



Tese de doutorado em co-tutela entre a:  
UNIVERSIDADE DE SÃO PAULO  
e a  
UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI TRIESTE

# **EVOLUÇÃO QUÍMICA DE DISCOS ESPIRAIS: A VIA LÁCTEA E GALÁXIAS ESPIRAIS PRÓXIMAS**

Monica Midori Marcon-Uchida

Apresentada no Departamento de Astronomia do Instituto de  
Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da  
Universidade de São Paulo como parte dos requisitos  
para obtenção do título de doutor.  
Área de concentração: Astronomia

Orientadores:

Prof. Roberto D. D. COSTA

(Universidade de São Paulo)

Prof. Francesca MATTEUCCI

(Universidade de Trieste)

São Paulo 2010

# **Livros Grátis**

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.



*A todos aqueles que me ajudaram e me apoiaram no Brasil e na Itália.*

There are places I remember all my life,  
    Though some have changed,  
    Some forever, not for better,  
    Some have gone and some remain.  
All these places had their moments  
With lovers and friends I still can recall.  
    Some are dead and some are living.  
    In my life I've loved them all.

(John Lennon & Paul Mc Cartney)



# Agradecimentos

Foi um imenso prazer trabalhar com as pessoas do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, do Osservatorio Astronomico di Trieste e da Università degli Studi di Trieste.

Eu gostaria de agradecer o prof. Dr. Roberto Costa por ser um excelente orientador, me dando suporte e me supervisionando ao longo de todos estes anos. Eu aprecio os seus vastos conhecimentos e habilidades em muitas áreas, seu contínuo encorajamento e apoio foram fundamentais para a realização deste trabalho.

Também sou igualmente grata a minha co-orientadora, profa. Dra. Francesca Matteucci pelo seu carisma, liderança, constante atenção e imensurável competência. Suas idéias tiveram uma grande influência no desenvolvimento desta tese.

Eu gostaria de agradecer à minha família e a todos que estiveram ao meu lado ao longo da realização deste trabalho, me ajudando com muito apoio e compreensão, especialmente Angela Marcon, Aiaco Uchida e Regis Anunciato.

A realização deste trabalho também não seria possível sem as discussões muito úteis realizadas com os professores Beatriz Barbuy, Walter Maciel e Jacques Lépine. Os seus conselhos e sugestões foram muito importantes para o meu doutorado.

Eu gostaria de expressar a minha gratidão ao pessoal da informática do IAG, em especial Marco Antonio e às secretárias do departamento de astronomia: Marina, Regina, Conceição e Cida. Vocês todos me ajudaram muito!

Meus amigos também tiveram a sua importância neste trabalho e sou muito grata pelo apoio e companheirismo nos bons e maus momentos. Obrigado ao pessoal do IAG: Alan J. Alves, Eraldo M. Rangel, Rodolfo Valentim, Aline Vidotto, Tiago V. Ricci, Pedro P. B. Beaklini, Alberto Krone-Martins, Oscar Cavichia e Sergio Scarano Jr.; e ao pessoal

de Trieste: Emanuele Spitoni, Shaji Vattakunnel, Jun Yin, Edoardo Colavitti e Guido Cupani. Seria impossível terminar esta empreitada sem vocês!

Eu gostaria de agradecer de maneira especial à algumas pessoas muito importantes na minha vida: minhas melhores amigas Luiza Marcondes e Melissa Isizaka por toda a amizade e paciência; Valentina Grieco, minha companheira de sala e *sorella* italiana e Riccardo Sguazzardi por todo o carinho e apoio incondicional.

Adicionalmente, eu gostaria de agradecer minha professora de física do ensino médio, Regina Thealler, por ter me incentivado e me guiado nos primeiros passos rumo à carreira científica.

Este trabalho recebeu o suporte financeiro do CNPq através de bolsa de doutorado e dos processos 302538/2007-0 e 200412/2008-6 e da FAPESP com o processo 2006/59453-0. Eu também gostaria de agradecer à produtora *Casablanca Content* e ao SBT pela oportunidade e ao Sr. Abravanel pelo prêmio em dinheiro que foi de grande ajuda para o progresso deste trabalho.

*“The Spiral Nebulae has been regarded hitherto as a rara avis - a strange and unusual phenomenon among celestial objects, to be viewed by the observer with special interest, and marked in catalogues with exclamation points.”*

James E. Keeler

in: “On the predominance of spiral forms among the nebulae” , 1899





# Resumo

A distribuição de abundâncias químicas e sua variação no espaço e tempo são importantes ferramentas para compreender a evolução química de discos de galáxias espirais. Em particular, o estudo dos modelos de evolução química pode aprimorar o nosso conhecimento sobre a formação e a evolução da Galáxia e de outros sistemas estelares.

Neste trabalho nós desenvolvemos um modelo de evolução química generalizado para discos espirais do universo local e estudamos a influência de uma *threshold* na densidade superficial de gás e diferentes eficiências na lei de formação estelar sobre o gradiente radial de abundâncias, distribuição de gás e taxa de formação estelar (SFR). Nós adotamos um modelo de evolução química onde o disco Galáctico se forma de dentro para fora através de um único episódio de *infall*, e testamos diversas *thresholds* e eficiências na SFR. O modelo foi dimensionado para as propriedades do disco de três galáxias do Grupo Local (a Via Láctea, M31 e M33) e foram exploradas as suas dependências com a eficiência de formação estelar e a escala de tempo para a acreção do gás no disco.

Usando este modelo modificado, fomos capazes de reproduzir os vínculos observacionais disponíveis na literatura para estas galáxias. O gradiente radial de abundâncias e a sua evolução temporal foram estudados em detalhe. O valor atual do gradiente de abundâncias é mais sensível à *threshold* do que aos outros parâmetros, enquanto a sua evolução temporal depende da eficiência na SFR utilizada. A eficiência variável ao longo do raio galáctico é capaz de reproduzir a distribuição de gás nos discos de espirais com braços bem demarcados. A inclinação da distribuição da densidade superficial de massa em estrelas é diferente de acordo com a massa do disco devido às diferentes histórias de formação estelar. Discos mais massivos tendem a evoluir mais rapidamente (i.e., com uma formação estelar mais eficiente) que os menos massivos, sugerindo um *downsizing* na formação estelar

para galáxias espirais. A *threshold* e a eficiência na formação estelar possuem um papel importante na evolução química dos discos. Por exemplo, a eficiência que varia ao longo do raio da galáxia pode ser utilizada para regular a formação estelar. O gradiente radial de abundâncias pode achatar ou inclinar com o passar do tempo dependendo da escolha deste parâmetro.

Adicionalmente, apresentamos observações espectroscópicas de regiões HII em três galáxias espirais: IC0167, NGC1042 e NGC6907. Vários métodos normalmente aplicados para a derivação de abundâncias foram utilizados e os resultados obtidos foram comparados entre si. O gradiente radial de abundância do oxigênio para os três discos galácticos foi estimado e a existência de uma possível correlação entre o raio de corotação e a mudança na inclinação do gradiente foi estudada.

# Abstract

The distribution of chemical abundances and their variation in space and time are important tools to understand the chemical evolution of disks in spiral galaxies. In particular, the study of chemical evolution models can improve our understanding on how our galaxy and other spirals evolve.

In this work we develop a standard chemical evolution model for spiral disks in the Local Universe and study the influence of a threshold gas density and different efficiencies in the star formation rate (SFR) law on radial gradients of abundance, gas, and SFR. We adopt a one-infall chemical evolution model where the Galactic disk forms inside-out by means of an infall, and we test different thresholds and efficiencies in the SFR. The model was scaled to the disk properties of three Local Group galaxies (the Milky Way, M 31 and M 33) by varying its dependence on the star formation efficiency and the timescale for the gas infall onto the disk.

Using this simple model, we are able to reproduce most of the observed constraints available in the literature for the studied galaxies. The radial oxygen abundance gradients and their time evolution were studied in detail. The present day abundance gradients are more sensitive to the threshold than to other parameters, while their temporal evolution is more dependent on the chosen SFR efficiency. A variable efficiency along the galaxy radius can reproduce the present day gas distribution in the disk of spirals with prominent arms. The steepness in the distribution of stellar surface density differs from massive to lower mass disks, owing to different star formation histories. More massive disks seem to have evolved faster (i.e., with more efficient star formation) than the less massive ones, thus suggesting a downsizing in star formation for spirals. The threshold and the efficiency of star formation play a very important role in the chemical evolution of spiral disks. For

instance, an efficiency varying with radius can be used to regulate the star formation. The oxygen abundance gradient can steepen or flatten in time depending on the choice of this parameter.

Additionally, we present spectroscopic observations of HII regions in three spiral galaxies: IC0167, NGC1042 and NGC6907 aimed to investigate the radial gradient of abundances. Several strong-line methods usually applied for abundance derivation were used and the derived results were compared. The oxygen radial abundance gradients for these three were estimated and the existence of a possible correlation between the corotation radius and the break in the slope of the gradient was investigated.

# Riassunto

La distribuzione delle abbondanze chimiche e la loro variazione nello spazio e nel tempo sono strumenti fondamentali per comprendere l'evoluzione chimica dei dischi nelle galassie a spirale. In particolare, lo studio dei modelli di evoluzione chimica può migliorare la nostra comprensione di come evolve la nostra galassia e le altre spirali.

In questo lavoro presentiamo lo sviluppo di un modello standard di evoluzione chimica per i dischi a spirale nell'Universo Locale, e lo studio dell'influenza che hanno la densità soglia del gas e le diverse efficienze della legge del tasso di formazione stellare (SFR) sui gradienti radiali di abbondanza, gas e SFR. Abbiamo adottato un modello di evoluzione chimica ad un solo *infall*, dove il disco galattico si forma *inside-out* attraverso un solo accrescimento, e abbiamo testato differenti soglie ed efficienze del SFR. Il modello è stato riscaldato sulla base delle proprietà del disco delle tre galassie del Gruppo Locale (la Via Lattea, M 31 e M 33), variando la sua dipendenza dall'efficienza di formazione stellare e dal tempo scala con cui il gas accresce sul disco.

Usando questo semplice modello siamo in grado di riprodurre la maggior parte dei vincoli osservativi disponibili in letteratura per le galassie in esame. I gradienti radiali dell'abbondanza dell'ossigeno e la loro evoluzione nel tempo vengono studiati in dettaglio. I gradienti di abbondanza attuali sono più sensibili alla soglia che ad altri parametri, mentre la loro evoluzione temporale dipende maggiormente dall'efficienza del SFR scelta. Un'efficienza variabile lungo il raggio della galassia può riprodurre l'odierna distribuzione nei dischi delle spirali con bracci prominenti. La pendenza della distribuzione di densità stellare superficiale differisce tra dischi massivi e di poca massa, a causa delle diverse storie di formazione stellare. I dischi più massivi sembrano essersi evoluti più rapidamente (i.e., con una formazione stellare più efficiente) di quelli meno massivi, suggerendo quindi un

*downsizing* nella formazione stellare per le spirali. La soglia e l'efficienza di formazione stellare giocano un ruolo molto importante nell'evoluzione chimica dei dischi delle spirali. Per esempio, un'efficienza che varia con il raggio può essere usata per regolare la formazione stellare. Il gradiente dell'abbondanza dell'ossigeno può farsi ripido o appiattirsi nel tempo a seconda della scelta di questo parametro.

Infine, presentiamo le osservazioni spettroscopiche delle regioni HII nelle tre galassie a spirale: IC0167, NGC1042 e NGC6907, con lo scopo di analizzare i gradienti radiali delle abbondanze. Vengono usati diversi metodi, normalmente impiegati per la derivazione delle abbondanze, basati sulla presenza di righe intense e i risultati così derivati sono messi a confronto. Viene data una stima del gradiente radiale dell'abbondanza dell'ossigeno per queste tre galassie e viene studiata l'esistenza di una possibile correlazione tra il raggio di corotazione e il cambio di pendenza del gradiente.

## Lista de Figuras

2.1	IC1067 - Gradientes de abundância . . . . .	46
2.2	NGC1042 - Gradientes de abundâncias . . . . .	47
2.3	NGC6907 - Gradientes de abundâncias . . . . .	48
2.4	Gradientes de abundância para IC0167 . . . . .	50
2.5	Gradientes de abundância para NGC1042 . . . . .	51
2.6	Gradiente de abundâncias para NGC6907 . . . . .	52
4.1	Relação idade-metalicidade de Edvardsson et al. (1993) (cruzes) e Rocha-Pinto et al. (2000) (círculos abertos). Regiões I e II indicam os objetos peculiares, com as maiores dispersões no trabalho de Edvardsson et al. (1993).	75
4.2	Distribuição de estrelas anãs na vizinhança solar de Holmberg et al. (2007).	76
4.3	Gradientes de abundância para C, O, Na, Mg, Al and Si. . . . .	78
4.4	Evolução temporal do gradiente radial de abundâncias do oxigênio . . . . .	81
4.5	Evolução temporal do gradiente radial de Fe . . . . .	82
4.6	Razão alpha/Fe para a Via Láctea . . . . .	83
4.7	Relação alpha/Fe para diferentes histórias de formação estelar . . . . .	84
4.8	Distribuição da densidade superficial de gás no disco . . . . .	86
4.9	SFR ao longo do disco galáctico . . . . .	87
4.10	Taxas de SNs . . . . .	88
5.1	Distribuições das anãs-G para a vizinhança solar, comparação entre modelos e observações . . . . .	93
5.2	Escalas de tempo para o <i>infall</i> de gás no disco da Via Láctea. . . . .	94



5.3	Previsões para a distribuição de metalicidades das anãs para a vizinhança solar . . . . .	95
5.4	Estimativa da eficiência da formação estelar atual: Via Láctea, M31 e M33	96
5.5	Gradiente radial de abundância do oxigênio para a Via Láctea, M31 e M33. Modelos e observações. . . . .	102
5.6	Evolução temporal do gradiente do oxigênio . . . . .	103
5.7	Gradiente de abundância do deutério . . . . .	105
5.8	Distribuição de gás atual para a Via Láctea, M31 e M33 . . . . .	106
5.9	Perfil de densidade estelar para a Via Láctea, M31 e M33 . . . . .	107
5.10	Distribuição radial da SFR atual para a Via Láctea, M31 e M33 . . . . .	108
B.1	Resultados preliminares para IC0167 . . . . .	142
B.2	Resultados preliminares para NGC1042 . . . . .	143
B.3	Resultados preliminares para NGC6907 . . . . .	144

## Lista de Tabelas

2.1	Observações realizadas em 2005 e 2006, e parâmetros intrínsecos das galáxias em estudo . . . . .	37
2.2	Abundâncias do oxigênio para IC0167/2006 . . . . .	39
2.3	Abundâncias do oxigênio para NGC1042/2006 . . . . .	40
2.4	Abundâncias do oxigênio para NGC6907/2006 . . . . .	42
2.5	Abundâncias de oxigênio para IC0167, NGC1042 e NGC6907 - 2005 . . . . .	44
2.6	Gradiente radial de abundâncias para o oxigênio . . . . .	53
4.1	Abundâncias elementais para a vizinhança solar . . . . .	72
5.1	Coefficientes das relações lineares para as escalas de tempo do <i>infall</i> . . . . .	90
5.2	Parâmetros dos modelos . . . . .	99
5.3	Valores para o gradiente de abundância atual do oxigênio para as três galáxias em estudo . . . . .	101
A.1	Fluxos das linhas de IC0167/2006 . . . . .	131
A.2	Fluxos das linhas de IC0167/2005 . . . . .	133
A.3	Fluxos das linhas - NGC1042/2006 . . . . .	134
A.4	Fluxo das linhas - NGC1042/2005 . . . . .	136
A.5	Linhas de fluxo - NGC6907/2006 . . . . .	137
A.6	Fluxos das linhas - NGC6907/2005 . . . . .	139
B.1	Parâmetros utilizados para os modelos preliminares de IC0167, NGC1042 e NGC6907 . . . . .	141

B.2	Gradiente radial de abundância do oxigênio - Resultados preliminares para IC0167, NGC1042 and NGC6907 . . . . .	145
-----	--	-----

# Sumário

1. Introdução . . . . .	23
1.1 A Via Láctea . . . . .	23
1.2 Galáxias Espirais . . . . .	24
1.2.1 O Grupo Local de galáxias . . . . .	25
1.3 A evolução química de galáxias . . . . .	26
1.3.1 Abundâncias químicas em discos de espirais . . . . .	26
2. Abundâncias Químicas . . . . .	31
2.1 Métodos empíricos . . . . .	31
2.1.1 Método $T_e$ . . . . .	32
2.1.2 Métodos Estatísticos . . . . .	33
2.1.3 Método O23 ou R23 . . . . .	34
2.1.4 Método [OIII]/[NII] (O3N2) . . . . .	35
2.1.5 Método [NII]/ $H\alpha$ (N2) . . . . .	35
2.1.6 Método [ArIII]/[OIII] (Ar3O3) . . . . .	36
2.2 Dados Observacionais . . . . .	36
2.3 Abundâncias do Oxigênio . . . . .	38
2.4 O gradiente radial de abundâncias . . . . .	45
3. Modelos de evolução química . . . . .	55
3.1 Ingredientes e equações básicas . . . . .	55
3.1.1 Condições Iniciais . . . . .	55
3.1.2 Taxa de natalidade . . . . .	56

3.1.3	A taxa de formação estelar . . . . .	56
3.1.4	Função de massa inicial . . . . .	58
3.1.5	<i>Yields</i> estelares . . . . .	59
3.1.6	Fluxos de gás . . . . .	61
3.1.7	Equações Básicas . . . . .	63
3.1.8	Aproximações analíticas . . . . .	65
3.1.9	Modelos numéricos . . . . .	68
4.	Vínculos observacionais para os modelos de evolução química . . . . .	71
4.1	Abundâncias solares . . . . .	71
4.2	A relação idade-metalicidade . . . . .	74
4.3	Distribuição de Abundâncias . . . . .	75
4.3.1	A metalicidade das anãs-G . . . . .	75
4.3.2	Gradiente radial de abundâncias . . . . .	76
4.4	Razões de abundâncias . . . . .	82
4.5	Distribuição do gás . . . . .	85
4.6	Distribuição da SFR . . . . .	86
4.7	Taxas de supernova . . . . .	87
5.	Evolução química dos discos da Via Láctea, M31 e M33 . . . . .	89
5.1	O modelo generalizado . . . . .	89
5.1.1	Via Láctea . . . . .	92
5.1.2	M31 . . . . .	97
5.1.3	M33 . . . . .	98
5.2	Resultados dos modelos . . . . .	98
5.2.1	O gradiente de abundâncias do oxigênio . . . . .	100
5.2.2	Previsões para a abundância de deutério . . . . .	104
5.2.3	Distribuição de gás e estrelas . . . . .	105
5.2.4	Taxa de formação estelar . . . . .	107
6.	Sumário e conclusões . . . . .	109
6.1	Determinação de abundância utilizando métodos estatísticos . . . . .	109
6.2	Modelos de evolução química para discos de espirais do Grupo Local	110

6.3	Perspectivas Futuras . . . . .	114
	<i>Referências</i> . . . . .	115
	<i>Apêndice</i> . . . . .	129
A.	Fluxo das linhas para HII Regiões em IC0167, NGC1042 e NGC6907	131
B.	Evolução química dos discos de IC0167, NGC1042 e NGC6907 - Resultados Preliminares . . . . .	141
C.	Material Suplementar . . . . .	147



## Introdução

### 1.1 A Via Láctea

Durante uma noite sem nuvens, longe das luzes da cidade, a Via Láctea pode ser facilmente observada a olho nú como uma faixa luminosa cruzando o céu. O seu brilho é devido ao imenso número de estrelas e outros objetos pertencentes ao plano galáctico, mas além destes elementos brilhantes nós podemos notar também algumas regiões escuras que correspondem a áreas onde a luz das estrelas é absorvida pelo grãos e poeira presentes no Meio Interestelar (MI).

Nosso conhecimento sobre a estrutura da Galáxia sofreu muitas mudanças ao longo dos últimos séculos. Atualmente a descrição geral da Via Láctea inclui três componentes básicos: o *bojo* (parte central da Galáxia de forma esferoidal com alta densidade), *halo* (onde nós podemos encontrar os aglomerados globulares e as estrelas mais velhas da Galáxia) e o *disco* (com uma componente espessa e uma fina, onde estão localizados os braços espirais). O halo se estende até aproximadamente 30 kpc do centro, o bojo possui a dimensão típica de aproximadamente 2 kpc e o disco espesso possui 1 – 1.5 kpc de altura enquanto o disco fino apresenta uma altura que varia entre 100 e 400 pc distribuídos ao longo de um de  $\sim 20$  kpc.

Os estudos sobre a cinemática de estrelas na Via Láctea feitos por Lindblad e Oort revelaram que objetos do bojo e do disco apresentam diferentes velocidades e órbitas, introduzindo o conceito de distintas *populações estelares*. Em 1944, durante os *blackouts* de luz causados pela guerra, Baade utilizou o telescópio de Mount Wilson para estudar as cores e o brilho de estrelas em galáxias próximas. Neste estudo ele descobriu que em sistemas esferoidais as estrelas mais brilhantes são gigantes vermelhas, enquanto os braços espirais



no disco de galáxias são dominadas por gigantes azuis. Baseado nestas observações, Baade sugeriu a existência de duas populações estelares diferenciadas pela idade, cinemática, distribuição espacial e abundâncias químicas. A *População I* é geralmente distribuída nos discos espirais e é composta por estrelas azuis luminosas acompanhadas por gás e poeira enquanto a *População II* é composta por estrelas brilhantes vermelhas em ambientes livres de poeira. Estrelas de população I foram recentemente formadas e possuem altas abundâncias de metais ao passo que estrelas de população II são mais velhas e deficientes em metais. Vale lembrar que até mesmo as estrelas pobres em metais de população II observadas na Galáxia apresentam alguns traços de elementos pesados que elas não poderiam ter produzido indicando que deve uma geração anterior de estrelas deva ter existido. Tais objetos são denominados estrelas de *População III* e devem ter enriquecido o meio interestelar (MI) antes do nascimento das estrelas de pop. II.

O conceito de população estelar foi refinado durante as últimas décadas e diferentes tipos tem sido identificados. Alguns exemplos: *Pop. I extrema* (regiões HII), *pop. I velha* (o Sol), *pop. II intermediária* (estrelas de alta velocidade) e *pop. II do halo* (aglomerados globulares).

## 1.2 Galáxias Espirais

A idéia de que os objetos luminosos de forma espiral, até então chamados de nebulosas espirais, pudessem ser sistemas estelares independentes da Via Láctea foi proposta no início do século XX e foi o argumento do “Grande Debate” entre Herber Curtis e Harlow Shapley, realizado em 1920. A questão foi definitivamente resolvida por Edwin Hubble nos anos seguintes, quando utilizando o telescópio de Mount Wilson, que iniciou a sua operação em 1922, com o qual ele observou cefeidas em algumas nebulosas espirais e calculou as suas distâncias. Dessa forma Hubble conclui que tais objetos não poderiam ser parte da Via Láctea e eram, de fato, sistemas com tamanhos comparáveis ao da nossa Galáxia.

As galáxias espirais foram classificadas como barradas e não-barradas, SA e SB, respectivamente e em uma sequência de subtipos divididos de acordo com a combinação de alguns critérios: (i) a luminosidade da razão bojo/disco, (ii) a abertura dos braços espirais, e (iii) o grau em que os braços espirais podem ser resolvidos em estrelas ou regiões HII. Esta classificação é muito subjetiva mas existem correlações suficientes entre estes critérios para

considerá-la satisfatória. Baseando-se nestes critérios as galáxias podem ser classificadas em tipo *a*, *b*, *c* ou *d*. Galáxias espirais *early-type* (tipos *a* e *b*) apresentam bojos maiores e braços discretos e fechados enquanto as espirais *late-type* (tipos *c* e *d*) possuem pequenos bojos e braços luminosos e bem definidos.

As galáxias são formadas a partir de nuvens de gás que condensam e colapsam em sistemas que formam estrelas em diferentes escalas de tempo. Uma muito pequena para os sistemas esferoidais (como os bojos e galáxias elípticas) ou em uma mais longa para formar as componentes do disco e galáxias irregulares (Matteucci, 2001).

Em geral, galáxias são encontradas em grupos e aglomerados ligando-se gravitacionalmente e formando as maiores estruturas do universo.

### 1.2.1 O Grupo Local de galáxias

O Grupo Local contém aproximadamente 30 galáxias ocupando uma região de 1Mpc de raio. Os maiores membros são espirais: a Via Láctea, Andrômeda (M31) e M33; M32 é a única galáxia elíptica enquanto os sistemas restantes são irregulares ou galáxias anãs. Tais sistemas no nosso Grupo Local representam uma oportunidade para estudar as propriedades de galáxias em uma pequena escala de distância.

As três galáxias espirais possuem muitas características em comum mas diferem em alguns aspectos, tornando o Grupo Local um “laboratório” ideal para testar as hipóteses feitas para modelar as galáxias espirais e explorar os seus limites de validade.

#### M31

M31, também conhecida como a galáxia de Andrômeda ou NGC224, é a maior galáxia do Grupo Local e pode ser facilmente observada a olho nú no céu do hemisfério norte. A partir do nosso referencial ela é vista praticamente de perfil, apresentando um ângulo de inclinação de  $77^\circ$ .

Esta galáxia pertence a um tipo mais primitivo (*earlier*) que a Via Láctea e está localizada a uma distância de aproximadamente 800 kpc de nós. Este sistema é cerca de duas vezes mais massivo e 2.4 vezes maior que a nossa Galáxia (Yin et al., 2009) possuindo um bojo de maiores dimensões. Como na Via Láctea, o bojo de M31 possui uma população estelar velha que contribui com 30 a 40 % da sua luminosidade, mas diferentemente da Galáxia, o

seu núcleo apresenta uma notável escassez de gás ou poeira. O disco de M31 forma estrelas em uma taxa mais lenta que a Via Láctea com a maioria das estrelas jovens localizadas além dos 10 kpc de raio. Seus braços espirais são relativamente fechados apresentando um baixo conteúdo de gás e menos regiões de formação estelar que a nossa galáxia.

### **M33**

M33 é uma galáxia *late-type* classificada como um tipo Sc ou Sd também conhecida como *Triangulum galaxy* ou NGC598. Está localizada a uma distância de cerca 900 kpc e pode ser observada praticamente *faced-on*, o que contribuiu para que ela fosse a primeira “nebulosas espiral” identificada por William Parsons no século XIX. Tal sistema é menor e menos luminoso que a Via Láctea e é gravitacionalmente ligado a M31.

Esta galáxia possui um bojo muito pequeno e braços espirais bem abertos, compostos principalmente por aglomerações muito brilhantes formadas por estrelas recém formadas. A taxa de formação estelar em M33 é muito alta e muitas regiões HII luminosas podem ser indentificadas ao longo do seu disco. Ela não apresenta nenhum sinal notável de uma barra ou interações recentes.

## **1.3 A evolução química de galáxias**

A evolução das galáxias pode ser dividida em basicamente três aspectos: dinâmica, química e espectrofotométrica. O estudo das abundâncias químicas de estrelas e do meio interestelar (MI) de galáxias espirais tem sido realizado ao longo das últimas décadas tanto teoricamente quanto observacionalmente.

Através da investigação de diferentes populações estelares nós podemos obter muitas informações sobre a formação e evolução de galáxias. As propriedades químicas e cinemáticas de cada população estelar fornece detalhes importantes sobre as condições do gás na época da formação daquela população delineando o passado da galáxia.

### **1.3.1 Abundâncias químicas em discos de espirais**

O estudo da distribuição de abundâncias na Via Láctea é frequentemente realizado através da determinação de abundâncias químicas fotométricas e espectroscópicas de diferentes tipos de objetos. A parte por dados provenientes da espectroscopia de algumas es-

trelas gigantes luminosas, a a maior parte da informação sobre as abundâncias químicas no disco de outras galáxias vem de nebulosas fotoionizadas de grandes dimensões. Esta limitação é devida às grandes distâncias envolvidas e a dificuldade de observar objetos pontuais nestes sistemas galácticos.

### **Nebulosas Ionizadas**

Abundâncias químicas derivadas a partir de linhas de emissão do espectro de nebulosas fotoionizadas são peças importantes para os modelos de evolução química, sendo um dos vínculos observacionais mais significativos para tais construções .

#### *Regiões HII*

Regiões HII são nebulosas difusas de baixa densidade composta pelo gás ionizado por estrelas recentemente formadas, e estão geralmente associadas a nuvens moleculares, local onde a ocorre a formação estelar. Nestas associações frequentemente estão presentes diversas estrelas com temperaturas entre  $3 - 5 \times 10^4 \text{K}$  que ionizam a mesma nebulosa com a sua radiação. As regiões HII contêm principalmente hidrogênio, que tipicamente produz as linhas mais intensas observadas nos seus espectros, juntamente com linhas colisionamente excitadas do [OIII] e do [NII].

Graças às suas grandes dimensões e intensas linhas de emissão, as regiões HII podem ser observadas a distâncias consideravelmente grandes ao longo dos braços de galáxias espirais, o que faz com que elas sejam utilizadas como traçadoras da estrutura espiral dos braços. Tais objetos refletem a abundância química atual do MI e fornecem a maioria das informações sobre as abundâncias em discos espirais.

#### *Nebulosas Planetárias*

Nebulosas Planetárias (NPs) são os estágios finais da evolução estelar de estrelas de massa intermediária ( $0.8 - 8M_{\odot}$ ), formadas pela ejeção das camadas externas da estrela devido a instabilidades na fase pós-AGB. A estrela central remanescente apresenta altas temperaturas e as nebulosas planetárias são geralmente mais ionizadas que as regiões HII. Os seus espectros apresentam linhas muito intensas de recombinação do HI e HeI (algumas vezes HeII) juntamente com muitas linhas proibidas como por exemplo [OIII], [NII], [ArIV] e [NeIII] devido as suas baixas densidades ( $10^2 - 10^4 \text{cm}^{-3}$ ). As abundâncias

químicas de elementos sintetizados no interior das estrelas centrais (He, C e N) fornecem informações sobre os processos de nucleossíntese das estrelas progenitoras, enquanto as abundâncias de elementos não produzidos por estas estrelas (O, S, Ar, Ne) refletem a abundância do MI na época em que a estrela foi formada.

Tais objetos estão presentes principalmente no bojo e no disco de galáxias espirais. Estudos cinemáticos e químicos revelam que as estrelas progenitoras em geral pertencem a populações estelares I e II e por isso são ferramentas importantes para o estudo da evolução química de galáxias devido ao grande intervalo de distribuição de massa (e em consequência de idade) destas progenitoras.

### *Remanescente de supernovas*

Estes objetos são o resultado da explosão violenta de uma estrela massiva. Tais remanescentes são constituídos pelo material ejetado na expansão violenta das camadas mais externas da estrela progenitora, combinado com material do meio interestelar com o qual a onda de choque interage durante a expansão. Remanescentes de SN são fisicamente muito diferentes das regiões HII e das NPs, apresentando diversos mecanismos para a ionização do gás.

Em remanescentes de SN nenhuma fonte de fotoionização é vista. As ondas de choque produzidas pelas explosões de SN pode ionizar o gás, convertendo energia cinética em radiação. Tais remanescentes apresentam diversas formas e estruturas (como filamentos por exemplo) e são os principais mecanismos para o enriquecimento do MI em elementos pesados.

Baseados nas linhas presentes nos seus espectros estes objetos podem ser classificados em tipo II, quando apresentam linhas de hidrogênio no seu espectro (o que implica na presença de hidrogênio nas camadas externas da estrela progenitora) e em tipo I, sem linhas de hidrogênio no espectro. As SNs tipo II são os estágios finais de estrelas massivas ( $M > 8M_{\odot}$ ): após vários estágios de fusão termonuclear o núcleo central colapsa e as camadas externas são expelidas com altas velocidades. As SNs tipo I são resultado da destruição de uma anã branca em um sistema binário, após ter acretao matéria da sua companheira, excedendo o limite de Chandrasekhar.

---

Este trabalho está organizado da seguinte forma. No capítulo 2, nós apresentamos dados observacionais e abundâncias químicas do oxigênio de regiões HII presentes no disco de três galáxias espirais (IC0167, NGC1042 e NGC6907) derivadas através da utilização de diversos métodos estatísticos. No capítulo 3, apresentamos uma introdução geral aos modelos de evolução química de galáxias enquanto no capítulo 4 apresentamos os seus principais vínculos observacionais. No capítulo 5 apresentamos os resultados para os modelos de evolução química de três galáxias do Grupo Local (a Via Láctea, M31 e M33). Finalmente, no capítulo 6 apresentamos as nossas conclusões.



## Abundâncias Químicas

Determinações de abundâncias de regiões HII são uma ferramenta fundamental para fornecer informações sobre a abundância química atual de galáxias próximas.

Durante as últimas décadas, vários métodos diferentes foram propostos para derivar as abundâncias químicas de um plasma ionizado, desde sofisticados modelos numéricos até métodos empíricos e estatísticos baseados em muitos anos de observações. Os modelos numéricos consistem de códigos de fotoionização geralmente utilizados para estudar nebulosas individuais devido ao grande número de condições e suposições como o seu tamanho, geometria, distribuição de densidade e propriedades físicas da fonte ionizante.

Nas condições predominantes as linhas de emissão mais intensas das nebulosas são opticamente finas, tornando seu uso muito popular e efetivo para estimar as abundâncias químicas e parâmetros físicos das nebulosas fotoionizadas. As razões de intensidade das linhas de recombinação dependem pouco da temperatura do gás, enquanto a razão das linhas colisionais são fortemente dependentes da temperatura eletrônica e da densidade da nebulosa. Abundâncias empíricas e estatísticas são geralmente derivadas através da razão das intensidades de linhas colisionalmente excitadas relativas a  $H\beta$ , uma vez que as mesmas são dependentes da metalicidade.

### 2.1 Métodos empíricos

Abundâncias iônicas em nebulosas fotoionizadas podem ser derivadas das medidas das intensidades relativas das linhas de emissão presentes nos seus espectros. Uma vez que tais linhas de emissão são intensas e é relativamente fácil estimar seus fluxos, a base de dados espectrais para regiões HII vêm crescendo continuamente. Em particular, durante as últimas



décadas com o advento dos grandes telescópios, o número de observações espectroscópicas de regiões HII extragalácticas cresceu significativamente.

### 2.1.1 Método $T_e$

Os processos de formação das linhas de emissão em nebulosas fotoionizadas dependem fortemente das condições físicas e das abundâncias químicas. As estruturas atômicas de alguns íons como o OIII e NII são muito convenientes para quantificar as temperaturas da nebulosa uma vez que a intensidade das suas linhas de emissão dependem essencialmente da temperatura e da densidade efetiva do gás ( $T_e$  and  $n_e$ ).

Um dos métodos clássicos utilizados para derivar as abundâncias químicas é baseado em razões de linhas proibidas, como por exemplo  $[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007 / [OIII] \lambda 4363$ , que apresentam diferentes potenciais de ionização e são frequentemente utilizadas para calcular  $T_e$ . Neste método a densidade é geralmente estimada utilizando a razão de intensidades de duas linhas do mesmo íon que possuem a mesma energia de excitação mas diferentes taxas de desexcitação colisional (por ex.  $[SII] \lambda 6716 / 6731$ ,  $[OII] \lambda 3729 / 3726$ ).

As abundâncias iônicas podem então ser determinadas através das razões de linhas de emissão e seus respectivos coeficientes de emissão, por exemplo, o  $O^{++}/H^+$  pode ser derivado da seguinte forma:

$$O^{++}/H^+ = \frac{[OIII] \lambda 5007 / H\beta}{j_{[OIII](T_e, n_e)} / j_{H\beta(T_e)}} \quad (2.1)$$

onde  $j_{[OIII](T_e, n_e)}$  e  $j_{H\beta(T_e)}$  são respectivamente os coeficientes de emissão da linha  $[OIII] \lambda 5007$ , que depende de  $T_e$  e  $n_e$ ; e da linha  $H\beta$ , que depende somente de  $T_e$  (supondo  $T_e$  e  $n_e$  constantes e uniformes na nebulosa).

A abundância elemental total relativa ao hidrogênio é dada pela soma das abundâncias iônicas. Uma vez que nem todos os íons de um elemento estão presentes no espectro observado, o uso de fatores de correção de ionização (ICFs) é necessário para levar em conta os íons não observados. Em geral, os ICFs são baseados em considerações realizadas sobre os potenciais de ionização das espécies envolvidas, resultando em expressões simples como as seguintes (Peimbert e Torres-Peimbert, 1977):

$$N/O = N^+/O^+, \quad (2.2)$$

$$C/O = C^{++}/O^{++}, \quad (2.3)$$

$$\frac{O}{H} = \frac{(He^+ + He^{++})}{He^+} \frac{(O^+ + O^{++})}{H^+} \quad (2.4)$$

Modelos de fotoionização indicam que estas simples relações não necessariamente funcionam e algumas formulações mais complexas baseadas em grades de modelos de fotoionização podem ser encontradas em Kingsburgh e Barlow (1994), Alexander e Balick (1997) e Stasińska et al. (2001). Apesar dos ICFs ainda serem muito incertoas devido às constantes atômicas e às estruturas de densidades interiores à nebulosa (que são muito mais complicadas que as idealizadas nos modelos), estes fatores são capazes de fornecer valores mais acurados para as abundâncias do que a soma das abundâncias iônicas observadas.

Para mais detalhes e uma descrição mais prolongada deste método, ver Osterbrock e Ferland (2006).

### 2.1.2 Métodos Estatísticos

Métodos estatísticos, também conhecidos como *Strong-line method* são utilizados quando as linhas de emissão necessárias para estimar os parâmetros físicos da nebulosa não estão presentes ou não são detectáveis no espectro. A detecção das linhas aurorais (como  $[OIII] \lambda 4363$ ) utilizadas para calcular a temperatura eletrônica do gás é extremamente difícil em regiões HII (particularmente para as extragalácticas) e para calcular as suas abundâncias químicas se faz necessário o uso de outros indicadores baseados em linhas mais facilmente observadas.

Regiões HII apresentam linhas proibidas muito intensas do O, N, Ar e S. Pagel et al. (1979) foram os primeiros a sugerir uma relação entre as linhas mas intensas no espectro óptico e as abundâncias químicas da nebulosa. A relação entre a intensidade das linhas e a abundância do oxigênio é calibrada através do uso de regiões HII para as quais as abundâncias de oxigênio foram determinadas utilizando o método  $T_e$  ou modelos de fotoionização.

Tais métodos supõem que todas as regiões HII são caracterizadas somente pelas suas metalicidades e que os parâmetros de ionização estão ligadas à estas quantidades, o que tem se revelado correto, pelo menos estatisticamente (Stasińska, 2006).

Os indicadores de abundâncias mais populares para regiões HII são os métodos O23 baseados nas quantidades  $[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007 + [OII] \lambda 3727/H\beta$ , inicialmente propostos por Pagel et al. (1979), e depois refinados por Edmunds e Pagel (1984); McGaugh (1994); Pilyugin e Thuan (2005). Alloin et al. (1979) e Storchi-Bergmann et al. (1994) também propuseram outros métodos baseados em O3N2 ( $[OIII] \lambda 5007/H\beta/[NII] \lambda 6584/H\alpha$ ) e N2 ( $[NII] \lambda 6584/H\alpha$ ), respectivamente, que mais tarde foram revisitados por outros autores como Pettini e Pagel (2004) e Stasińska (2006). Em geral tais métodos apresentam incertezas da ordem de 0.2 - 0.3 dex, que são consideradas altas quando comparadas as incertezas típicas do método  $T_e$  (0.1dex).

Nas seções seguintes os métodos utilizados para derivar a abundância de oxigênio para regiões HII neste trabalho são apresentados. Para tornar a apresentação das equações e abundâncias mais simples, a notação  $\epsilon(O/H) = \log(O/H) + 12$  será utilizada.

### 2.1.3 Método O23 ou R23

O23 ou R23 foi o primeiro método *Strong line* proposto por Pagel et al. (1979) e foi largamente utilizado até os anos 1990. Neste método o índice utilizado para determinar a abundância do oxigênio depende de  $[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007 + [OII] \lambda 3727/H\beta$  e, em princípio, apresenta uma ambiguidade para abundâncias do oxigênio menores que 8.5 dex. Muitos métodos foram propostos para derivar abundâncias baseadas na razão R23, neste trabalho vamos utilizar o método proposto por Pilyugin (2001a).

O método-P de Pilyugin foi proposto em 2001 por Pilyugin (2001a,b) e consiste em uma calibração parametrizada bi-dimensionalmente para a abundância do oxigênio, utilizando as linhas R23 e um parâmetro P, resultando em  $O/H = f(P, R23)$ . Em seu trabalho Pilyugin demonstra que as condições físicas de uma região HII podem ser estimadas e levadas em conta através do parâmetro de excitação P.

No método-P, os parâmetros são definidos como:

$$R23 = \frac{[OII] \lambda\lambda 3727, 3729 + [OIII] \lambda\lambda 4959, 5007}{H\beta}, \quad (2.5)$$

$$P = \frac{[OIII] \lambda\lambda 4959, 5007/H\beta}{R23} \quad (2.6)$$

e a abundância do oxigênio é dada por:

$$\epsilon(O/H)_P = \frac{R23 + 54.2 + 59.45P + 7.31P^2}{6.07 + 6.71P + 0.37P^2 + 0.243R23} \quad (2.7)$$

#### 2.1.4 Método [OIII]/[NII] (O3N2)

Este método foi proposto inicialmente por Alloin et al. (1979) introduzindo a quantidade O3N2, baseada nas razões de linha  $[OIII]/H\beta$  e  $[NII]/H\alpha$ . Devido à proximidade destas linhas no espectro ( $[OIII] \lambda 5007$ ,  $H\beta = 4861\text{Å}$  e  $[NII] \lambda 6584$ ,  $H\alpha = 6563\text{Å}$ ) este método apresenta a vantagem de ser independente das correções de avermelhamento. O método é definido da seguinte forma:

$$O3N2 = \log\left(\frac{[OIII] \lambda 5007/H\beta}{[NII] \lambda 6584/H\alpha}\right) \quad (2.8)$$

Pettini e Pagel (2004) propuseram uma calibração linear entre  $-1 < O3N2 < 1.9$  :

$$\epsilon(O/H)_{O3N2PP04} = 8.73 - 0.32O3N2, \quad (2.9)$$

e Stasińska (2006) apresentou uma calibração utilizando uma amostra com maior número de regiões HII:

$$\epsilon(O/H)_{O3N2Sta06} = 8.55 + 0.25O3N2 \quad (2.10)$$

#### 2.1.5 Método [NII]/H $\alpha$ (N2)

A calibração N2 para estimar a abundância do oxigênio foi proposta pela primeira vez por Storchi-Bergmann et al. (1994) e desde então muitos autores revisitaram o assunto. Este método é também independente do avermelhamento mas como não inclui as linhas do oxigênio na determinação da sua abundância, está sujeito a incertezas. Neste trabalho vamos considerar as calibrações de Pettini e Pagel (2004) e Denicoló et al. (2002):

Para ambos autores o índice N2 é definido como:

$$N2 = \log([NII] \lambda 6584 / H\alpha) \quad (2.11)$$

Pettini e Pagel (2004) propuseram uma calibração linear e uma cúbica para as abundâncias de O/H:

$$\epsilon(O/H)_{N2PP04lin} = 8.90 + 0.57N2 \quad (2.12)$$

e

$$\epsilon(O/H)_{N2PP04cub} = 9.37 + 2.03N2 + 1.26N2^2 + 0.32N2^3, \quad (2.13)$$

enquanto Denicoló et al. (2002) propuseram

$$\epsilon(O/H)_{N2DTT} = 9.12 + 0.72N2 \quad (2.14)$$

### 2.1.6 Método [ArIII]/[OIII] (Ar3O3)

O método Ar3O3 foi proposto por Stasińska (2006) e apresenta duas características principais: o fato de que o Ar e o O são produzidos pelos mesmos tipos de estrelas não sendo afetados pela evolução química do meio interestelar e o fato que não é necessária uma grande cobertura espectral para observar ambas as linhas. Tal método é definido como:

$$Ar3O3 = \log([ArIII] \lambda 7135 / [OIII] \lambda 5007) \quad (2.15)$$

e

$$\epsilon(O/H)_{Ar3O3} = 8.91 + 0.34Ar3O3 + 0.27Ar3O3^2 + 0.20Ar3O3^3 \quad (2.16)$$

## 2.2 Dados Observacionais

Os dados observacionais apresentados neste trabalho foram obtidos em colaboração com o Dr. Sergio Scarano do IAG-USP, visando investigar uma possível correlação entre as quebras nos gradientes radiais de abundâncias e os efeitos da corotação em discos

espirais (Acharova et al., 2005). Três galáxias (IC0167, NGC1042 e NGC6907) foram selecionadas para este trabalho por serem candidatas a possuir o raio de corotação dentro do disco óptico e conseqüentemente as quebras no gradiente de abundâncias deveriam ser detectadas derivando-se as abundâncias químicas de regiões HII localizadas em seus discos.

As observações foram realizadas em 2005 e 2006 utilizando o Telescópio Gemini Norte, fazendo uso de seu espectrógrafo multi-fenda (GMOS) em modo fila para adquirir espectros de regiões HII nestas três galáxias. As observações multi-fenda são muito úteis para o estudo da distribuição de abundâncias em discos de galáxias devido à possibilidade de observar múltiplos objetos em uma única exposição. Dependendo da resolução espectral e do tamanho físico do detetores os espectrógrafos multi-fenda cobrem somente um intervalo limitado de comprimentos de onda, então nós realizamos duas observações: uma em setembro e novembro de 2005, cobrindo a região azul do espectro óptico ( $3000 - 6300 \text{ \AA}$ ) e outra em setembro de 2006, cobrindo as regiões central e vermelha do espectro ( $4400 - 7200 \text{ \AA}$ ). A tabela 2.1 mostra os dados das observações e alguns parâmetros intrínsecos das galáxias em estudo.

Tabela 2.1 - Observações realizadas em 2005 e 2006, e parâmetros intrínsecos das galáxias em estudo

Parâmetro	IC0167	NGC1042	NGC6907
AR (J2000)	01h 51m 09s	02h 40m 24s	20h 25m 07s
Dec (J2000)	+21° 54' 46"	-08° 26' 01"	-24° 48' 33"
D (Mpc)	$41.6 \pm 2.9$	$18.6 \pm 1.3$	$44.6 \pm 3.1$
Tipo	SAB(s)c	SAB(rs)cd	SB(s)bc
Data das observações	06/09/2005 23/08/2006	05/11/2005 24/08/2006	02/09/2005 22/08/2006
$t_{exp}(s)$ (2005)	960	1200	960
$t_{exp}(s)$ (2006)	1200	1200	1200
ângulo de inclinação(°)	38	29	49.5
escala de distância (pc/'')	195	92	211

Os processos de redução foram realizados utilizando os procedimentos-padrão para os

dados provenientes do GMOS com o Gemini Data Reduction Software. Calibrações de *bias*, *flat-field*, comprimento de onda e fluxo foram realizadas utilizando os dados obtidos com a mesma configuração instrumental ao longo das observações. Maiores detalhes do processo de redução de dados podem ser encontrados em Scarano et al. (2010).

As distâncias galactocêntricas para cada região HII e o centro da galáxia hospedeira foram calculadas através da desprojeção da distância angular, como descrito em Scarano et al. (2008). A escala de distância para cada galáxia estudada pode ser encontrada na tabela 2.1.

### 2.3 Abundâncias do Oxigênio

As abundâncias do oxigênio para as regiões HII observadas nos disco das três galáxias foram derivadas utilizando os métodos listados na seção 2.1.2 baseados fluxos das linhas corrigidas do avermelhamento, apresentadas no Apêndice A.

Para cada galáxia nós calculamos a abundância utilizando os seguintes métodos (quando as linhas necessárias foram observadas): Ar3O3 (eq. 2.16), N2 PP04 lin (eq. 2.12), N2 PP04 cub (eq. 2.12), N2 DTT (eq. 2.14), O3N2 PP04 (eq. 2.9) and O3N2 Sta06 (eq. 2.10) para as observações realizadas em 2006 e método-P (eq.2.7) para as observações de 2005.

Os resultados são apresentados no próximo conjunto de tabelas (2.2 até 2.4). A primeira coluna mostra a identificação (ID) das fendas, a segunda coluna corresponde à distância galactocêntrica da região HII até o centro da galáxia e as colunas 3 a 8 apresentam a abundância de oxigênio derivada pelos métodos mencionados acima. A tabela 2.5 apresenta as abundâncias de oxigênio derivadas utilizando o método P para as observações realizadas em 2005. As primeiras três colunas mostram os resultados obtidos para IC0167, as próximas três colunas apresentam os IDs, os raios e as abundâncias para NGC1042 enquanto o último trio de colunas se refere aos resultados para NGC6907. É necessário mencionar que as identificações das fendas dos objetos das observações realizadas em 2005 é diferente das observações realizadas em 2006.

Tabela 2.2 - Abundâncias do Oxigênio - IC0167 - observações realizadas em 2006

ID num	R (kpc)	$\epsilon(O/H)$ Ar3O3	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 lin	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 cub	$\epsilon(O/H)$ N2 DTT	$\epsilon(O/H)$ O3N2 PP04	$\epsilon(O/H)$ O3N2 Sta06
1	13.04	-	8.08	8.10	8.07	8.10	8.06
3	8.67	-	8.38	8.33	8.46	8.41	8.30
7	15.29	8.25	8.28	8.24	8.33	8.25	8.17
8	11.84	-	8.36	8.30	8.42	8.33	8.24
9	10.20	8.06	8.28	8.24	8.32	8.26	8.19
11	3.70	8.40	8.41	8.36	8.50	8.40	8.30
15	20.20	7.89	8.14	8.15	8.15	8.13	8.08
16	12.75	8.25	8.21	8.19	8.24	8.21	8.14
18	3.39	8.44	8.42	8.36	8.50	8.41	8.30
20	8.30	-	8.27	8.23	8.31	8.28	8.20
21	10.45	8.28	8.22	8.20	8.24	8.24	8.17
22	11.43	7.81	8.12	8.13	8.13	8.07	8.03
24	15.65	8.17	8.21	8.19	8.24	8.21	8.14
25	19.13	7.95	8.18	8.17	8.20	8.18	8.12
27	13.18	8.37	8.09	8.11	8.08	8.16	8.11
28	5.05	7.97	8.41	8.36	8.50	8.43	8.31
43	12.97	8.12	8.28	8.24	8.32	8.23	8.16
44	10.77	-	8.26	8.23	8.30	8.24	8.17
46	6.50	8.32	8.29	8.25	8.34	8.27	8.19
50	7.65	-	8.30	8.25	8.35	8.28	8.20
51	6.59	8.47	8.37	8.32	8.45	8.48	8.36
55	10.38	-	8.32	8.27	8.38	8.30	8.22



Tabela 2.3 - Abundâncias do Oxigênio - NGC1042 - Observações realizadas em 2006

ID num	R (kpc)	$\epsilon(O/H)$ Ar3O3	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 lin	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 cub	$\epsilon(O/H)$ N2 DTT	$\epsilon(O/H)$ O3N2 PP04	$\epsilon(O/H)$ O3N2 Sta06
2	9.72	-	8.53	8.49	8.64	8.67	8.51
4	12.40	8.53	8.48	8.43	8.58	8.48	8.35
5	3.06	8.73	8.62	8.64	8.76	8.89	8.68
6	6.66	-	8.60	8.60	8.73	8.95	8.72
8	8.01	8.67	8.52	8.48	8.63	8.62	8.46
9	7.27	-	8.57	8.56	8.70	8.62	8.46
10	4.96	-	8.56	8.53	8.68	8.66	8.50
12	8.62	-	8.49	8.44	8.60	-	-
14	7.21	-	8.58	8.56	8.70	8.65	8.49
15	3.02	-	8.60	8.61	8.74	8.86	8.65
17	6.12	-	8.55	8.53	8.67	8.58	8.44
18	2.79	-	8.60	8.60	8.73	8.84	8.64
19	3.06	8.79	8.56	8.55	8.69	8.96	8.73
21	5.00	8.59	8.62	8.64	8.76	8.67	8.51
22	6.74	-	8.65	8.70	8.80	8.77	8.58
23	5.62	-	8.50	8.45	8.61	8.53	8.40
24	9.68	8.31	8.48	8.43	8.58	8.41	8.30
25	12.24	-	8.48	8.43	8.58	8.45	8.33
27	13.11	8.09	8.37	8.31	8.44	8.31	8.22
32	13.91	-	8.37	8.31	8.44	8.25	8.18
34	15.21	7.80	8.29	8.25	8.34	8.19	8.13
43	9.04	-	-	-	-	-	-
45	8.02	-	8.57	8.56	8.70	8.60	8.45
48	4.79	8.54	8.60	8.60	8.73	8.77	8.58
49	7.13	-	8.58	8.57	8.71	8.66	8.49
50	3.71	-	8.58	8.56	8.71	-	-
51	3.69	-	8.56	8.54	8.69	-	-
53	2.55	-	8.56	8.54	8.68	-	-
54	2.51	-	8.59	8.58	8.72	8.69	8.52
55	6.30	8.50	8.59	8.58	8.72	8.70	8.53
56	4.93	-	8.66	8.72	8.81	8.60	8.45
57	3.71	-	8.50	8.46	8.61	8.68	8.51

Continua na próxima página ...

Tabela 2.3 - Continuação

ID num	R (kpc)	$\epsilon(O/H)$ Ar3O3	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 lin	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 cub	$\epsilon(O/H)$ N2 DTT	$\epsilon(O/H)$ O3N2 PP04	$\epsilon(O/H)$ O3N2 Sta06
59	5.37	8.78	8.57	8.56	8.70	8.75	8.56
61	8.40	8.57	8.57	8.55	8.70	8.74	8.56
62	5.29	-	8.65	8.70	8.80	8.72	8.54
64	8.38	-	-	-	-	-	-
65	8.11	8.66	8.58	8.57	8.71	8.69	8.52
68	10.42	8.63	8.53	8.50	8.65	8.73	8.55
70	11.05	8.39	8.58	8.57	8.71	8.54	8.40

Tabela 2.4 - Abundâncias do oxigênio - NGC6907 - observações realizadas em 2006

ID	R	$\epsilon(O/H)$	$\epsilon(O/H)$	$\epsilon(O/H)$	$\epsilon(O/H)$	$\epsilon(O/H)$	$\epsilon(O/H)$
num	(kpc)	Ar3O3	N2 PP04 lin	N2 PP04 cub	N2 DTT	O3N2 PP04	O3N2 Sta06
1	23.66	-	8.69	8.77	8.85	8.88	8.66
2	12.65	8.56	8.61	8.63	8.75	8.62	8.46
3	21.92	-	8.38	8.33	8.46	8.25	8.18
5	13.52	8.10	8.61	8.63	8.75	8.48	8.36
7	10.26	8.51	8.64	8.68	8.79	8.74	8.55
8	10.09	8.44	8.63	8.65	8.77	8.71	8.53
9	7.52	-	8.63	8.67	8.78	8.62	8.47
10	9.56	8.68	8.66	8.72	8.82	8.89	8.68
12	30.14	-	8.53	8.49	8.64	8.43	8.32
14	28.33	-	8.47	8.42	8.58	8.72	8.54
15	11.64	8.45	8.60	8.60	8.73	8.54	8.40
16	6.23	8.64	8.66	8.72	8.81	8.80	8.60
17	3.91	8.68	8.63	8.66	8.77	8.89	8.67
20	13.15	-	8.62	8.64	8.76	8.67	8.50
21	14.66	8.48	8.62	8.64	8.76	8.57	8.42
22	4.84	8.25	8.60	8.60	8.73	8.76	8.58
23	7.14	8.62	8.68	8.75	8.83	8.82	8.62
24	0.05	8.46	8.70	8.80	8.87	8.92	8.70
25	20.49	-	8.67	8.73	8.82	8.60	8.45
26	14.53	8.24	8.65	8.70	8.80	8.65	8.49
27	15.41	8.45	8.52	8.48	8.63	8.48	8.35
28	11.66	8.44	8.59	8.59	8.72	8.58	8.43
29	11.13	8.49	8.63	8.65	8.77	8.65	8.49
37	37.45	7.63	8.53	8.49	8.64	8.41	8.30
40	29.60	-	8.59	8.59	8.72	8.36	8.26
45	11.31	8.62	8.63	8.66	8.78	8.58	8.43
46	11.02	8.74	8.63	8.65	8.77	8.67	8.50
47	10.32	8.61	8.60	8.60	8.74	8.60	8.45
48	5.79	-	8.69	8.77	8.85	9.05	8.80
49	0.58	-	8.66	8.72	8.82	9.00	8.76
50	0.76	-	8.61	8.63	8.75	8.87	8.66
51	1.48	8.31	8.68	8.75	8.83	8.69	8.52

continua na próxima página ...

Tabela 2.4 - Continuação

ID num	R (kpc)	$\epsilon(O/H)$ Ar3O3	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 lin	$\epsilon(O/H)$ N2 PP04 cub	$\epsilon(O/H)$ N2 DTT	$\epsilon(O/H)$ O3N2 PP04	$\epsilon(O/H)$ O3N2 Sta06
53	6.55	-	8.69	8.77	8.85	9.36	9.05
54	8.22	-	8.71	8.83	8.88	8.73	8.55
55	8.55	-	8.73	8.86	8.90	8.78	8.59
57	9.67	8.55	8.63	8.66	8.77	8.65	8.49
61	35.92	-	9.15	-	9.44	8.56	8.42

Tabela 2.5 - Abundâncias de oxigênio - IC0167, NGC1042 e NGC6907 - observações realizadas em 2005, derivadas utilizando o método-P.

ID IC0167	R (kpc)	$\epsilon(O/H)$ (dex)	ID NGC1042	R (kpc)	$\epsilon(O/H)_P$ (dex)	ID NGC6907	R (kpc)	$\epsilon(O/H)_P$ (dex)
2	33.30	8.35	1	15.21	8.18	8	14.52	8.64
8	19.13	8.86	3	13.11	8.42	10	15.41	8.75
9	15.65	8.35	7	9.68	8.46	11	20.51	8.79
10	12.75	8.32	9	9.65	9.19	12	11.13	8.65
11	11.43	8.40	10	8.83	9.11	14	13.16	8.89
12	10.44	8.17	12	5.00	8.59	15	7.22	9.18
13	9.06	9.09	16	3.06	8.81	16	6.24	8.74
14	8.34	8.81	18	2.78	9.20	17	5.08	8.52
15	3.39	8.49	20	6.12	8.57	18	14.69	9.09
17	5.19	8.32	21	3.06	8.87	19	0.03	8.91
18	3.70	8.48	22	4.97	8.70	20	3.18	8.83
19	8.79	8.05	25	7.21	8.54	21	5.22	8.91
21	8.67	8.55	28	8.02	9.16	22	3.92	8.88
24	13.02	8.38	30	12.39	9.09	23	7.52	8.86
26	15.29	8.31	35	7.91	8.53	24	9.34	8.73
28	21.77	8.41	37	16.52	8.65	25	10.10	8.68
43	13.32	8.51				26	10.27	8.94
						27	11.62	8.53
						28	12.22	7.84
						29	13.49	8.81
						31	21.83	8.98
						33	24.91	8.37
						34	23.68	8.25
						35	30.10	8.55

Analisando as abundâncias do oxigênio derivadas para cada região HII, nós notamos que para um mesmo objeto cada método prevê um valor diferente e que não há uma diferença sistemática entre os vários métodos aplicados. O método-P, que foi utilizável somente para os dados adquiridos em 2005, aparentemente resulta em abundâncias relativamente

mais altas. Bresolin et al. (2009) realizaram um estudo comparando os resultados das abundâncias químicas derivadas pelo método  $T_e$ , utilizando linhas aurorais, e os resultados obtidos por métodos estatísticos. Os autores concluíram que as abundâncias de oxigênio derivadas através de métodos R23 são sistematicamente mais altas, cerca 0.3 dex (o que significa um fator 2 de diferença), que as abundâncias encontradas utilizando o clássico método  $T_e$ . Tal resultado, juntamente com as abundâncias derivadas neste trabalho nos leva a crer que os métodos R23 não são tão acurados para estimar as abundâncias do oxigênio, especialmente devido ao conhecido problema da ambiguidade nas abundâncias de regiões HII de baixa metalicidade.

## 2.4 O gradiente radial de abundâncias

Utilizando as abundâncias de oxigênio derivadas na seção 2.3 e as distâncias galactocêntricas das regiões HII, podemos estimar o gradiente radial de abundâncias para os discos das três galáxias. As figuras 2.1, 2.2 e 2.3 mostram os gradientes de abundâncias do oxigênio obtidos para IC0167, NGC1042 e NGC6907. Em cada conjunto de figuras o método aplicado é indicado no canto superior direito de cada painel. Os erros típicos são assumidos como 0.2 dex para todas as abundâncias, que é o erro mínimo estimado para estes métodos como descrito na seção 2.1.2.

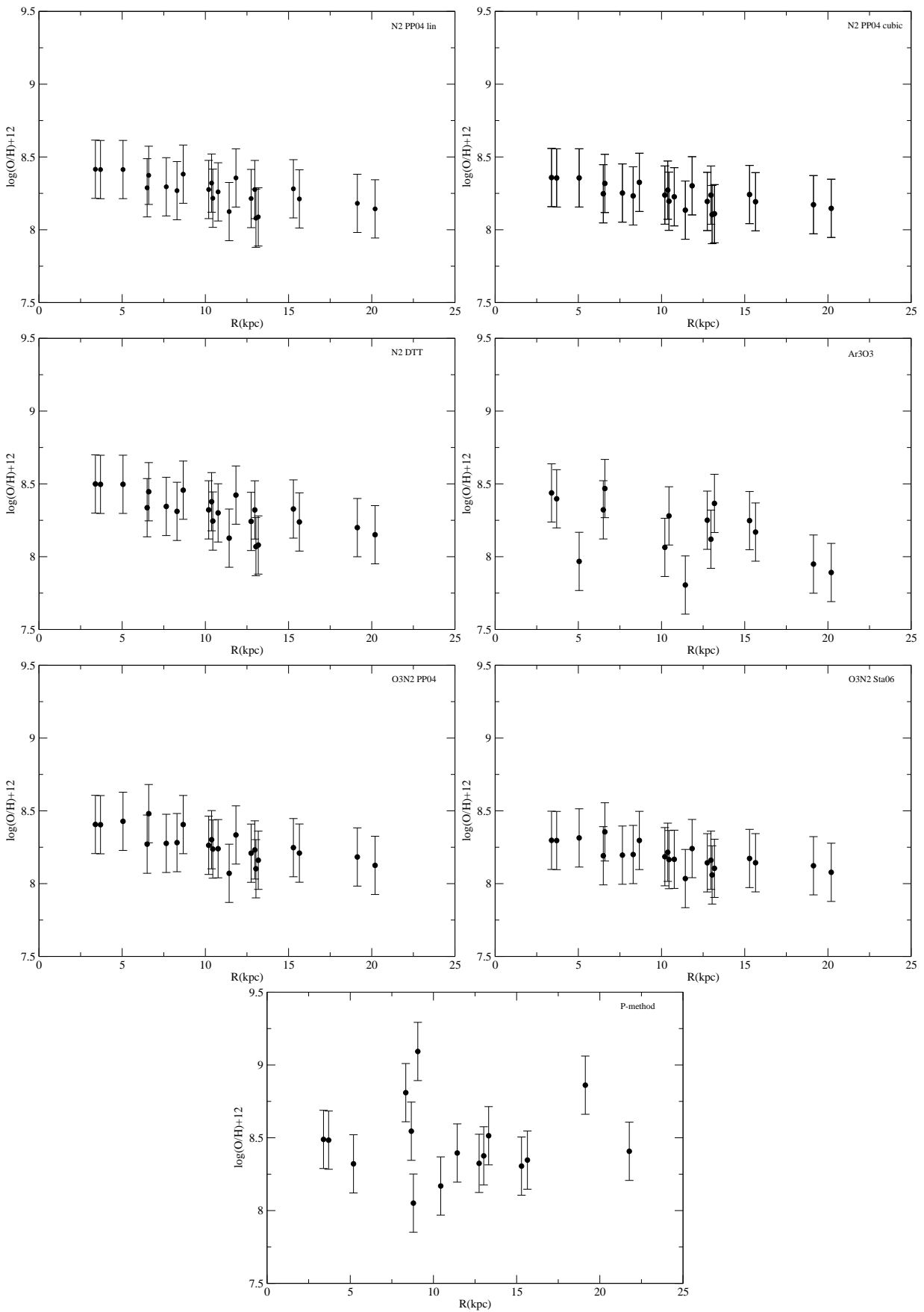


Figura 2.1: Gradientes de abundância para IC0167 obtidos através da aplicação de diferentes métodos estatísticos. Os índices utilizados estão identificados no canto superior direito de cada painel, os erros típicos são de 0.2 dex.

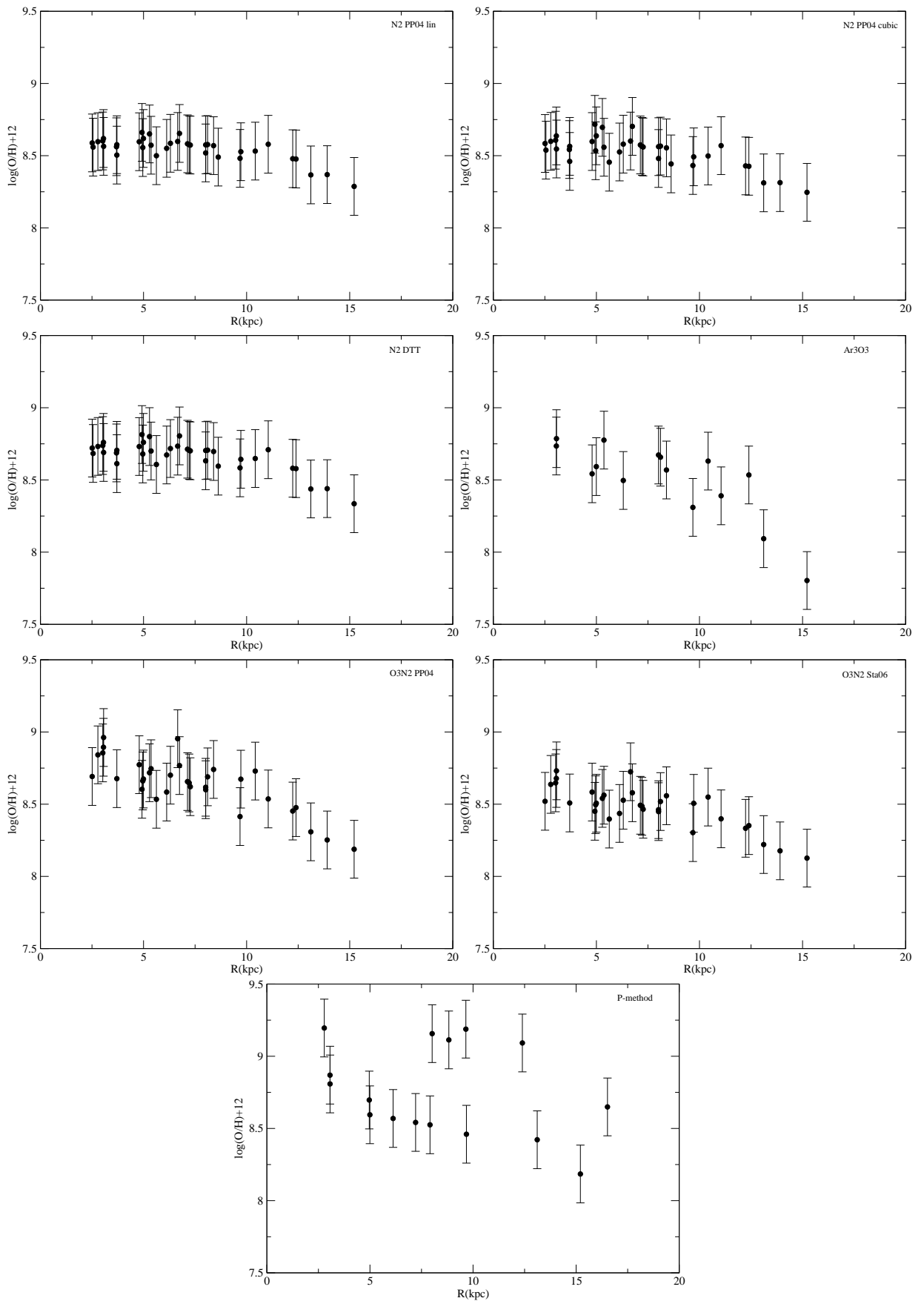


Figura 2.2: Gradientes de abundância para NGC1042 obtidos através da aplicação de diferentes métodos estatísticos. Os índices utilizados estão identificados no canto superior direito de cada painel, os erros típicos são de 0.2 dex.



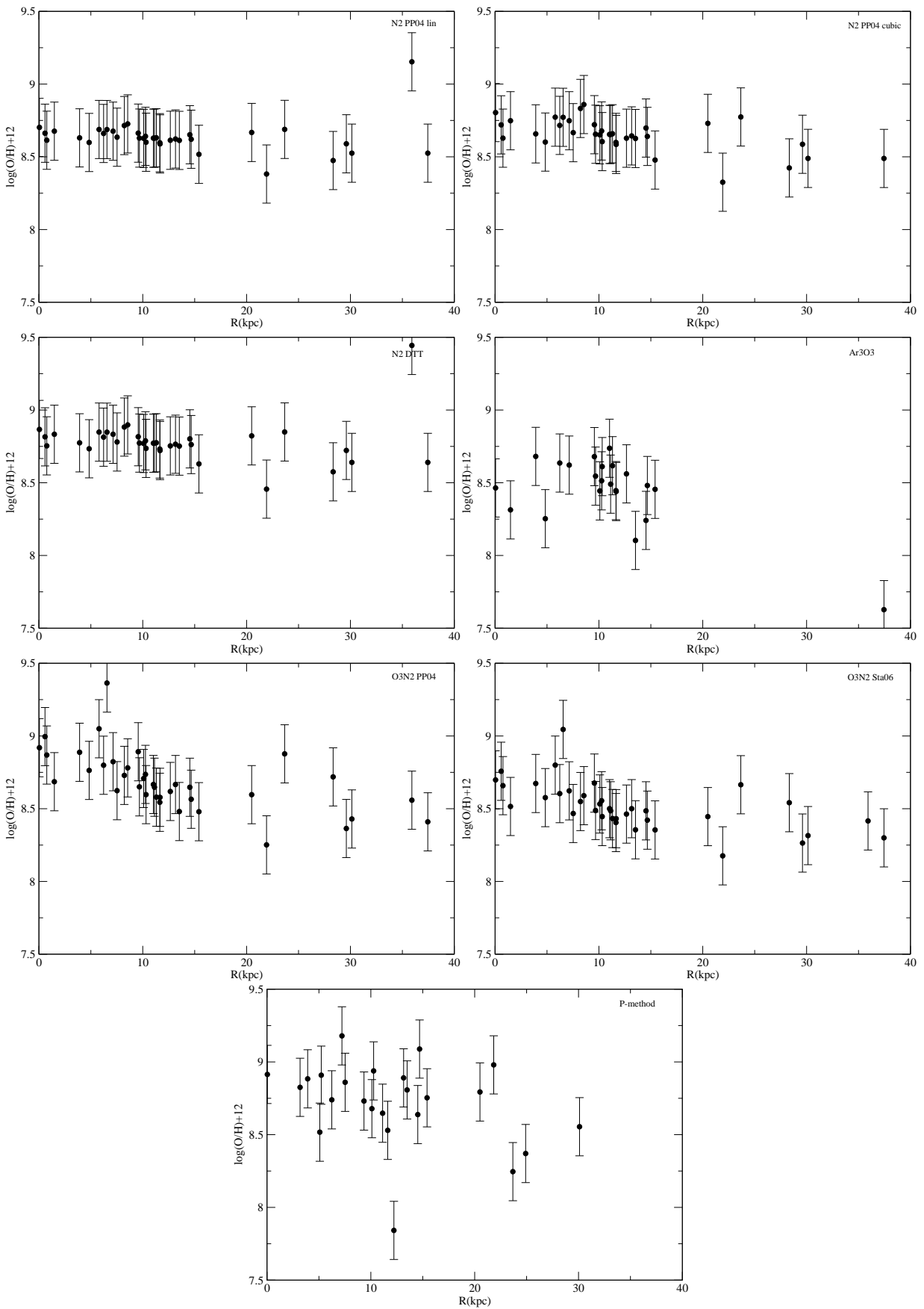


Figura 2.3: Gradientes de abundância para NGC6907 obtidos através da aplicação de diferentes métodos estatísticos. Os índices utilizados estão identificados no canto superior direito de cada painel, os erros típicos são de 0.2 dex.

---

As figuras 2.4, 2.5 e 2.6 mostram os gradientes de abundâncias obtidos para IC0167, NGC1042 e NGC6907 divididos em três grupos. Para cada galáxia a distribuição das abundâncias é ilustrada em função do raio em três diferentes painéis. O painel superior corresponde aos métodos baseados na linha  $[\text{NII}] \lambda 6584$  (N2 PP04 lin - círculos pretos, N2 PP04 cub - quadrados vermelhos e N2 DTT - triângulos azuis); o painel central apresenta o gradiente derivado com Ar3O3 (círculos vermelhos), O3N2 PP04 (triângulos pretos) e O3N2 Sta06 (quadrados verdes), todos eles sendo dependentes da linha  $[\text{OIII}] \lambda 5007$ ; enquanto o painel inferior representa o as abundâncias estimadas usando o método-P. Em todas as figuras as linhas representam o gradiente de abundância obtido com um ajuste linear para cada conjunto de dados.

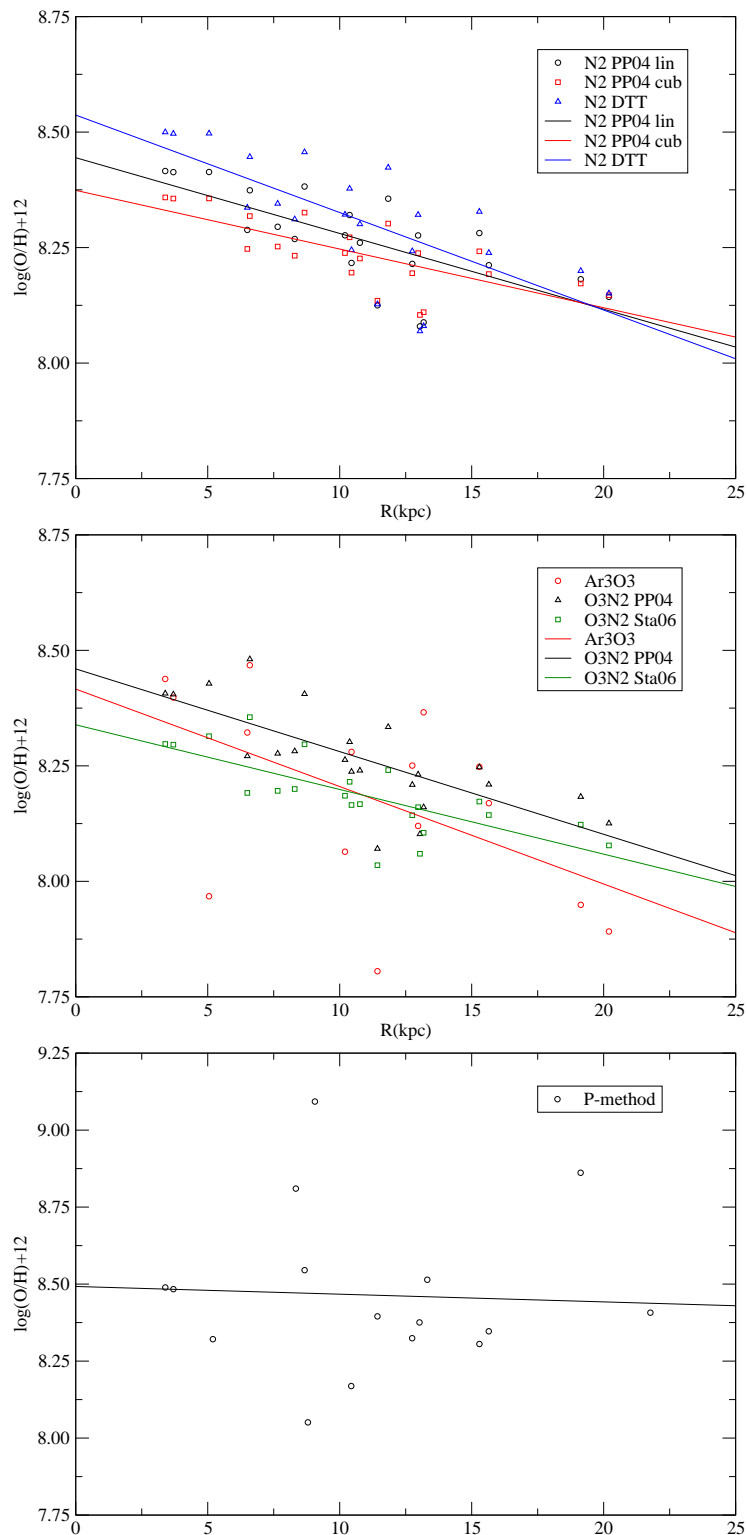


Figura 2.4: Gradientes radiais de abundância para IC0167. O painel superior corresponde aos métodos baseados na linha [NII] (N2 PP04 lin - círculos pretos, N2 PP04 cub - quadrados vermelhos e N2 DTT - triângulos azuis); o painel central apresenta o gradiente derivado com Ar3O3 (círculos vermelhos), O3N2 PP04 (triângulos pretos) e O3N2 Sta06 (quadrados verdes), todos eles sendo dependentes da linha [OIII]; enquanto o painel inferior representa o as abundâncias estimadas usando o método-P. Em todas as figuras as linhas representam o gradiente de abundância obtido com um ajuste linear para cada conjunto de dados.

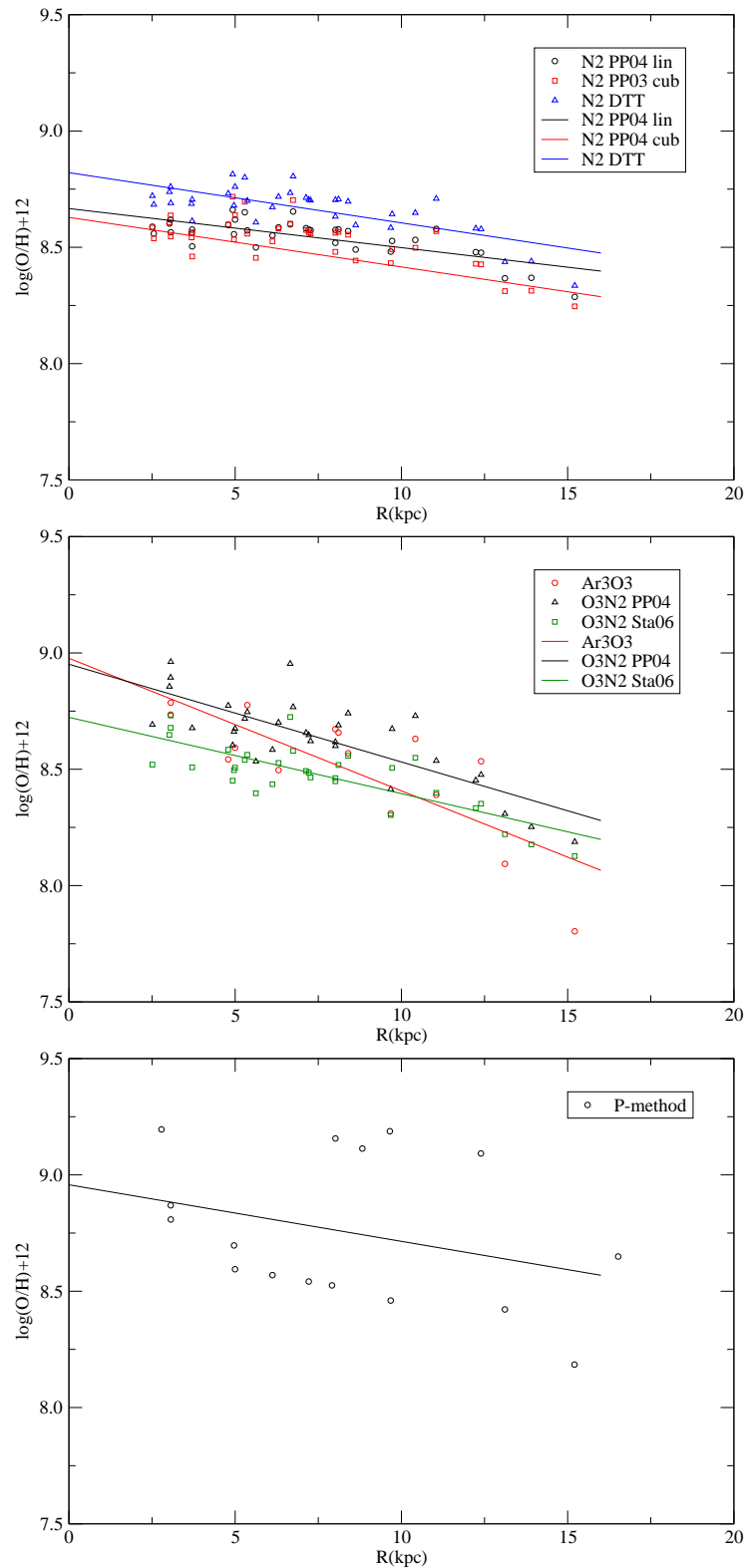


Figura 2.5: Gradientes radiais de abundância para NGC1042. O painel superior corresponde aos métodos baseados na linha [NII] (N2 PP04 lin - círculos pretos, N2 PP04 cub - quadrados vermelhos e N2 DTT - triângulos azuis); o painel central apresenta o gradiente derivado com Ar3O3 (círculos vermelhos), O3N2 PP04 (triângulos pretos) e O3N2 Sta06 (quadrados verdes), todos eles sendo dependentes da linha [OIII]; enquanto o painel inferior representa o as abundâncias estimadas usando o método-P. Em todas as figuras as linhas representam o gradiente de abundância obtido com um ajuste linear para cada conjunto de dados.

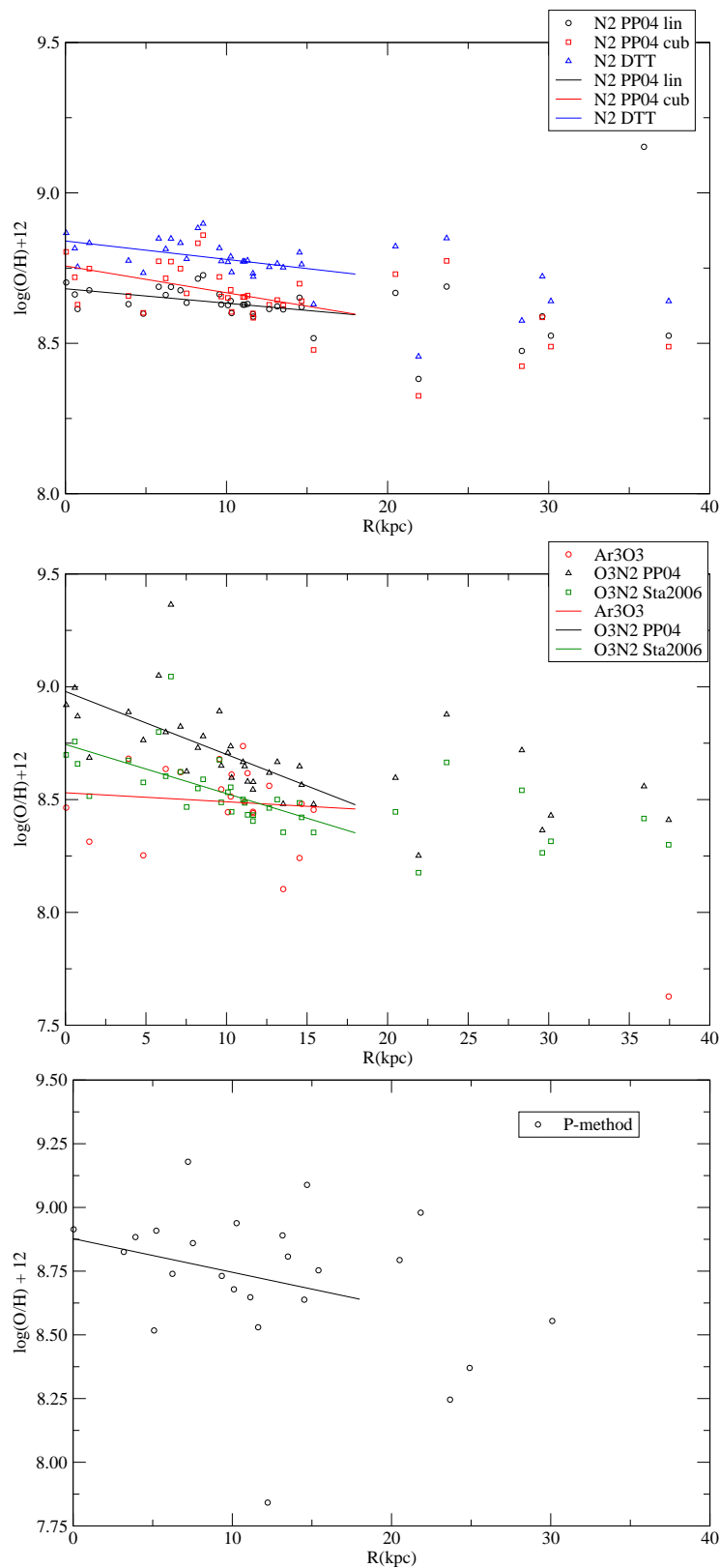


Figura 2.6: Gradientes radiais de abundância para NGC6907. O painel superior corresponde aos métodos baseados na linha [NII] (N2 PP04 lin - círculos pretos, N2 PP04 cub - quadrados vermelhos e N2 DTT - triângulos azuis); o painel central apresenta o gradiente derivado com Ar3O3 (círculos vermelhos), O3N2 PP04 (triângulos pretos) e O3N2 Sta06 (quadrados verdes), todos eles sendo dependentes da linha [OIII]; enquanto o painel inferior representa o as abundâncias estimadas usando o método-P. Em todas as figuras as linhas representam o gradiente de abundância obtido com um ajuste linear para cada conjunto de dados.

Através de uma inspeção visual das figuras (2.4 a 2.6) é obvio que os gradientes de abundâncias variam de acordo com o método adotado para estimar a abundância do oxigênio. A tabela 2.6 apresenta o gradiente radial de abundância do oxigênio obtido para cada conjunto de abundâncias. Para IC0167 e NGC1042 um ajuste linear foi realizado utilizando todas as regiões HII observadas na galáxia enquanto para NGC6907 o ajuste foi realizado com os objetos presentes entre 4 e 20 kpc. Assim como para as abundâncias individuais nenhum dos métodos utilizados produz um gradiente de abundância sistematicamente mais alto ou mais baixo para todas as três galáxias.

Tabela 2.6 - Gradiente radial de abundâncias para o oxigênio

Método	Ar3O3	O3N2 PP04	O3N2 Sta06	N2 PP04 lin	N2 PP04 cub	N2 DTT	Método-P
	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR	d(O/H)/dR
	(dex/kpc)	(dex/kpc)	(dex/kpc)	(dex/kpc)	(dex/kpc)	(dex/kpc)	(dex/kpc)
IC0167	-0.0211	-0.0179	-0.0140	-0.0164	-0.0127	-0.0211	-0.0025
$\sigma d(O/H)/dR$	0.0093	0.0037	0.0029	0.0036	0.0026	0.0046	0.0090
NGC1042	-0.0570	-0.0420	-0.0328	-0.0168	-0.0213	-0.0216	-0.0243
$\sigma d(O/H)/dR$	0.0122	0.0057	0.0045	0.0026	0.0036	0.0034	0.0187
NGC6907	-0.0040	-0.0279	-0.0218	-0.0048	-0.0089	-0.0061	-0.0132
$\sigma d(O/H)/dR$	0.0087	0.0064	0.0050	0.0017	0.0031	0.0021	0.0150

Examinando a tabela 2.6 notamos que diferentes métodos fornecem diferentes gradientes de abundância utilizando o mesmo conjunto de dados. Este é um fato muito importante que deve ser cuidadosamente levado em conta ao utilizar abundâncias químicas extragalácticas como vínculos observacionais para os modelos de evolução química.

Scarano (2008) estudou os raios de corrotação destas galáxias utilizando métodos cinemáticos e encontrou os seguintes valores:  $21 \pm 10$  kpc para IC0167,  $7 \pm 4$  kpc para NGC1042 e  $14.9 \pm 3.0$  para NGC6907. Através das figuras apresentadas neste capítulo podemos apoiar a existência de uma quebra na inclinação do gradiente radial de abundâncias de NGC6907 que pode estar relacionado à corrotação e uma pequena evidência desta correlação pode ser vista no caso de NGC1042, porém para IC1067, devido ao pequeno número de objetos observados próximo à corrotação, o resultado é inconclusivo.

De qualquer forma, é importante notar que, independentemente do método utilizado para calcular as abundâncias, a tendência geral é sempre a mesma, indicando que em

discos espirais as abundâncias decrescem a partir da região interior do disco até um dado raio galactocêntrico onde este sofre uma quebra na inclinação. Claramente, amostras maiores são necessárias para descrever mais precisamente o valor do gradiente radial de abundâncias para estas galáxias, em particular o seu comportamento a grandes distâncias galactocêntricas.

## Modelos de evolução química

O estudo da distribuição das abundâncias químicas e as suas variações no tempo são ferramentas essenciais para a compreensão da formação e evolução dos sistemas galácticos. Durante as últimas décadas foram propostos muitos modelos de evolução química que satisfazem os vínculos observacionais, apesar das incertezas implícitas na evolução estelar, nucleossíntese e outros ingredientes.

### 3.1 Ingredientes e equações básicas

Para formular modelos de evolução química para galáxias espirais é necessário levar em conta uma série de hipóteses e suposições realizadas sobre os seus ingredientes básicos. A evolução das abundâncias químicas são influenciadas por muitos parâmetros como a formação e evolução estelar, nucleossíntese estelar e possíveis fluxos de gás.

#### 3.1.1 Condições Iniciais

Geralmente as condições iniciais para os modelos de evolução química especificam a formação do sistema e o cenário onde o mesmo está localizado. A composição química do gás do qual as estrelas se formarão e se o sistema é considerado aberto ou fechado. São algumas das importantes condições para os modelos.

O primeiro modelo para a evolução química da Galáxia, como o conhecido *Simple Model* para a vizinhança solar, proposto inicialmente por Tinsley (1980), pode ser resolvido analiticamente assumindo a mesma como um sistema fechado de zona única (sem fluxos de gás) e uma composição química primordial para o gás inicial.

Atualmente, para galáxias espirais, a maioria dos modelos assume uma composição



química primordial para o gás inicial, embora existam alguns modelos que considerem um gás previamente enriquecido para levar em conta alguns processos pré-galácticos ou um enriquecimento produzido por um sistema vizinho. A massa disponível de gás é, em geral, considerada crescente ao longo do tempo devido ao *infall* de gás durante a evolução galáctica, diluindo os produtos da evolução estelar com o material proveniente de fora da galáxia.

### 3.1.2 Taxa de natalidade

Após a determinação das condições iniciais da evolução química de uma galáxia é necessário definir a taxa de natalidade (o número de estrelas formadas por intervalo de massa  $[m, m+dm]$  e intervalo de tempo  $[t, t+dt]$ ) que é geralmente representada como um produto de duas funções independentes:

$$B(m, t) = \varphi(m)\psi(t) dm dt \quad (3.1)$$

onde  $\psi(t)$  é a massa total de estrelas formadas por unidade de tempo e é chamada de Taxa de Formação Estelar (SFR) e  $\varphi(m)$  que é considerada constante no tempo e normalizada da seguinte forma:

$$\int_0^{\infty} m \varphi(m) dm = 1 \quad (3.2)$$

$\varphi(m)$  é denominada Função de Massa Inicial (IMF) e representa o número de estrelas nascidas em um certo intervalo de massa e é frequentemente aproximada por uma lei de potência:

$$\varphi(m) \propto m^{-(1+x)} \quad (3.3)$$

onde  $x$  é chamada de declividade da IMF.

### 3.1.3 A taxa de formação estelar

A taxa de formação estelar é um dos ingredientes principais da evolução galáctica: ela descreve a taxa na qual o gás é transformado em estrelas. Várias parametrizações estão disponíveis na literatura, mas uma vez que ainda não conhecemos muito bem a

física dos processos de formação estelar, é conveniente descrever a SFR como uma lei simples, dependendo de um número pequeno de parâmetros como a densidade superficial do gás ou as constantes de rotação galáctica. Certamente outros parâmetros como ondas de densidade, campos magnéticos e colisões nuvem-nuvem devem ser importantes para os processos de formação estelar em galáxias espirais, mas infelizmente ainda não existe uma parametrização bem definida envolvendo todas essas quantidades.

Abaixo são apresentadas as parametrizações presentes na literatura que são frequentemente utilizadas para a SFR

- **Constante no espaço e no tempo:** Neste caso a SFR é geralmente considerada igual ao valor atual para a vizinhança solar:  $2-5M_{\odot}pc^{-2}Gano^{-1}$  (Boissier e Prantzos, 1999).
- **Exponencial:** Uma função exponencial decrescente com uma eficiência na formação estelar  $\nu$  expressada em  $Gano^{-1}$ .

$$\psi(t) = \nu e^{-t/\tau_*} \quad (3.4)$$

onde  $\tau_* = 5 - 15 Gano$  (Tosi, 1988) e  $\nu = 1 - 2Gano^{-1}$  visando obter um bom ajuste para a vizinha solar.

- **Lei de Schmidt:** Esta é a SFR mais utilizada e assume uma dependência com a densidade superficial de gás ( $\Sigma_{gas}$ )

$$\psi(t) = \nu \Sigma_{gas}^k \quad (3.5)$$

Inicialmente, Schmidt (1959) sugeriu que o expoente  $k$  deveria ser igual a 2, mas em uma série de artigos Kennicutt (1983, 1989, 1998a,b), comparou a emissão  $H_{\alpha}$  com observações em HI e CO e sugeriu que o melhor ajuste para galáxias espirais é obtido quando  $k = 1.4 \pm 0.5$ .

- **Dopita e Ryder (1994):** Esta é uma variação da lei de Schmidt com uma formulação mais complexa que leva em conta a dependência com a densidade superficial de massa total ( $\Sigma_{tot}$ ). Estes autores consideraram que o mecanismo de retorno das SN e os ventos estelares injetam energia no meio interestelar inibindo a formação estelar até que o gás se resfrie e colapse em regiões de formação estelar novamente. Este

processo é regulado pela auto gravitação do gás, dependendo da densidade superficial de massa total. A parametrização para esta SFR é dada por:

$$\psi(t) = \nu \Sigma_{tot}^{k1} \Sigma_{gas}^{k2} \quad (3.6)$$

- **Lei Kennicutt-Schmidt modificada:** Kennicutt (1998b) no seu trabalho sobre SFR em discos espirais encontrou uma correlação entre a SFR observada e a velocidade angular de rotação do gás.

$$\psi(r, t) = 0.017 \Omega_{gas} \Sigma_{gas} \propto R^{-1} \Sigma_{gas} \quad (3.7)$$

onde  $\Omega_{gas}$  é a velocidade angular de rotação do gás.

- **SFR induzida por ondas de densidade:** Wyse e Silk (1989) sugeriu que estrelas são formadas no disco galáctico quando o meio interestelar é comprimido pela passagem do padrão espiral.

$$\psi(r, t) = \nu V(R) R^{-1} \Sigma_{gas}^{1.5} \quad (3.8)$$

onde  $V(R)$  é a velocidade de rotação do gás e  $R$  a distância galactocêntrica.

### 3.1.4 Função de massa inicial

A IMF é uma função de probabilidade que descreve a distribuição de estrelas dentro de um certo intervalo de massa. A determinação da IMF para a vizinhança solar envolve uma série de suposições e alguns passos não-triviais, iniciando pela determinação da função de massa atual (PDMF).

A PDMF é obtida através da contagem de estrelas de sequência principal em função da magnitude (o que implica em um conhecimento da cor e do tipo espectral das estrelas) e em seguida, aplicando a relação massa-luminosidade, é derivada a distribuição de estrelas em função da massa. Então, para estimar a IMF local é necessário realizar algumas suposições sobre a história de formação estelar da vizinhança solar.

Usualmente a IMF é aproximada por uma lei de potência e suposta constante no espaço e no tempo, como pode ser visto na equação (3.3). O trabalho de Salpeter (1955) foi um dos primeiros realizados para estimar o valor da IMF na vizinhança solar e uma aproximação de declividade única com expoente  $x = 1.35$  válida para estrelas com  $m > 10M_{\odot}$  foi sugerida:

$$\varphi(m) dm = a m^{-(1+x)} dm \quad (3.9)$$

onde  $a$  é uma constante encontrada através da normalização obtida seguindo a equação (3.2) e assumindo os intervalos de integração de  $0.1$  a  $100M_{\odot}$ .

Recentemente, vários trabalhos tem sugerido IMF com declividades múltiplas (leis de potência diferentes para intervalos de massa distintos) para a vizinhança solar como Scalo (1986, 1998), Kroupa et al. (1993) e Chabrier (2003).

### 3.1.5 *Yields* estelares

O *yield* estelar é a fração de um elemento químico  $i$  produzido por uma estrela e ejetado no MI. Esta quantidade é uma função da massa estelar e da metalicidade, sendo um dos ingredientes fundamentais para a construção dos modelos de evolução química.

Se assumirmos a simplificação da *Aproximação da Reciclagem Instantânea* (IRA) onde é suposto que todas as estrelas mais massivas que  $1M_{\odot}$  morrem imediatamente enquanto as estrelas de massa menor vivem para sempre (Schmidt, 1963), podemos definir o *yield* por geração estelar (Tinsley, 1980):

$$y_i = \frac{1}{1-R} \int_1^{\infty} m p_{im} \varphi(m) dm \quad (3.10)$$

onde  $p_{im}$  é o *yield* estelar do elemento  $i$  produzido por uma estrela de massa  $m$ .

A quantidade  $R$  é chamada de fração de retorno, i.e. a fração de massa que é ejetada no MI.

$$R = \int_1^{\infty} (m - w_m) \varphi(m) dm \quad (3.11)$$

onde  $w_m$  é a massa da remanescente estelar de uma estrela de massa  $m$ .

A suposição do IRA é frequentemente utilizada em modelos analíticos para fins didáticos e não é razoável quando queremos considerar a evolução dos elementos produzidos em longas escalas de tempo.

A contribuição das estrelas para o enriquecimento químico do MI está relacionada à sua massa e depende da teoria de evolução estelar. Durante as últimas décadas muitos trabalhos foram dedicados a determinação dos *yields* estelares para estrelas de diferentes

massas e metalicidades, mas muitas incertezas ainda estão presentes. A maioria das dificuldades reside nas incertezas nos processos físicos relacionados com a derivação dos *yields* como as taxas de reação nuclear, processos de convecção, corte de massa para as SN tipo II, fluxos de nêutrons e possíveis retornos de matéria na proto-estrela de nêutrons antes da explosão da SN tipo I. Além disso, a nucleossíntese do  $^{14}\text{N}$  e a sua natureza primária e/ou secundária ainda é um argumento em discussão.

Usualmente, em modelos de evolução química as estrelas são divididas em vários grupos de acordo com as suas massas. As estimativas mais recentes para cada grupo e as suas contribuições para a produção de elementos são listadas abaixo.

- **Estrelas de intermediária** ( $0.8 - 8M_{\odot}$ ): Estas estrelas contribuem para o enriquecimento químico da galáxia com uma perda de massa quiescente e, com a ejeção de uma nebulosa planetária no final da sua evolução. Os produtos decorrentes da evolução estelar que são ejetados no MI são principalmente He, C e N. Trabalhos como van den Hoek e Groenewegen (1997) e Meynet e Maeder (2002) calcularam os *yields* resultantes da evolução destas estrelas utilizando modelos para diferentes massas e metalicidades.
- **Estrelas massivas** ( $M > 8M_{\odot}$ ): Estas estrelas terminam sua evolução como SN do tipo II e são responsáveis pela criação da maioria dos elementos pesados (exceto elementos do pico do ferro e provenientes do processo-s), em particular O e outros elementos alfa. As explosões de SNs II acontecem em pequenas escalas de tempo e dominam o enriquecimento químico do MI no início da evolução galáctica. Entre os trabalhos mais populares sobre a nucleossíntese de estrelas massivas e a determinação dos *yields*, podemos citar Woosley e Weaver (1995) e Thielemann et al. (1996). Além disso, François et al. (2004) realizaram uma compilação de *yields* de diversos elementos, especialmente aqueles do pico do Fe.
- **Supernovas tipo Ia**: Estes objetos são frequentemente associados a sistemas binários nos quais uma anã branca acreta matéria de uma companheira até alcançar o limite de massa de Chandrasekhar e explodir, ejetando gas processado no MI. SNs Ia são as principais produtoras de Fe (e elementos do pico do ferro) no universo mas a escala de tempo para as suas explosões é muito longa, causando assim um atraso

no enriquecimento químico do Fe na galáxia. O cenário acurado e a natureza das estrelas progenitoras das SNs tipo I ainda é muito incerto. Nomoto et al. (1997) e Iwamoto et al. (1999) fornecem os *yields* mais populares utilizados nos modelos de evolução química.

### 3.1.6 Fluxos de gás

Fluxos de gás são ferramentas importantes para a evolução química de galáxias. Eles são necessários para explicar algumas características das galáxias, uma vez que podem adicionar ou retirar gás (enriquecido ou não) de um sistema, modificando a maneira como as abundâncias químicas evoluem no tempo.

#### ***Infall:***

A taxa de acreção de gás pode ser parametrizada de algumas maneiras diferentes, dependendo do sistema galáctico.

Para a Via Láctea o papel do *infall* para resolver o problema das anãs-G na vizinhança solar é já conhecido (Ver seção 3.1.8). Além do mais, ele também é necessário para impedir o consumo de gás em escalas de tempo menores que as idades das galáxias espirais (Tinsley, 1980). A forma exata para o *infall* de gás na Galáxia ainda é desconhecida, mas alguns cenários tem sido propostos com diversas parametrizações:

- **Constante no espaço e no tempo:** A taxa do *infall* é constante e igual à taxa de acreção atual medida para a Via Láctea, aproximadamente  $1M_{\odot}yr^{-1}$ , porém essa parametrização não é muito realista.
- **Variável no espaço e no tempo:** A suposição mais frequente neste caso é uma lei exponencial (Chiosi, 1980; Lacey e Fall, 1985):

$$IR = A(R)e^{-t/\tau(R)} \quad (3.12)$$

onde  $\tau(R)$  indica a escala de tempo para o *infall* de gás e é um parâmetro livre que pode ser constante ou variável com a distância galactocêntrica. O parâmetro  $A(R)$  é derivado através de um ajuste na densidade superficial de massa total atual no disco da galáxia.

Matteucci e Francois (1989) sugeriram que  $\tau(R)$  é uma função linear do raio galáctico, crescendo com a distância ao centro, produzindo assim uma formação *inside-out* para o disco.

- **Dupla lei exponencial:** Chiappini et al. (1997) apresentou um modelo de evolução para a Galáxia com um *infall* duplo sugerindo que durante o primeiro episódio de infall o halo estelar foi formado em uma escala de tempo muito curta, enquanto durante um segundo episódio de *infall* independente o disco foi formado em uma escala de tempo mais longa:

$$IR = A(R)e^{-t/\tau_H(R)} + B(R)e^{(t-t_{max})/\tau_D(R)} \quad (3.13)$$

onde  $\tau_H(R)$  e  $\tau_D(R)$  são as escalas de tempo para a formação do halo e do disco, respectivamente, que podem ser constantes ou variar com o raio galáctico.  $t_{max}$  é o tempo de máxima acreção no disco e as quantidades  $A(R)$  e  $B(R)$  são derivadas da condição de reproduzir a distribuição de densidade superficial de massa total atual na vizinhança solar.

- **Lei com motivação cosmológica:** a lei de *infall* cosmológico foi estudada em detalhe por Colavitti et al. (2008). Ela foi derivada a partir dos halos de matéria escura que possuíam propriedades compatíveis com a formação de galáxias espirais como a Via Láctea e, assumindo que os bárions se agrupam como a matéria escura. A partir destes dados, Colavitti et al. (2008) concluem que uma lei de *infall* cosmológico assemelha-se com o modelo de duplo *infall*. Em particular, tal parametrização prevê dois episódios de acreção principais mas também alguns outros episódios menores, com pequena significância (quando comparados aos principais) são previstos logo em seguida ao segundo *infall* principal.

### **Outflow:**

Os *outflows* de gás de galáxias são frequente chamados de ventos galácticos e tem sido observados principalmente em galáxias anãs irregulares. Este fenômeno é provavelmente causado por supernovas e ocorre quando a energia térmica do gás excede a energia potencial do mesmo.

Frequentemente, em modelos de evolução química a taxa de perda de gás é considerada proporcional a taxa de formação estelar (SFR):

$$W \propto -\lambda\psi(t) \quad (3.14)$$

onde  $\lambda$  é um parâmetro livre denominado eficiência do vento. Ventos galácticos foram propostos pela primeira vez por Mathews e Baker (1971) e depois por Larson (1974) para explicar a relação massa-metalicidade observada em galáxias elípticas e a quantidade de ferro no meio intra-aglomerado. Além disso, estes são requeridos para reproduzir a dispersão das propriedades de galáxias anãs irregulares. O papel do vento galáctico na evolução química de discos espirais ainda não é muito clara, uma vez que os modelos sem fluxos de saída de gás são capazes de reproduzir a evolução química da Via Láctea.

### 3.1.7 Equações Básicas

Seguindo as equações básicas para a evolução química do MI baseadas no formalismo de Tinsley (1980) podemos definir que:

a massa total  $M$  do sistema se modifica de acordo com o *infall* do gás  $f$ :

$$\frac{dM}{dt} = f \quad (3.15)$$

e que a massa de estrelas  $M_*$  depende da SFR e da taxa de ejeção de massa das estrelas para o MI ( $E$ ):

$$\frac{dM_*}{dt} = \psi - E \quad (3.16)$$

Da mesma forma, a massa de gás é afetada pela SFR, ejeção de massa e *infall*:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\psi + E + f \quad (3.17)$$

Sabendo que a massa total do sistema é dada por:

$$M_{tot} = M_{gas} + M_* \quad (3.18)$$

e a fração de gás ( $\mu$ ) é definida como:

$$\mu \equiv \frac{M_{gas}}{M_{tot}}, \quad (3.19)$$

então a massa de estrelas pode ser escrita:

$$M_* = (1 - \mu)M_{tot} \quad (3.20)$$



A taxa de ejeção de massa no MI pode ser escrita em termos da SFR e da IMF:

$$E(t) = \int_{m_t}^{\infty} (m - w_m) \psi(t - \tau_m) \varphi(m) dm, \quad (3.21)$$

onde  $w_m$  é a massa do remanescente e  $\tau_m$  o tempo de vida de uma estrela de massa  $m$ . A  $m_t$  é a massa com tempo de vida  $\tau_m = t$  (massa de *turnoff*).

Então, considerando que a produção de metais é somente uma função da massa estelar e assumindo que o material ejetado pelas estrelas é instantaneamente misturado no MI nós podemos escrever que a massa de metais no gás ( $ZM_{gas}$ ) depende da SFR, da ejeção e do *infall*:

$$\frac{d(ZM_{gas})}{dt} = -Z\psi + E_Z + Z_f f \quad (3.22)$$

onde  $E_Z$  é taxa de ejeção total de metais das estrelas (e inclui os metais recentemente formados e aqueles que já estavam presentes no MI quando a estrela se formou) e  $Z_f$  é a abundância de metais do gás em queda no disco (*infall*).

Se  $p_{zm}$  é a fração de massa de uma estrela de massa  $m$  que é convertida em metais e então ejetada para o MI no tempo  $t$  podemos escrever:

$$E_Z(t) = m p_{Zm} \psi(t - \tau_m) \varphi(t) dm, \quad (3.23)$$

e o material total ejetado, incluindo metais produzidos recentemente e os já existentes no meio, será:

$$E_Z(t) = \int_{m_t}^{\infty} [(m - w_m - m p_{Zm}) Z(t - \tau_m) + m p_{Zm}] \psi(t - \tau_m) \varphi(m) dm \quad (3.24)$$

onde  $(m - w_m - m p_{Zm})$  é a massa não processada do material ejetado por uma estrela de massa  $m$ .

Então nós podemos definir a metalicidade média das estrelas formadas,  $Z_*$ , escrevendo uma equação para a conservação de metais, incluindo a massa  $Z_* M_*$  de metais armazenadas nas estrelas, e a massa de  $ZM_{gas}$  armazenada no gás. A massa total de novos metais ejetados é obtida através da integração da equação (3.23) no tempo. Logo:

$$Z_* M_* + ZM_{gas} = \int_0^t \int_{m_{t'}}^{\infty} m p_{Zm} \psi(t' - \tau_m) \varphi(m) dt' dm \quad (3.25)$$

### 3.1.8 Aproximações analíticas

#### *Simple Model*

O *Simple Model*, também conhecido como *Closed Box*, *Closed Model* ou Modelo de zona-única é muito famoso devido a sua simplicidade e ao fato que pode ser aplicado, dentro das suas limitações, para alguns sistemas estelares como o halo galáctico e galáxias anãs e elípticas. A derivação original destes resultados foi realizada no início da década de 1970 por Talbot e Arnett (1971).

As suposições básicas do *Simple model* são:

- (i) O sistema é isolado e considerado “fechado” i.e. com a massa total presente desde o início e nenhum fluxo de gás.  $f = 0$ ,  $M_{gas}(0) = M = \text{constante}$  e  $M_*(0) = 0$ .
- (ii) A evolução do sistema se inicia com um gás de composição primordial  $Z(0) = 0$
- (iii) A IMF é constante no tempo, então as quantidades  $R$  e  $y$  são também constantes.
- (iv) A aproximação do IRA é utilizada
- (v) O gás é bem misturado em qualquer momento da evolução.

Neste caso, as estrelas são divididas em dois grupos: (a) aquelas que vivem para sempre ( $m < m_1$ ) e (b) aquelas que morrem assim que são formadas ( $m > m_1$ ) então,  $\tau_m = 0$ . Logo, a partir das equações (3.21) e (3.11) obtemos:

$$E(t) = R\psi(t) \quad (3.26)$$

$$E_Z(t) = RZ(t)\psi(t) + y(1 - R)[1 - Z(t)]\psi(t) \quad (3.27)$$

No *Simple Model*, para a situação de interesse  $Z \ll 1$ , então:

$$E_Z(t) = RZ(t)\psi(t) + y(1 - R)\psi(t) \quad (3.28)$$

Substituindo as equações (3.26) e (3.28) nas equações que representam as massas das estrelas (3.16), a massa do gás (3.17) e a massa de metais no gás (3.22) nós obtemos:

$$\frac{dM_*}{dt} = (1 - R)\psi(t) \quad (3.29)$$

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -(1 - R)\psi(t) + f \quad (3.30)$$

$$\frac{d(ZM_{gas})}{dt} = -Z(t)(1-R)\psi(t) + y(1-R)\psi(t) + Z_f f \quad (3.31)$$

A metalicidade  $Z$  do gás pode ser deduzida a partir da massa de metais no gás utilizando a relação:

$$\frac{dZ M_{gas}}{dt} = Z \frac{dM_{gas}}{dt} + M_{gas} \frac{dZ}{dt} \quad (3.32)$$

Então, utilizando as equações (3.30) e (3.31) temos:

$$M_{gas} \frac{dZ}{dt} = y(1-R)\psi(t) + (Z_f - Z)f. \quad (3.33)$$

A equação (3.29) integrada no tempo pode nos dar a massa de estrelas no tempo  $t$

$$M_* = (1-R) \int_0^t \psi(t') dt' \quad (3.34)$$

Da aproximação de IRA e das suposições de uma IMF constante as integrais das equações (3.25) podem ser resolvidas separadamente em função do tempo e da massa:

$$Z_* M_* + Z_{gas} M_{gas} = \int_0^t \psi(t') dt' \int_{m_1}^{\infty} m p_{Zm} \varphi(m) dm \quad (3.35)$$

onde a primeira integral é igual a  $M_*/(1-R)$  de (3.34) e a segunda integral é igual a:  $y(1-R)$  como podemos ver na equação (3.10). Então, a equação acima pode ser escrita como:

$$Z_* M_* + Z_{gas} M_{gas} = \frac{M_*}{(1-R)} y(1-R) = y M_* \quad (3.36)$$

utilizando as equações dadas em (3.16), (3.17) e (3.20) na equação (3.36) o resultado para a metalicidade média das estrelas é:

$$Z_* = y - \frac{\mu}{1-\mu} Z \quad (3.37)$$

No *Simple Model* nós podemos eliminar a dependência temporal na equação (3.33) simplesmente dividindo-a por (3.30):

$$\frac{M_{gas} \frac{dZ}{dt}}{\frac{dM_{gas}}{dt}} = \frac{y(1-R)\psi(t) + (Z_f - Z)f}{-(1-R)\psi(t) + f} \quad (3.38)$$

Relembrando que nas aproximações do *Simple Model*  $f = 0$ ,

$$M_{gas} \frac{dZ}{dM_{gas}} = -y \quad (3.39)$$

Então,

$$Z = y \ln\left(\frac{M_{gas0}}{M_{gas}}\right) = y \ln\left(\frac{M}{M_{gas}}\right) \quad (3.40a)$$

$$Z = y \ln \mu^{-1} \quad (3.40b)$$

que é a solução do *Simple Model*.

### *Simple model com infall*

Outro exemplo muito similar ao do *Simple model* é o do sistema com *infall* balanceado pela formação estelar, onde supõe-se que a formação estelar depende da taxa de *infall* e da perda de massa das estrelas. Neste modelo a massa total cresce por via do *infall* enquanto a formação estelar mantém constante a massa do gás. As condições iniciais são muito similares àsquelas consideradas na seção 3.1.8:  $M_*(0) = 0$ ,  $Z_0 = 0$ ,  $Z_{*0} = 0$  and  $Z_f = 0$ .

$$\psi = f + R\psi \quad (3.41)$$

Então, considerando  $f = \psi(1 - R)$  e usando esta quantidade na massa do gás (3.30), resulta que:

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = 0 \rightarrow M_{gas} = \text{constante} = M_0 \quad (3.42)$$

Como no *Simple Model* nós podemos eliminar a dependência temporal dividindo a equação (3.30) por (3.15):

$$\frac{M_{gas}dZ}{dM} = y - Z \quad (3.43)$$

Para resolver esta equação é útil definir um parâmetro  $\eta$  que corresponde à razão de massa acretada:

$$\eta = \frac{(M - M_0)}{M_0} = \frac{(M - M_{gas})}{M_{gas}} = \mu^{-1} - 1 \quad (3.44)$$

Então, a solução da equação (3.43) pode ser escrita como:

$$Z = y(1 - e^{-\eta}) \quad (3.45)$$

Para outros exemplos e soluções analíticas consultar Matteucci (2001) e referências ali contidas.

### **O problema das anãs-G**

O *Simple Model* é capaz de reproduzir alguns vínculos observacionais para a vizinhança solar mas falha em reproduzir a distribuição de metalicidades das estrelas anãs-G. Estas estrelas são muito importantes para a evolução química pois elas possuem tempos de vida muito longos e massas pequenas; refletindo então a abundância em metais do MI no início da evolução da Galáxia. O famoso problema das anãs-G vem do fato que o *Simple Model* prevê um excesso de estrelas pobres em metais quando comparado com os dados observacionais.

Muitas soluções têm sido propostas para este problema, inspirando modelos de evolução química cada vez mais detalhados, mais realistas que o *Simple Model*. Atualmente, o *infall* de gás primordial no disco galáctico, induzindo a sua formação gradual, é uma das soluções mais utilizadas e também parece ser a mais apropriada.

### 3.1.9 Modelos numéricos

Para criar um cenário mais realista para os modelos de evolução química nós precisamos estudá-los numericamente. É necessário relaxar a aproximação do IRA e calcular as abundâncias químicas individualmente ao invés da evolução da metalicidade  $Z$ , como no *Simple Model*. Além disso, a presença de fluxos de gás e a consideração da interação entre diversos sistemas como o halo, o disco e o bojo são também implementados nos modelos numéricos.

Frequentemente estes modelos mantêm a constância da  $\varphi(m)$  e a aproximação de mistura instantânea.

Para ilustrar a evolução química de elementos individuais nós podemos considerar a formulação de Matteucci e Greggio (1986) e Matteucci (2001) onde:  $\dot{G}_i(t) = \frac{dM_i}{dt}$ , e  $M_i = X_i M_{gas}$ , com  $X_i$  sendo a abundância em massa de um elemento  $i$ :

$$\dot{G}_i(t) = -\psi(t)X_i(t) + E_i(t) + X_f f(t) - X_i(t)W(t) \quad (3.46)$$

onde  $E_i(t)$  é a massa ejetada por estrelas em um elemento  $i$ ,  $X_f f(t)$  é a matéria acretada do *infall* e  $X_i(t)W(t)$  é a perda de massa em um elemento.

$$\begin{aligned} \dot{G}_i(t) &= -\psi(t)X_i(t) + \int_{M_L}^{M_{Bm}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm \\ &+ A \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \varphi(m) \left[ \int_{\mu_{min}}^{0.5} f(\gamma) \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_{m2}) d\gamma \right] dm \\ &+ B \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \psi(t - \tau) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm \\ &+ \int_{B_M}^{M_U} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \varphi(m) dm \\ &+ X_{fi} f(t) - X_i(t)W(t) \end{aligned} \quad (3.47)$$

com  $A$  representando a fração na IMF de sistemas binários com as características requeridas para dar origem a SNs do tipo Ia, enquanto  $B$  é a fração de estrelas isoladas e sistemas

binários que não dão origem a supernovas do tipo Ia, ejetando uma SN tipo II ou uma nebulosa planetária.  $Q_{mi}$  é denominada a matriz de produção e representa os *yields* estelares de um certo elemento  $i$ .

A primeira integral representa a ejeção de estrelas isoladas onde  $M_L$  e  $M_{Bm}$  representam a massa mínima de uma estrela isolada que contribui para o enriquecimento do MI e a mínima massa total de um sistema binário que pode originar uma progenitora de uma SN tipo Ia. A segunda linha corresponde à ejeção de SNs tipo Ia e  $M_{Bm}$  e  $M_{BM}$  são as massas mínimas e máximas do sistema binário, onde  $F(\gamma)$  é uma função da distribuição de massa da estrela secundária, com  $\gamma = M_2/M_1 + M_2$ , onde  $M_1$  e  $M_2$  são as massas da primária e secundária do sistema binário, respectivamente. O terceiro termo é para levar em conta a massa ejetada por estrelas com massas entre  $M_{Bm}$  e  $M_{BM}$  isoladas ou binárias que não produzirão uma SNIa, enquanto o quarto termo corresponde à ejeção de estrelas massivas ( $m < M_{BM}$ ) que originam SNs do tipo II.



## Vínculos observacionais para os modelos de evolução química

Um bom modelo de evolução química deve reproduzir o maior número de vínculos observacionais possíveis, especialmente aqueles relativos à vizinhança solar. Uma comparação entre as previsões dos modelos e as propriedades observadas é fundamental para testar as hipóteses e suposições feitas nos mesmos.

### 4.1 Abundâncias solares

As abundâncias químicas na fotosfera solar representam a composição química do meio interestelar na vizinhança solar na época em que o Sol se formou. Além disso, em modelos de evolução química elas são geralmente utilizadas como uma referência para a comparação de abundâncias de objetos galácticos e extragalácticos e outros sistemas como um todo.

As abundâncias solares podem ser determinadas através de dois métodos independentes: observações espectroscópicas da fotosfera solar e espectroscopia de massa de meteoritos. As abundâncias meteoríticas são determinadas em laboratórios medindo diretamente um dado elemento e a sua abundância isotópica. Este método é muito preciso mas mesmo nos meteoros mais primitivos elementos voláteis como H, He, N, O e Ne sofrem deposição em grãos, tornando impossível a determinação da abundância solar para eles. Outro inconveniente para este método é o fato que as abundâncias são usualmente medidas em relação ao Si (como consequência da deposição do H) e nós devemos conhecer a sua abundância *a priori*. Por outro lado, as abundâncias fotosféricas são muito incertas, uma vez que elas são derivadas através do uso de modelos de atmosferas que dependem de dados atômicos e



moleculares, que por sua vez ainda não possuem precisão suficiente para serem comparadas com a precisão das medidas meteoríticas. Durante as últimas décadas, muitos esforços tem sido realizados para determinar as abundâncias fotosféricas do Sol, em particular aquelas do C, N, O e Ne. Com relação aos elementos leves, D e Li são destruídos no interior das estrelas durante a sua evolução, com D sendo praticamente extinto e o Li reduzido de duas ordens de magnitude no Sol.

A tabela 4.1 mostra os resultados mais recentes das abundâncias fotosféricas e meteoríticas para a vizinhança solar (Asplund et al., 2009) em uma escala onde a abundância de hidrogênio é definida como  $\log(N_H) = 12$ .

*Tabela 4.1* - Abundâncias elementais nos dias atuais para a fotosfera solar. Os valores correspondentes às abundâncias meteoríticas de condritos-carbonáceos CI (Lodders et al., 2009) também são apresentados.

	Elem.	Abund. Fotosf.	Abund. Meteo.		Elem.	Abund. Fotosf.	Abund. Meteo.
1	H	12.00	$8.22 \pm 0.04$	44	Ru	$1.75 \pm 0.08$	$1.76 \pm 0.03$
2	He	[10.93 ± 0.01]	1.29	45	Rh	$0.91 \pm 0.10$	$1.06 \pm 0.04$
3	Li	$1.05 \pm 0.10$	$3.26 \pm 0.05$	46	Pd	$1.57 \pm 0.10$	$1.65 \pm 0.02$
4	Be	$1.38 \pm 0.09$	$1.30 \pm 0.03$	47	Ag	$0.94 \pm 0.10$	$1.20 \pm 0.02$
5	B	$2.70 \pm 0.20$	$2.79 \pm 0.04$	48	Cd		$1.71 \pm 0.03$
6	C	$8.43 \pm 0.05$	$7.39 \pm 0.04$	49	In	$0.80 \pm 0.20$	$0.76 \pm 0.03$
7	N	$7.83 \pm 0.05$	$6.26 \pm 0.06$	50	Sn	$2.04 \pm 0.10$	$2.07 \pm 0.06$
8	O	$8.69 \pm 0.05$	$8.40 \pm 0.04$	51	Sb		$1.01 \pm 0.06$
9	F	$4.56 \pm 0.30$	$4.42 \pm 0.06$	52	Te		$2.18 \pm 0.03$
10	Ne	[7.93 ± 0.10]	-1.12	53	I		$1.55 \pm 0.08$
11	Na	$6.24 \pm 0.04$	$6.27 \pm 0.02$	54	Xe	[2.24 ± 0.06]	-1.95
12	Mg	$7.60 \pm 0.04$	$7.53 \pm 0.01$	55	Cs		$1.08 \pm 0.02$
13	Al	$6.45 \pm 0.03$	$6.43 \pm 0.01$	56	Ba	$2.18 \pm 0.09$	$2.18 \pm 0.03$
14	Si	$7.51 \pm 0.03$	$7.51 \pm 0.01$	57	La	$1.10 \pm 0.04$	$1.17 \pm 0.02$
15	P	$5.41 \pm 0.03$	$5.43 \pm 0.04$	58	Ce	$1.58 \pm 0.04$	$1.58 \pm 0.02$
16	S	$7.12 \pm 0.03$	$7.15 \pm 0.02$	59	Pr	$0.72 \pm 0.04$	$0.76 \pm 0.03$
17	Cl	$5.50 \pm 0.30$	$5.23 \pm 0.06$	60	Nd	$1.42 \pm 0.04$	$1.45 \pm 0.02$

continua na próxima página ...

Tabela 4.1 - Continuação

Elem.	Abund. Fotosf.	Abund. Meteo.	Elem.	Abund. Fotosf.	Abund. Meteo.		
18	Ar	[6.40 ± 0.13]	-0.50	62	Sm	0.96 ± 0.04	0.94 ± 0.02
19	K	5.03 ± 0.09	5.08 ± 0.02	63	Eu	0.52 ± 0.04	0.51 ± 0.02
20	Ca	6.34 ± 0.04	6.29 ± 0.02	64	Gd	1.07 ± 0.04	1.05 ± 0.02
21	Sc	3.15 ± 0.04	3.05 ± 0.02	65	Tb	0.30 ± 0.10	0.32 ± 0.03
22	Ti	4.95 ± 0.05	4.91 ± 0.03	66	Dy	1.10 ± 0.04	1.13 ± 0.02
23	V	3.93 ± 0.08	3.96 ± 0.02	67	Ho	0.48 ± 0.11	0.47 ± 0.03
24	Cr	5.64 ± 0.04	5.64 ± 0.01	68	Er	0.92 ± 0.05	0.92 ± 0.02
25	Mn	5.43 ± 0.05	5.48 ± 0.01	69	Tm	0.10 ± 0.04	0.12 ± 0.03
26	Fe	7.50 ± 0.04	7.45 ± 0.01	70	Yb	0.84 ± 0.11	0.92 ± 0.02
27	Co	4.99 ± 0.07	4.87 ± 0.01	71	Lu	0.10 ± 0.09	0.09 ± 0.02
28	Ni	6.22 ± 0.04	6.20 ± 0.01	72	Hf	0.85 ± 0.04	0.71 ± 0.02
29	Cu	4.19 ± 0.04	4.25 ± 0.04	73	Ta		-0.12 ± 0.04
30	Zn	4.56 ± 0.05	4.63 ± 0.04	74	W	0.85 ± 0.12	0.65 ± 0.04
31	Ga	3.04 ± 0.09	3.08 ± 0.02	75	Re		0.26 ± 0.04
32	Ge	3.65 ± 0.10	3.58 ± 0.04	76	Os	1.40 ± 0.08	1.35 ± 0.03
33	As		2.30 ± 0.04	77	Ir	1.38 ± 0.07	1.32 ± 0.02
34	Se		3.34 ± 0.03	78	Pt		1.62 ± 0.03
35	Br		2.54 ± 0.06	79	Au	0.92 ± 0.10	0.80 ± 0.04
36	Kr	[3.25 ± 0.06]	-2.27	80	Hg		1.17 ± 0.08
37	Rb	2.52 ± 0.10	2.36 ± 0.03	81	Tl	0.90 ± 0.20	0.77 ± 0.03
38	Sr	2.87 ± 0.07	2.88 ± 0.03	82	Pb	1.75 ± 0.10	2.04 ± 0.03
39	Y	2.21 ± 0.05	2.17 ± 0.04	83	Bi		0.65 ± 0.04
40	Zr	2.58 ± 0.04	2.53 ± 0.04	90	Th	0.02 ± 0.10	0.06 ± 0.03
41	Nb	1.46 ± 0.04	1.41 ± 0.04	92	U		-0.54 ± 0.03
42	Mo	1.88 ± 0.08	1.94 ± 0.04				

Para realizar uma comparação entre a abundância solar e outros objetos, a notação “entre colchetes”  $[X/H]$  é frequentemente utilizada para representar a abundância relativa

ao Sol. Esta é definida como a diferença entre a abundância observada e a abundância solar em número de átomos relativos ao hidrogênio, em escala logarítmica:

$$[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot} \quad (4.1)$$

Tais abundâncias são expressadas em *dex* (unidade de decimal exponencial), ou seja, se duas abundâncias diferem por 1 dex, isto significa que a diferença entre elas possui um fator 10.

## 4.2 A relação idade-metalicidade

O enriquecimento do MI por sucessivas gerações estelares sugere que a metalicidade média do disco galáctico deva crescer com o tempo, produzindo uma relação idade-metalicidade (AMR). Tal relação é frequentemente inferida através da observação de grandes amostras de estrelas para as quais as abundâncias químicas são derivadas utilizando métodos fotométricos e as suas idades são estimadas através do ajuste de isócronas teóricas.

Edvardsson et al. (1993) analisaram uma amostra de aproximadamente 200 estrelas do disco, medindo acuradamente as suas metalicidades espectroscópicas e encontrando um grande espalhamento na relação idade-metalicidade. A origem de tal dispersão ainda não é clara. Algumas causas como a difusão orbital, gradientes de abundância, a não homogeneidade do *infall* ou do disco tem sido sugeridas na literatura para explicar o fenômeno.

Devido à grande dispersão alguns autores (ex. Feltzing et al. (2001)) argumentam que a AMR encontrada por Edvardsson et al. (1993) é um efeito já esperado devido a particularidades da construção de sua amostra e levantam algumas dúvidas sobre a existência desta relação na vizinhança solar.

Rocha-Pinto et al. (2000) analisaram uma amostra de 552 estrelas anãs com metalicidades estimadas a partir de dados *uvby* e cujas idades foram derivadas utilizando níveis de atividade cromosférica ao invés de isócronas. A figura 4.1 mostra a sua AMR (círculos abertos) juntamente com os dados de Edvardsson et al. (1993) (cruzes). A diferença entre os dois conjuntos de dados são destacadas por linhas pontilhadas e foram chamadas Regiões I e II, identificando os objetos que tendem a aumentar a dispersão da AMR. Na região

I todas as estrelas são cromosféricamente jovens mas cinematicamente velhas (CYKOS), sugerindo que tais objetos poderiam ser estrelas coalescentes em sistemas binários próximos não resolvidos, apresentando tanto atividade cromosférica como posição no diagrama HR não correlacionadas com as suas idades reais. A dispersão observada para a região II é ainda um argumento em discussão, já que estes objetos são estrelas pobres em metais jovens ou com idades intermediárias, não seguindo uma tendência como na região I.

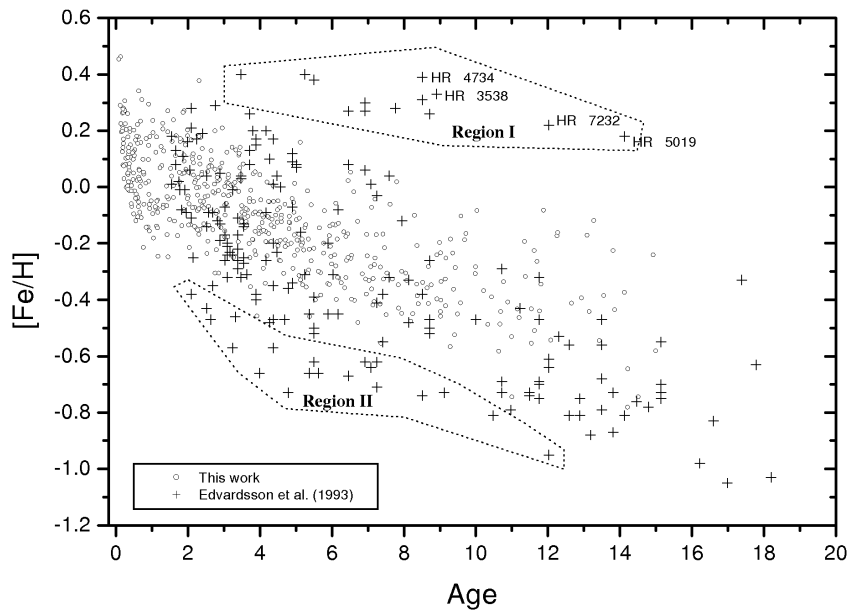


Figura 4.1: Relação idade-metalicidade de Edvardsson et al. (1993) (cruzes) e Rocha-Pinto et al. (2000) (círculos abertos). Regiões I e II indicam os objetos peculiares, com as maiores dispersões no trabalho de Edvardsson et al. (1993).

Além disso, Rocha-Pinto et al. (2006) concluíram que estrelas que levam mais tempo para migrar dos seus locais de nascimento para a atual vizinhança solar são mais pobres em metais que aquelas que naturais desta região. Tal resultado é uma indicação direta e independente da existência da relação idade-metalicidade.

## 4.3 Distribuição de Abundâncias

### 4.3.1 A metalicidade das anãs-G

A distribuição de metalicidades das estrelas anãs-G é muito importante para a reconstrução do enriquecimento químico do MI durante a evolução galáctica. Estas estrelas

geralmente possuem tempos de vida da ordem da idade da Galáxia e baixa massa, sendo assim é esperado que as abundâncias químicas das suas fotosferas não sejam afetadas pela nucleossíntese estelar.

Holmberg et al. (2007) recalibraram e redeterminaram a distribuição de metalicidades de aproximadamente 14.000 anãs F e G presentes no Geneva-Copenhagen Survey (GCS) de Nordström et al. (2004), produzindo a distribuição vista na figura 4.2.

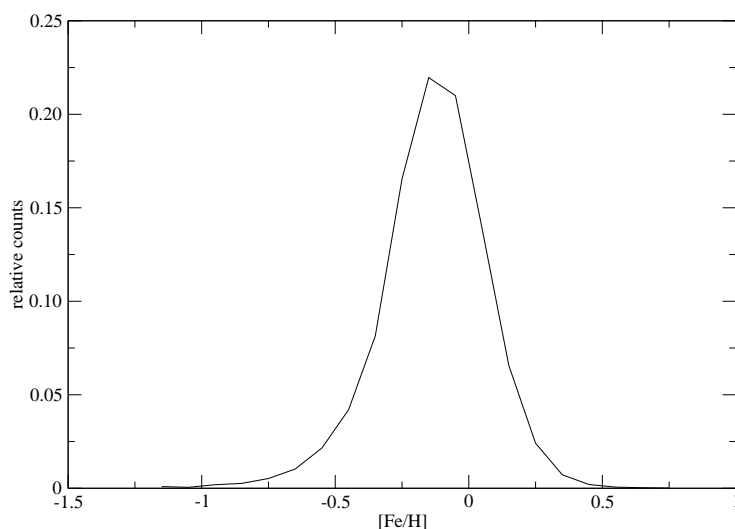


Figura 4.2: Distribuição de estrelas anãs na vizinhança solar de Holmberg et al. (2007).

### 4.3.2 Gradiente radial de abundâncias

O gradiente radial de abundâncias tem sido observado no disco da Via Láctea e nos discos de muitas galáxias. Muitos objetos podem ser empregados para o estudo dos gradientes; regiões HII e nebulosas planetárias são geralmente utilizados para a derivação do oxigênio, enxofre, neônio e argônio, enquanto o ferro e outros elementos tem suas abundâncias determinadas através da observação de cefeidas, aglomerados abertos e estrelas.

Os gradientes de abundância são um dos vínculos observacionais mais importantes para os modelos de evolução química, uma vez que eles podem fornecer informações sobre a magnitude do gradiente e as suas possíveis variações no espaço e no tempo. Uma revisão sobre as propriedades gerais do gradiente radial de abundâncias na Galáxia assim como uma discussão sobre sua variação espacial e as evidências para uma evolução temporal do mesmo pode ser encontrada em Maciel e Costa (2010).

A maioria das espirais apresentam um gradiente radial de abundâncias similar ao que observamos para a Via Láctea. A origem dos mesmos depende da combinação de vários fatores como por exemplo a escala de tempo para a evolução, *infall*, formação *inside-out* e uma *threshold* na formação estelar.

### Abundâncias atuais

Abundâncias químicas de regiões HII, estrelas jovens, aglomerados abertos e cefeidas são consideradas representativas para a abundância atual do MI. Uma vez que cefeidas são estrelas muito brilhantes e possuem distâncias muito bem determinadas através da relação período-luminosidade, elas são provavelmente os indicadores mais acurados para os gradientes de abundância no disco da Via Láctea. Andrievsky e colaboradores em uma série de artigos (Andrievsky et al. 2002a,b,c, Andrievsky et al. 2004) estudaram em detalhe os gradientes de abundância de vários elementos através da análise de uma amostra homogênea de cefeidas no disco galáctico. A figura 4.3 mostra os gradientes de abundância estimados por Andrievsky et al. (2002c) para o C, O, Na, Mg, Al, Si e Fe, relativos à abundância solar em função do raio galactocêntrico.

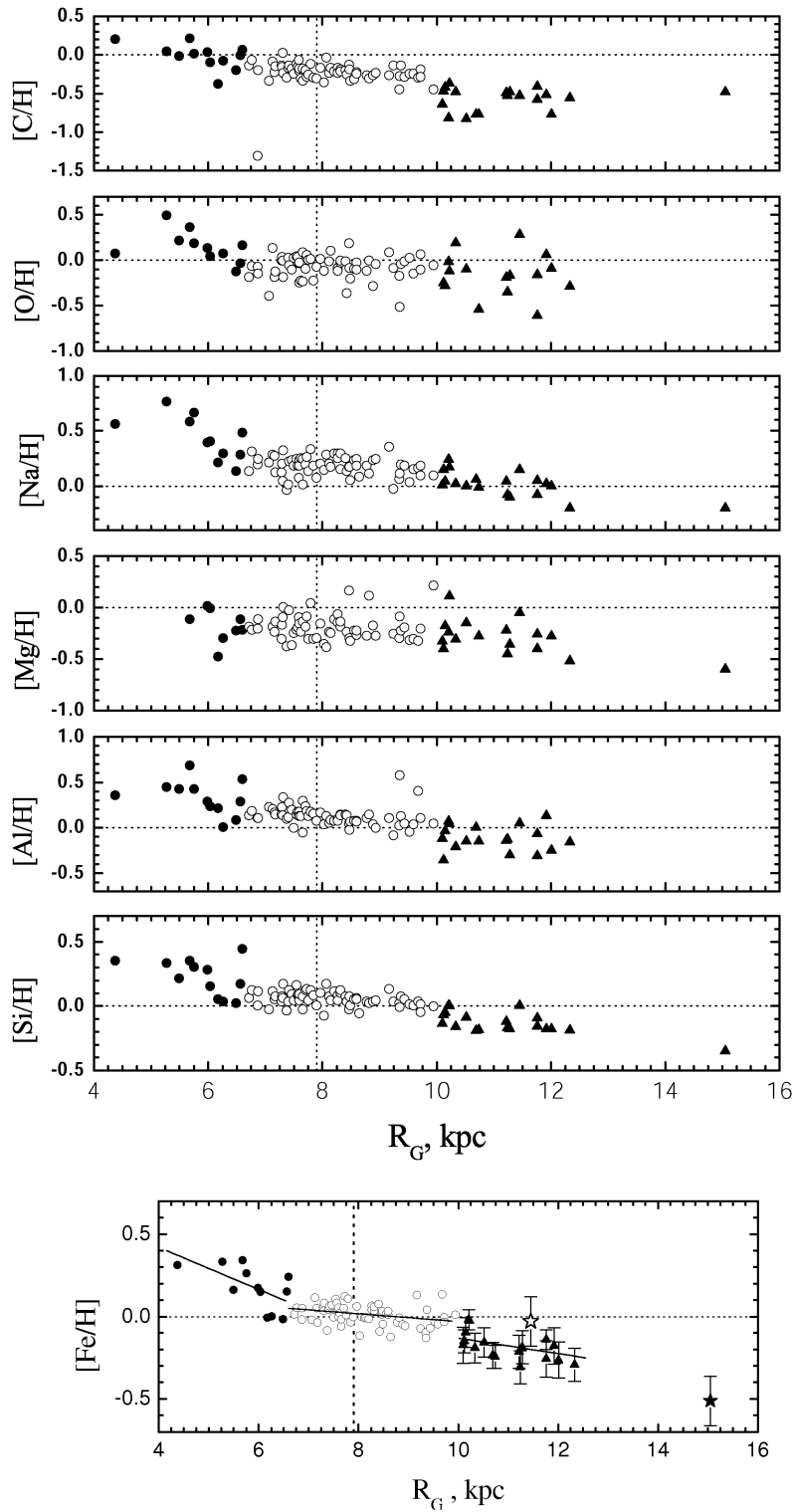


Figura 4.3: Gradiente radial de abundância para C, O, Na, Mg, Al, Si and Fe em função do raio galactocêntrico apresentado em Andrievsky et al. (2002c). Círculos cheios foram retirados de Andrievsky et al. (2002b), círculos abertos provêm de Andrievsky et al. (2002a) e triângulos são os dados de Andrievsky et al. (2002c). Asteriscos cheios e abertos correspondem a objetos peculiares.

Estes autores sugerem uma mudança na inclinação do gradiente radial de abundâncias ao longo do raio uma vez que os dados apresentam inclinações diferentes para cada sub-amostra. Por exemplo, considerando a abundância do ferro, a parte interna do disco apresenta um gradiente de  $-0.13 \pm 0.03 \text{ dex kpc}^{-1}$ , a vizinhança solar  $d[Fe/H]/dR = -0.02 \pm 0.01 \text{ dex kpc}^{-1}$  enquanto que para a parte externa do disco  $d[Fe/H]/dR = -0.06 \pm 0.01 \text{ dex kpc}^{-1}$ , correspondendo respectivamente aos círculos cheios, círculos vazios e triângulos na figura 4.3.

Juntamente com as cefeidas, estrelas B e estrelas em aglomerados abertos também são utilizadas para estudar o gradiente radial de abundâncias. Daflon e Cunha (2004) observaram uma amostra de 69 objetos que continha estrelas membros de aglomerados abertos, associações de estrelas OB e regiões HII no disco galáctico. Eles encontraram tendências e valores absolutos similares, em concordância com os valores encontrados por Deharveng et al. (2000) ( $-0.04 \text{ dex kpc}^{-1}$ ) inferidos somente com dados provenientes de regiões HII. Trabalhos recentes em observações de aglomerados abertos, como o de Sestito et al. (2008) confirmam o achatamento do gradiente de abundâncias na região externa da Galáxia, a distâncias galactocêntricas maiores que 10 - 11 kpc.

Gradientes de abundância provenientes de nebulosas planetárias são frequentemente considerados para o O, Ne, S e Ar. Em uma série de artigos, o grupo do IAG/USP (Maciel et al., 2003; Costa et al., 2004; Maciel et al., 2005, 2006) estudou a evolução espacial e temporal do gradiente obtido através de uma amostra homogênea com mais de 200 NPs no disco galáctico. Tais objetos geralmente apresentam linhas de emissão muito intensas e a determinação das suas abundâncias é relativamente acurada, com incertezas típicas entre 0.1 e 0.2 dex. Apesar da dispersão nos dados situados a grandes distâncias galactocêntricas Costa et al. (2004) concluíram que o gradiente radial de abundâncias do oxigênio é constante entre 4 - 10 kpc e apresenta um achatamento para distâncias maiores.

### **Evolução temporal do gradiente**

Nebulosas planetárias podem fornecer informações importantes sobre a evolução temporal do gradiente radial de abundâncias uma vez que tais objetos podem ser classificados de acordo com as massas e idades das estrelas progenitoras. Maciel et al. (2003) dividiram a sua amostra de NPs em três grupos de idades, grupo I, II e III. É possível notar



na figura 4.4 que o gradiente de abundâncias tende a achatar com o decorrer do tempo independente do intervalo de tempo escolhido para a separação dos grupos (por intervalos de tempos iguais, painel superior, ou por igual quantidade de objetos, painel inferior). Os autores concluíram que um achatamento do gradiente de oxigênio de aproximadamente  $-0.11 \text{ dex kpc}^{-1}$  até  $-0.06 \text{ dex kpc}^{-1}$  aconteceu durante os últimos 9 bilhões de anos, ou de  $-0.08 \text{ dex kpc}^{-1}$  até  $-0.06 \text{ dex kpc}^{-1}$  durante os últimos 5 bilhões de anos. A partir destes dados eles também estimaram uma taxa de  $0.004 \text{ dex kpc}^{-1} \text{ Gyr}^{-1}$  considerando ambos os casos nos últimos 5 bilhões de anos, sugerindo que o gradiente de oxigênio não mudou mais do que 30% em média durante os últimos bilhões de anos.

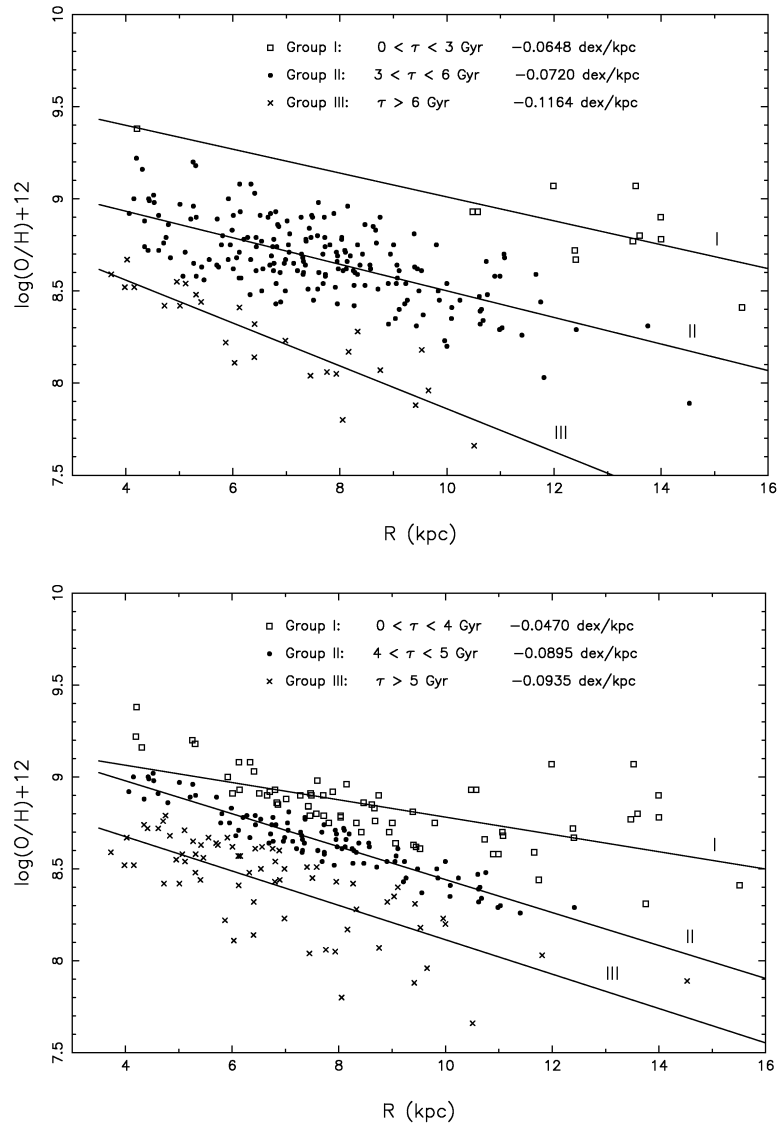


Figura 4.4: Evolução temporal do gradiente radial de abundâncias do oxigênio, retirada de Maciel et al. (2003). As NPs foram divididas em grupos de acordo com o mesmo intervalo de tempo (painel superior) ou por igual quantidade de objetos (painel inferior).

O achatamento do gradiente de abundância durante os últimos 6 bilhões de anos também pode ser visto na figura 4.5 comparando a inclinação do gradiente derivado a partir de diversos objetos de diferentes idades como NPs, estrelas e regiões HII.

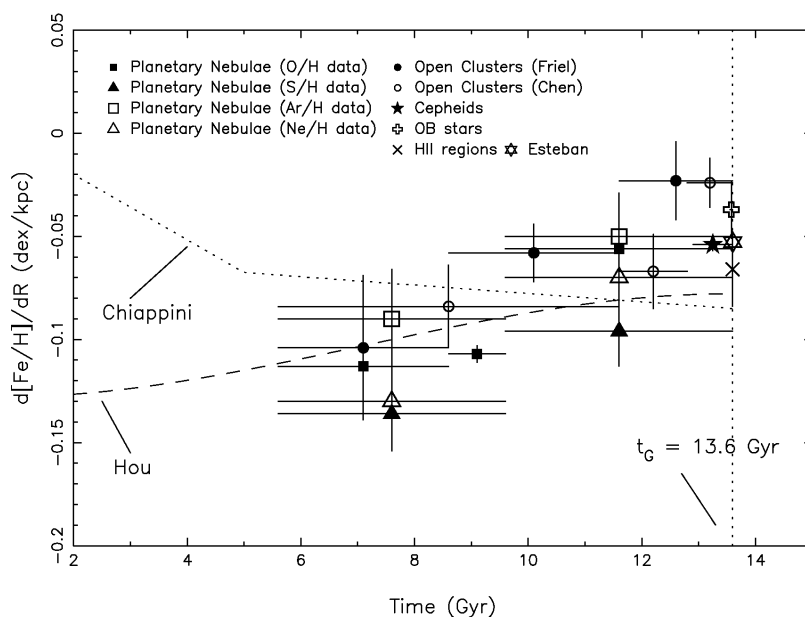


Figura 4.5: Evolução temporal do gradiente radial do  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , obtido através de vários objetos distintos, retirado de Maciel et al. (2006).

#### 4.4 Razões de abundâncias

Outro importante vínculo observacional para a evolução química da Galáxia é o comportamento da razão  $[\alpha/\text{Fe}]$  em função da metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Elementos  $\alpha$ , como por exemplo O, Ne, Mg, Si, S e Ca são produzidos principalmente em supernovas Tipo II que enriquecem o MI muito rapidamente enquanto o Fe é produzido principalmente por supernovas Tipo I que possuem tempos de vida mais longos, gerando assim um atraso no enriquecimento de Fe do MI. A figura 4.6, de Kobayashi e Nomoto (2009), ilustra a razão  $[\text{O}/\text{Fe}]$  e  $[\text{Mg}/\text{Fe}]$  em função do  $[\text{Fe}/\text{H}]$  na Via Láctea, mostrando que, como esperado, a razão  $[\alpha/\text{Fe}]$  é maior no início da evolução galáctica, quando a abundância do Fe era menor.

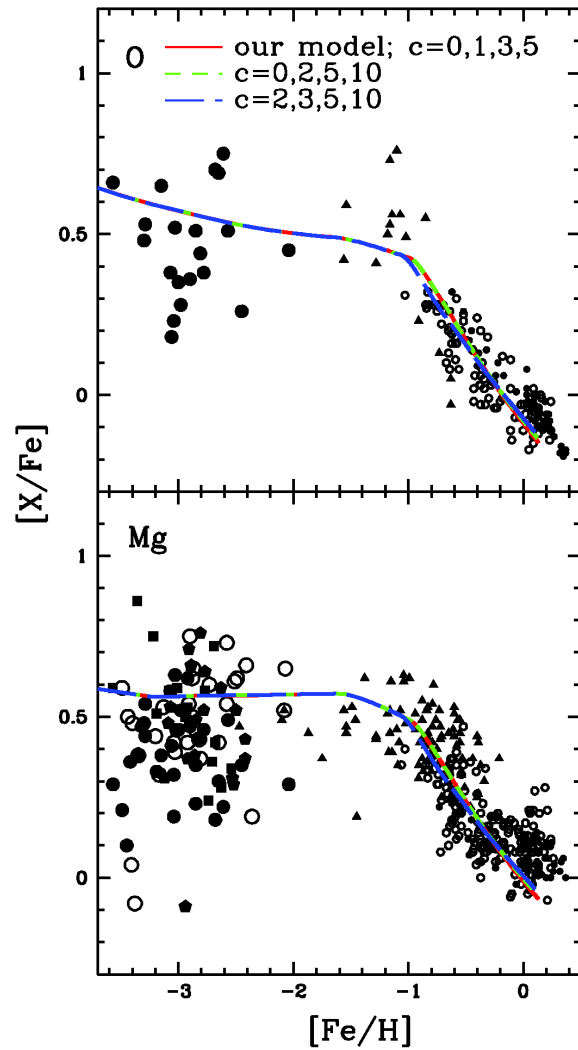


Figura 4.6: Razão  $[O/Fe]$  e  $[Mg/Fe]$  em função de  $[Fe/H]$  para diferentes modelos de SN tipo Ia de Kobayashi e Nomoto (2009). Dados observacionais: estrelas do disco, Edvardsson et al. (1993), pequenos círculos abertos; estrelas do disco fino de Bensby et al. (2003, 2004), pequenos círculos cheios; componente de acreção de Gratton et al. (2003), triângulos. Para estrelas do halo, McWilliam et al. (1995), grandes círculos abertos; Ryan et al. (1996), quadrados cheios; Cayrel et al. (2004), grandes círculos cheios; Honda et al. (2004), pentágonos cheios.

O estudo destas relações é muito importante para o entendimento da nucleossíntese dos elementos e as escalas de tempo para a formação das componentes galácticas. Este efeito pode ser visto na figura 4.7, onde é reproduzida a evolução da razão de abundância para o bojo, a vizinhança solar (SN) e galáxias irregulares (neste caso, as Nuvens de Magalhães - IM).

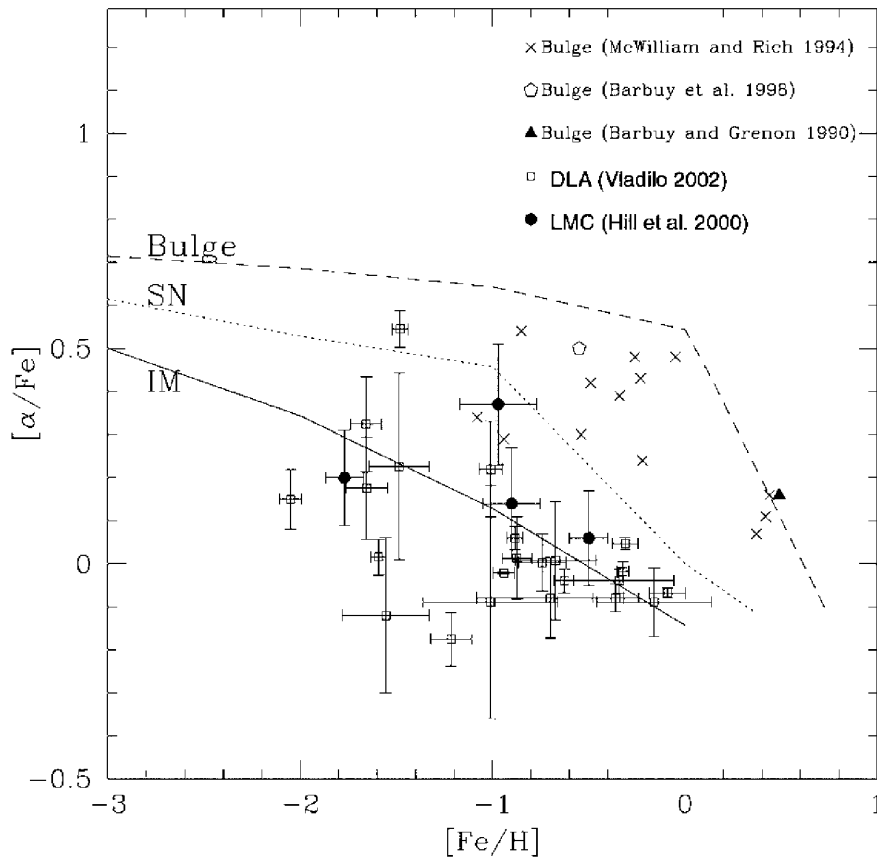


Figura 4.7: Razão  $[O/Fe]$  em função do  $[Fe/H]$  para diferentes histórias de formação estelar: bojo, vizinhança solar (SN) e as Nuvens de Magalhães (IM). Figura retirada de Matteucci (2003) com dados observacionais para o bojo de McWilliam e Rich (1994); Barbuy et al. (1998); Barbuy e Grenon (1990) e Vladilo (2002) e Hill et al. (2000) para DLAs (Damped Lyman  $\alpha$  systems) e a Grande Nuvem de Magalhães, respectivamente.

Se a formação estelar acontecer em uma pequena escala de tempo (como no bojo, por exemplo), a razão  $[O/Fe]$  permanece alta por um longo tempo, enquanto se admitirmos uma lenta história de formação estelar (como para as Nuvens de Magalhães) a razão  $[\alpha/Fe]$  tende a decrescer rapidamente, alcançando a mesma razão solar em baixas metalicidades ( $[Fe/H]$ ).

## 4.5 Distribuição do gás

A distribuição superficial do gás ao longo da Galáxia é geralmente determinada através da distribuição do hidrogênio neutro (HI) e molecular ( $H_2$ ).

A distribuição superficial de densidade de massa de HI é razoavelmente bem determinada através da observação da linha de 21 cm com as suas principais incertezas residindo na profundidade óptica da emissão em 21 cm dentro do círculo solar e na adoção de diferentes curvas de rotação para as regiões externas do disco. Já a componente molecular é muito incerta, sendo inferida através de medidas da emissão de CO utilizando fatores de conversão. Tais relações são geralmente tomadas como independentes da distância galactocêntrica, que é uma possível fonte de erro devido à existência do gradiente de abundâncias ao longo do disco.

A densidade superficial de HI na Via Láctea apresenta um pico na região interna do disco e a partir da vizinhança solar até 16 kpc apresenta um *plateau* na sua distribuição, ao passo que o hidrogênio molecular apresenta o mesmo pico na distribuição para pequenos raios mas decresce quase exponencialmente com a distância radial, apresentando valores muito baixos para a vizinhança solar. A figura 4.8 mostra a distribuição total de gás (HI +  $H_2$ ) obtida através dos dados observacionais de Li et al. (1982); Sanders et al. (1984); Burton e Gordon (1978); Rana (1991) para o HI e (Sanders et al., 1984; Bhat et al., 1984; Rana, 1991) para o  $H_2$ . As incertezas nas estimativas destes valores podem ser devidas às diferentes curvas encontradas pelos autores.

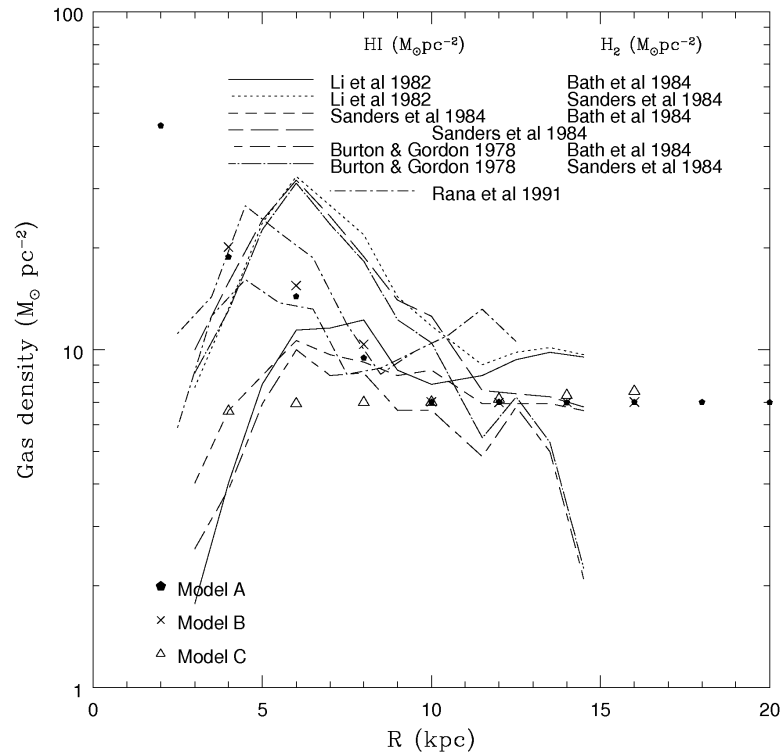


Figura 4.8: Distribuição da densidade superficial de gás no disco da Via Láctea. Observações para o HI de (Li et al., 1982; Sanders et al., 1984; Burton e Gordon, 1978; Rana, 1991), para o H<sub>2</sub> (Sanders et al., 1984; Bhat et al., 1984; Rana, 1991) enquanto os modelos são de Matteucci e Chiappini (1999).

A distribuição de massa superficial total do disco inclui gás e estrelas, sendo estimada em  $54M_{\odot}pc^{-2}$  (Rana, 1991) para a vizinhança solar.

#### 4.6 Distribuição da SFR

A distribuição da SFR ao longo do disco pode ser estimada através do estudo de vários objetos diferentes, a figura 4.9 mostra a SFR encontrada por diversos autores utilizando remanescentes de SN, pulsares, contínuo de Lyman e nuvens moleculares. A principal característica são o pico em torno de 4 kpc e o comportamento decrescente da SFR para grandes distâncias do centro galáctico. A distribuição radial do gás e a SFR estão fortemente correlacionados, seja do ponto de vista observacional, seja o ponto de vista teórico, uma vez que a maioria dos modelos de evolução química adota uma SFR dependente da densidade superficial do gás.

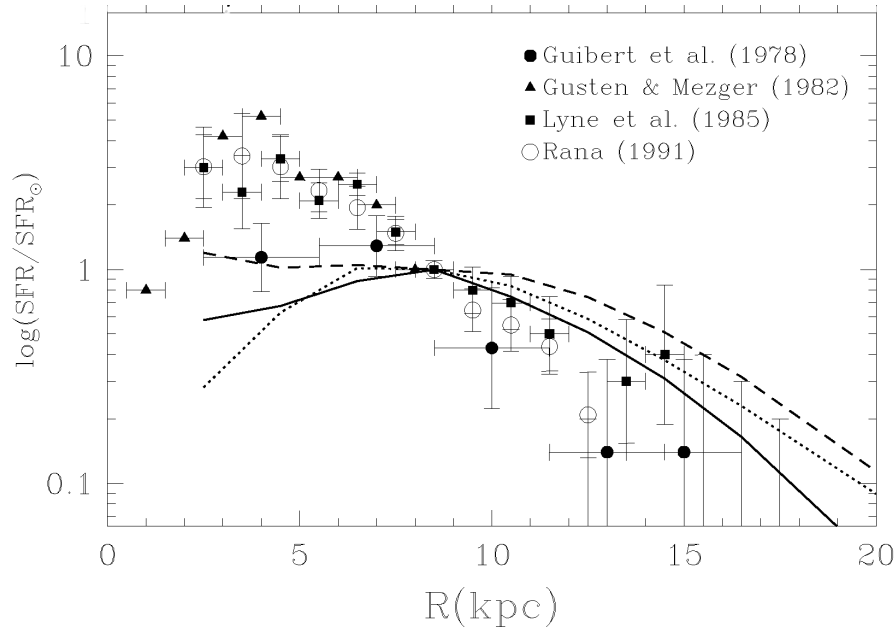


Figura 4.9: Distribuição da SFR normalizada observada ao longo do disco da Galáxia juntamente com as previsões do modelo de Portinari e Chiosi (1999).

## 4.7 Taxas de supernova

As estimativas das taxas de supernova na Galáxia ainda são consideradas um desafio devido ao pequeno número de eventos observado. Para estimar a taxa de SN na Via Láctea e em outras galáxias podem ser utilizados distintos métodos como estatísticas históricas de SNs, observações de remanescentes de SNs, espectros de estrelas massivas e luminosidade de galáxias. van den Bergh e Tammann (1991) encontraram um valor para a galáxia de 2 - 3 SN Tipo II por século e estimaram que a inclusão de SNs tipo Ia iria aumentar esta estimativa em cerca de 20-25 %.

A taxa de SN galácticas pode ser estimada por comparação com outras galáxias espirais similares. Utilizando uma amostra de mais de cem SNs Cappellaro et al. (1997) estimaram a taxa de SN para diferentes tipos morfológicos de galáxias. A figura 4.10 mostra a taxa de SNIa e SNIId para os diversos tipos morfológicos de galáxias; para fins de comparação são também exibidas as taxas de Cappellaro et al. (1993) (a), van den Bergh e McClure (1994) (b) e Tammann et al. (1994) (c), normalizadas para o valor da constante de Hubble  $H_0 = 75 \text{kms}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ .



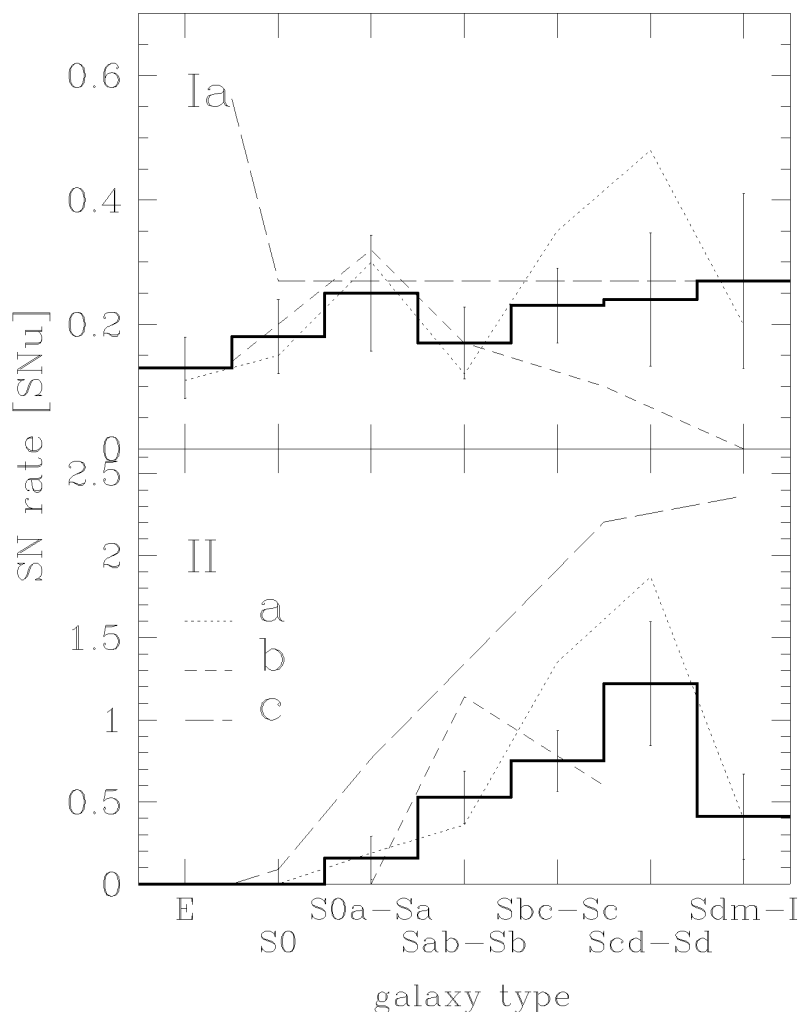


Figura 4.10: Taxas de SNIa e SNII de Cappellaro et al. (1997) representado por uma linha espessa para os diferentes tipos morfológicos de galáxias, para fins de comparação são também exibidas as taxas de Cappellaro et al. (1993) (a - linha pontilhada), van den Bergh e McClure (1994) (b - tracejado curto) and Tammann et al. (1994) (c - tracejado longo), normalizadas para o valor da constante de Hubble  $H_0 = 75\text{kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$

Considerando a Via Láctea como uma galáxia Sb, com luminosidade  $L = 2 \times 10^{10} L_{\odot}$  e adotando  $H_0 = 75\text{kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  tais autores encontraram  $4 \pm 1$  SNIa,  $2 \pm 1$  SN Ib/c e  $12 \pm 6$  SNII por milênio. Apesar das incertezas envolvidas, especialmente devida a erros sistemáticos da incompleza dos catálogos de SNs, as razões entre diferentes taxas de SN são muito importantes para os modelos de evolução química.

## Evolução química dos discos da Via Láctea, M31 e M33

Nesta fase do trabalho um modelo generalizado foi desenvolvido visando reproduzir a evolução química do disco Galáctico e de duas galáxias espirais do Grupo Local (M31 e M33). As diferenças e similaridades entre a evolução destes sistemas e a Via Láctea foram estudadas e fornecem uma base para a compreensão da evolução química de discos. Os resultados apresentados neste capítulo também podem ser vistos em Marcon-Uchida et al. (2010).

### 5.1 O modelo generalizado

Para reproduzir a evolução química do disco fino, nós adotamos uma versão atualizada com um único episódio de *infall* do modelo de evolução química apresentado por Chiappini et al. (2001) (a partir de agora CMR2001). Neste modelo, o disco galáctico é dividido em diversos anéis concêntricos que evoluem independentemente sem troca de matéria.

O disco é construído em um único *infall* em um contexto de formação *inside-out* (com as partes internas sendo formadas antes das regiões mais externas), que tem se mostrado necessário para reproduzir o gradiente radial de abundâncias (Colavitti et al., 2008). Para recriar esta condição durante a formação do disco, a escala de tempo para a acreção da massa proveniente do *infall* é considerada crescente em função do raio Galáctico seguindo uma simples relação linear.

A lei de *infall* para o disco fino é definida como:

$$\frac{d\Sigma_I(R, t)}{dt} = A(R)e^{-\frac{(t-t_{max})}{\tau_D}}, \quad (5.1)$$

onde  $\Sigma_I(R, t)$  é a densidade superficial do gás do *infall*, o coeficiente  $A(R)$  é determinado para assegurar que a densidade de massa total da Galáxia no tempo atual ( $t = 14$  Gyrs) seja reproduzida.  $t_{max}$  é o tempo de máxima acreção de gás no disco, definida como 1 bilhão de anos, para ser coincidente com o final da fase halo/disco espesso e  $\tau_D$  é a escala de tempo para o *infall* de gás no disco fino. A escala de tempo para a formação do disco é uma função da distância galactocêntrica ( $R$ ) e é definida em modo a proporcionar uma escala de tempo entre 7 e 8 bilhões de anos para a vizinhança solar. Esta escolha é ditada para reproduzir a distribuição de metalicidades das estrelas anãs-G (ver Chiappini et al. (1997)). Em particular, nós testamos diversas relações lineares para  $\tau_D$ , como sugerido por diferentes autores, os coeficientes das relações são apresentados na tabela 5.1.

Tabela 5.1 - Coeficientes das relações lineares para as escalas de tempo do *infall*

Referência	coef. angular	coef. linear
este trabalho	0.75	1.08
CMR2001	1.03	-1.27
Carigi e Peimbert (2008)	1.0	-2.0
Renda et al. (2005)	1.25	2.0
Boissier e Prantzos (1999)	0.86	0.14
Chang et al. (1999)	0.30	1.38

Para elaborar um modelo o mais simples e generalizado possível, nós utilizamos uma taxa de formação estelar representada por uma lei de Schmidt, proporcional à densidade superficial de gás (Kennicutt 1998):

$$\Psi(r, t) = \nu \Sigma_{gas}^k(r, t), \quad (5.2)$$

onde  $\nu$  é a eficiência do processo de formação estelar e a densidade superficial do gás é representada por  $\Sigma_{gas}(r, t)$  enquanto o expoente  $k$  é igual a 1.5 (ver Kennicutt (1998b) e

Chiappini et al. (1997)).

Nós também adotamos um limite inferior na densidade superficial do gás para que a formação estelar pudesse ocorrer (*threshold*). A existência de tal *threshold* na formação estelar nos discos de galáxias espirais ainda é um argumento em discussão, ela foi proposta por muitos autores e os primeiros indícios observacionais foram descobertos por Kennicutt (1998b), que observou que abaixo de um certo limite na densidade do gás, a formação estelar é suprimida. De acordo com Colavitti et al. (2008), este limite inferior para a densidade superficial de gás, imposto para regular a formação estelar, é uma ferramenta chave para a reproduzir a forma do gradiente radial de abundâncias nas regiões mais externas do disco da Via Láctea. Neste trabalho nós adotamos dois valores para a *threshold* na formação estelar: 4 e  $7M_{\odot}pc^{-2}$ . Esta escolha se deve ao fato de que a *threshold* é uma quantidade ainda incerta, que pode variar de galáxia a galáxia e até mesmo no interior da mesma galáxia (Kennicutt, 1989).

De acordo com estudos recentes como o de Romano et al. (2005), a IMF e os tempos de vidas estelar são as fontes principais das incertezas nos modelos de evolução química para a Via Láctea. Neste trabalho, nós assumimos que a IMF é constante no espaço e no tempo, adotando as prescrições de Kroupa et al. (1993), eq. (5.3), ao invés da aproximação em duas declividades de Scalo (1986) usada por CMR2001:

$$\varphi(m) = \begin{cases} \mathcal{A} m^{-0.3}, & \text{for } 0.08 < m < 0.5 M_{\odot} \\ \mathcal{B} m^{-1.2}, & \text{for } 0.5 < m < 1 M_{\odot} \\ \mathcal{C} m^{-1.7}, & \text{for } 1 < m < 80 M_{\odot} \end{cases} \quad (5.3)$$

onde os coeficientes  $\mathcal{A}$ ,  $\mathcal{B}$ , and  $\mathcal{C}$  são calculados através da normalização da IMF a 1.

A distribuição da densidade superficial de massa total para o disco Galáctico é considerada exponencial com um raio de escala  $R_D = 3.5$  kpc normalizada para que  $\Sigma_D(R_{\odot}, t_{Gal}) = 54M_{\odot}pc^{-2}$  (Romano et al., 2000):

$$\Sigma_D(R, t_{Gal}) = \Sigma_0(0, t_{Gal})e^{-R/R_D} \quad (5.4)$$

Além da IMF, este modelo difere daquele de CMR2001 no seguinte:

- (i) os *yields* do oxigênio para estrelas massivas são considerados dependentes da metalicidade e são utilizados os valores de Woosley e Weaver (1995), como sugerido em

François et al. (2004),

(ii) Foram utilizados os tempos de vida estelares de Schaller et al. (1992) ao invés de Maeder e Meynet (1989)

(iii) as abundâncias solares foram atualizadas para aquelas de Asplund et al. (2009)

As outras prescrições adotadas por CMR2001 e neste modelo foram os *yields* para estrelas de massas pequenas e intermediárias de van den Hoek e Groenewegen (1997), e aqueles para estrelas massivas (exceto para o oxigênio) de Woosley e Weaver (1995) correspondendo à metalicidade solar.

### 5.1.1 Via Láctea

Nós construímos alguns modelos para a Via Láctea com a eficiência de formação estelar igual a  $1Gyr^{-1}$  e diferentes escalas de tempo para o *infall* de gás no disco ( $\tau_D$ ). A tabela 5.1 apresenta os coeficientes das equações lineares adotadas para  $\tau_D(R)$ . A figura 5.1 ilustra as previsões para a distribuição de metalicidades de anãs-G na vizinhança solar (Scalo (1986) representada como linha pontilhada e Kroupa (1993) representada como linha tracejada) e os valores observados do Geneva-Copenhagen Survey (GCS) como apresentado em Holmberg et al. (2007). As previsões do modelo indicam que a IMF de Kroupa(1993) fornece um ajuste melhor nas asas da distribuição das anãs, especialmente para altas metalicidades e produz um número menor de estrelas pobres em metais, atenuando o conhecido problema das anãs-G.

Na figura 5.2, nós mostramos diversas leis para o *infall* do gás testadas neste trabalho e retiradas da literatura; a linha vertical marca o raio correspondente à vizinhança solar em 8 kpc. Comparando os resultados da distribuição de metalicidade (Figura 5.3) obtida com diferentes  $\tau(R)$ , nós notamos que a escala de tempo para a acreção do gás afeta o número total de estrelas anãs produzidas por cada modelo. A lei apresentada por Renda et al. (2005) reproduz melhor a fração de estrelas observadas na distribuição do GCS para vizinhança solar, mas a escala de tempo adotada por eles (ver figura 5.2), de aproximadamente 12 bilhões de anos, é irreal (muito longa). Neste trabalho a escala de tempo para o *infall* do gás foi derivada baseada na distribuição de estrelas anãs na vizinhança solar, a qual nós sabemos que deve estar entre 7 e 8 bilhões de anos, e assumindo que as regiões

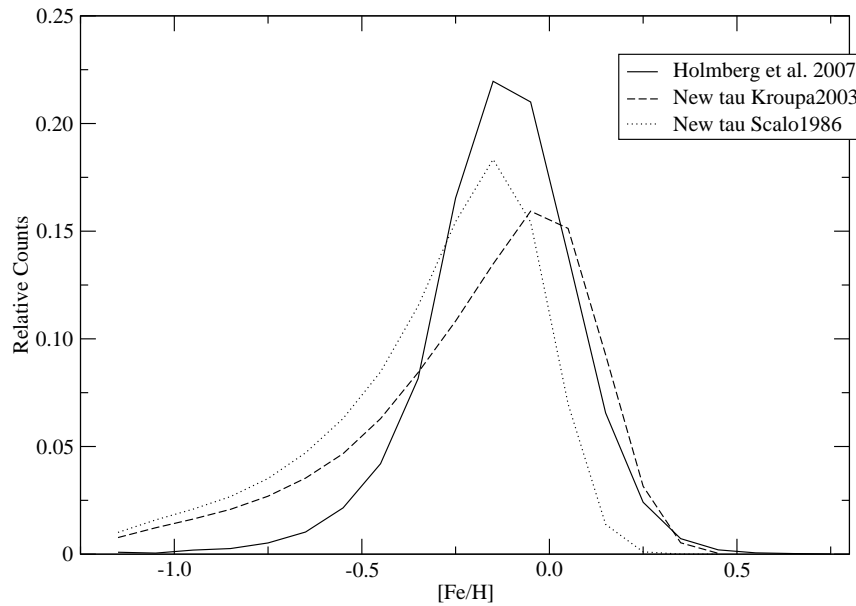


Figura 5.1: Distribuição das estrelas anãs na vizinhança solar obtida através de diferentes IMFs. Scalo (1986) (pontilhado) e Kroupa et al. (1993) (tracejado) comparadas com os dados observacionais de Holmberg et al. 2007 (linha cheia). A legenda “New tau” indica que foram utilizados os valores de  $\tau_D(R)$  com os coeficientes de “este trabalho” presentes na tabela 5.1.

mais distantes na borda externa da galáxia estão ainda em formação, acreitando material. Esta forma particular de  $\tau_D(R)$  também é capaz de ajustar a abundância, o gás e a SFR como será apresentado nas próximas seções.

Por outro lado, a posição do pico e as asas da distribuição de metalicidades das anãs-G são vínculos observacionais mais importantes, uma vez que devido a dificuldades observacionais existem problemas para definir a completeza da amostra (Holmberg et al. 2007). Com o foco nestas quantidades, podemos notar que as escalas de tempo dadas por CMR2001 e neste trabalho reproduzem bem a posição do pico na distribuição observada assim como a asa de maior metalicidade, apesar de levemente subestimada, enquanto na região de baixa metalicidade o número de estrelas é um pouco superestimado, embora este efeito desapareça se considerarmos outras distribuições (figura 5.3, painel direito).

Schönrich e Binney (2009) também reproduziram a distribuição de  $[Fe/H]$  da vizinhança solar através de um modelo quimiodinâmico sugerindo que a distribuição das anãs-G pode ser bem explicada pela migração estelar, sem considerar uma formação *inside-out*. De qualquer forma, os mecanismos de *churning* e *blurring* sugeridos pelos autores implicam em uma transferência de gás que produziria um efeito similar.

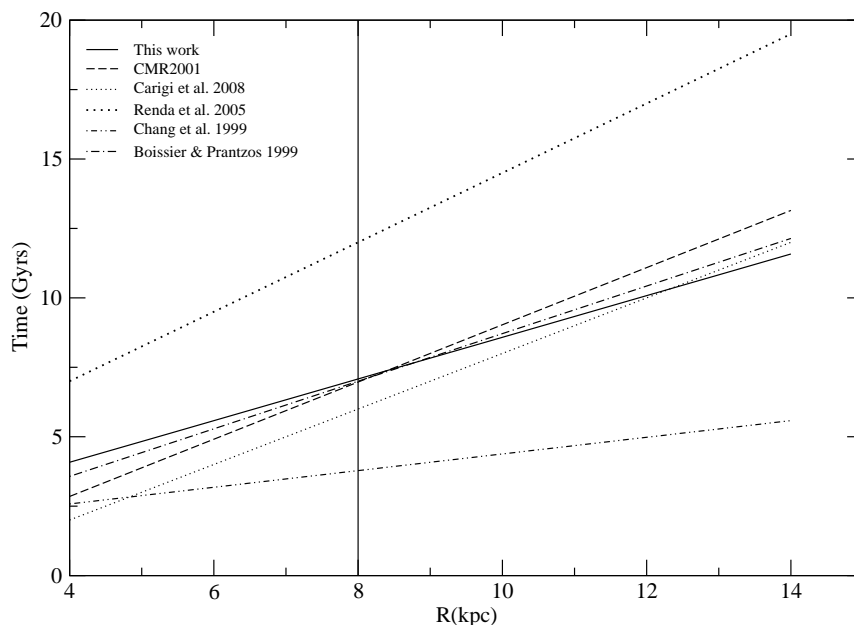


Figura 5.2: Diferentes escalas de tempo para o *infall* de gás ao longo do disco testadas neste trabalho. Linha cheia para este trabalho, tracejada para CMR2001, pontilhada pra Carigi et al. (2008), ponto-traço para Boissier & Prantzos (1999), círculos cheios para Renda et al. (2005), e ponto-ponto-traço para Chang et al. (1999).

Após estabelecer o valor ideal para a escala de tempo do *infall* do gás ( $\tau_D = 0.75R + 1.08$ ), um teste foi realizado supondo uma eficiência de formação estelar variável ao longo do disco da Galáxia. Uma eficiência decrescente com o raio galáctico foi adotada até alcançar o limite mínimo de  $0.5Gyr^{-1}$  em 12 kpc. Este valor é similar àquele adotado em modelos de evolução química para galáxias anãs irregulares e esferoidais como pode ser visto em Lanfranchi e Matteucci (2003). Para testar a suposição de uma eficiência variável, nós ilustramos na figura 5.4 a eficiência da formação estelar empírica, estimada através da SFR observada e a distribuição de densidade superficial do gás atual, como pode ser visto na equação (5.5).

$$\nu = \frac{SFR}{\Sigma_{gas}^{1.5}} \quad (5.5)$$

Na figura 5.4, é mostrada a “eficiência observacional” para a Via Láctea, M31 e M33, utilizando os valores observados retirados da literatura. No primeiro painel mostramos os resultados para a Via Láctea, utilizando duas distribuições de gás diferentes (Dame et al. (1993) (linha tracejada), Rana (1991) (linha pontilhada)) e a SFR de Rana (1991); no painel central podemos ver os resultados para M31, onde a eficiência foi estimada

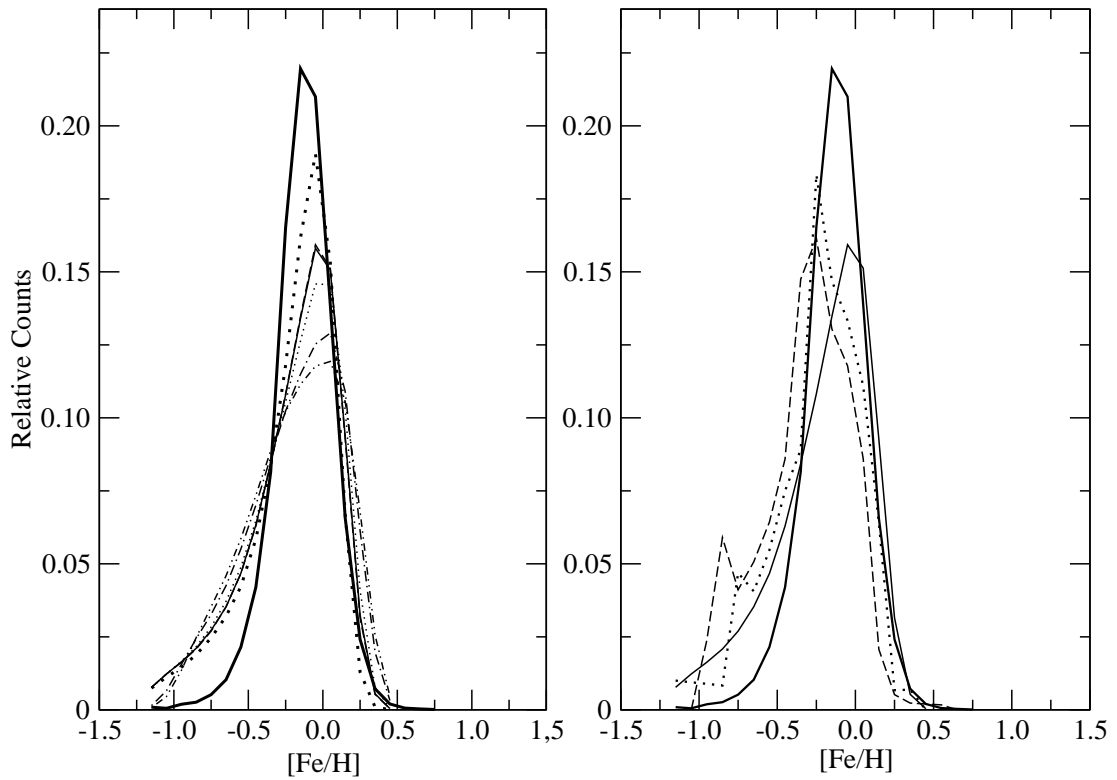


Figura 5.3: Previsões para a distribuição de metalicidades das anãs para a vizinhança solar. O painel da esquerda mostra diversas distribuições estimadas com vários  $\tau$ . Linha cheia para este trabalho, tracejada para CMR2001, pontilhada pra Carigi et al. (2008), ponto-traço para Boissier & Pantzos (1999), círculos cheios para Renda et al. (2005), e ponto-ponto-traço para Chang et al. (1999). O painel da direita mostra a comparação entre o nosso modelo e outras distribuições de metalicidade para anãs: a linha cheia fina representa as previsões para o nosso modelo, a linha cheia espessa representa as observações de Holmberg et al. (2007) enquanto as linhas pontilhadas e tracejadas representam as distribuições de Kotoneva et al. (2002) e Rocha-Pinto e Maciel (1996), respectivamente.

utilizando a distribuição do gás de Yin et al. (2009) e a SFR de Boissier et al. (2007). Para M33 os resultados são mostrados no último painel onde os dados para o gás provêm de Boissier et al. (2007) e Corbelli (2003) combinados com a SFR de Heyer et al. (2004) e Hoopes e Walterbos (2000).

Para as três galáxias é claro o perfil decrescente compatível com a tendência utilizada nos nossos modelos. É importante ressaltar que tais valores correspondem a uma estimativa da eficiência atual da formação estelar, sendo somente uma evidência para a variação de  $\nu$  ao longo do disco das galáxias.



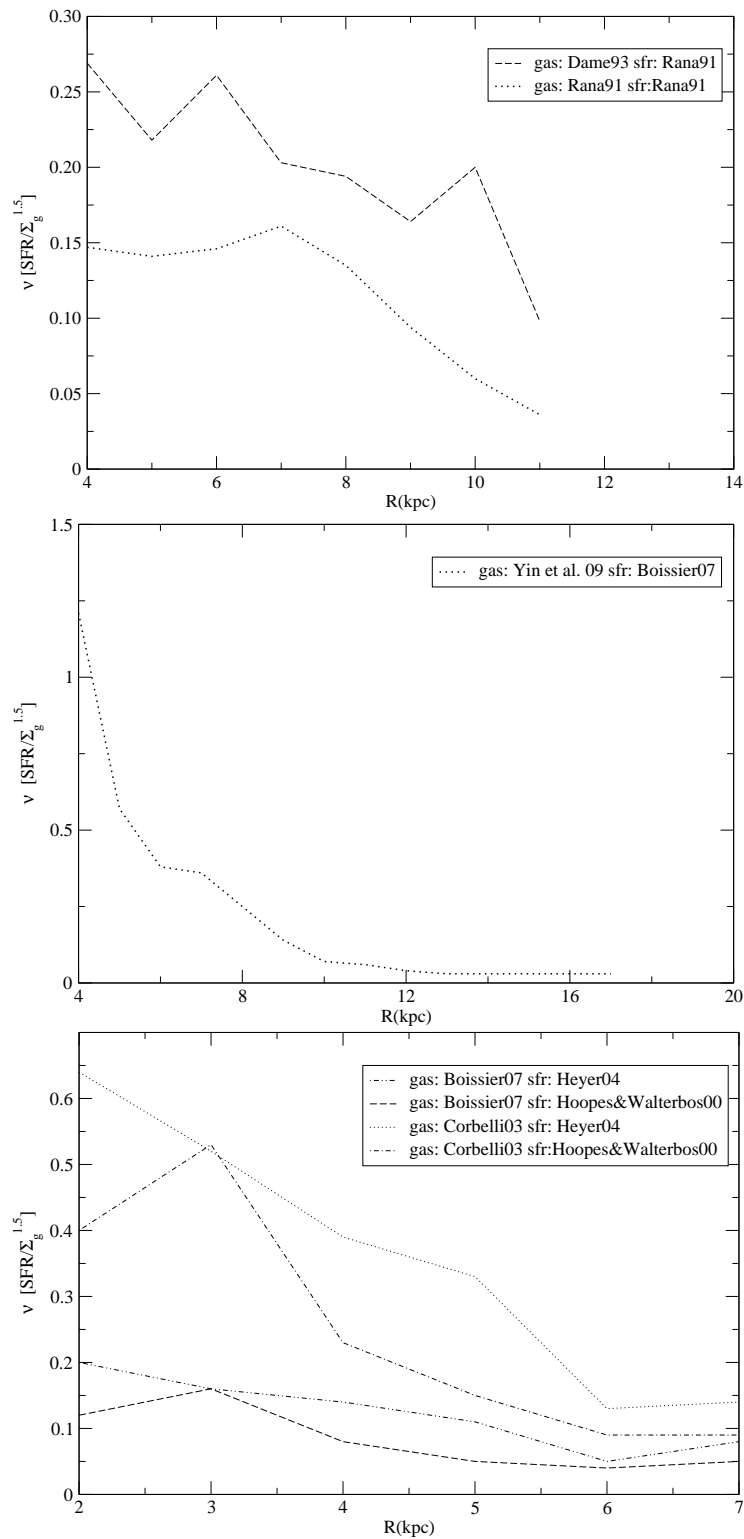


Figura 5.4: Estimativa da eficiência na formação estelar atual utilizando a densidade superficial de gás e a SFR observadas. O primeiro painel mostra os valores para a Via Láctea (onde foram utilizadas duas distribuições de gás diferentes e a SFR de Rana (1991)), o segundo painel diz respeito a M31 (utilizando a distribuição de gás de Yin et al. (2009) e a SFR de Boissier et al. (2007)), enquanto a última apresenta os valores para M33 (utilizando as distribuições de gás de Corbelli (2003) e Boissier et al. (2007) e a SFR de Heyer et al. (2004) e Hoopes e Walterbos (2000)) .

### 5.1.2 M31

Para reproduzir a evolução química de M31, nós adotamos o mesmo modelo utilizado para a Via Láctea com as seguintes modificações:

- (i) *Distribuição da densidade superficial de massa:* considerada exponencial com um raio de escala de  $R_D = 5.4$  kpc e uma densidade superficial de massa de  $\Sigma_0 = 460 M_\odot pc^{-2}$ , como sugerido por Geehan et al. (2006).
- (ii) *Escala de tempo para o infall de gás:*  $\tau(R) = 0.62R + 1.62$ . Esta relação foi baseada na suposição de que a uma distância galactocêntrica equivalente ao raio solar (o  $R$  correspondente ao  $R_\odot$  foi calculado com base na razão  $R/R_D$ ), M31 deveria apresentar uma escala de tempo para o *infall* de gás similar àquela da vizinhança solar. Além disso, assim como no caso da Via Láctea, supomos que as partes mais externas do disco óptico continuam a acretar gás.
- (iii) *Eficiência da formação estelar:* o perfil da distribuição de gás atual de M31 apresenta uma tendência diferente da observada para a Via Láctea. Tal distribuição cresce com o raio galactocêntrico e, após alcançar um pico (ao torno de 12 kpc), decresce de forma íngreme em direção ao centro, sugerindo um cenário diferente do suposto para a Via Láctea no que diz respeito à história de formação estelar deste sistema. Tal tendência pode ser considerada como uma indicação de um proeminente braço espiral observado em M31 graças ao seu alto ângulo de inclinação, que nos permite medir a densidade de coluna da distribuição de hidrogênio.

Para reproduzir a distribuição de gás nós adotamos três diferentes eficiências para a formação estelar. No modelo M31-A1 (ver tabela 5.2) supomos  $\nu = 1 Gyr^{-1}$  (o mesmo valor da Via Láctea), no modelo M31-A2 ela foi considerada  $2 Gyr^{-1}$ , enquanto no modelo M31-B ela foi suposta como uma função do raio galactocêntrico  $\nu(R) = 24/R - 1.5$ , até alcançar o valor mínimo de  $0.5 Gyr^{-1}$  sendo considerada constante deste ponto em diante.

- (iv) *Threshold na formação estelar:* nós adotamos uma *threshold* na densidade do gás igual a  $5 M_\odot/pc^2$ , como sugerido por Braun et al. (2009).

- (v) *Expoente da lei de formação estelar*: para esta galáxia nós também testamos um modelo com um expoente  $k$  diferente de 1.5. Neste caso utilizamos o limite inferior dado por Kennicutt et al. (1998),  $k=1.25$  (este modelo é chamado de M31-Bk1.25).

### 5.1.3 M33

Assim como para M31, o modelo utilizado para M33 foi o mesmo modelo generalizado utilizado para a Via Láctea adotando as seguintes modificações:

- (i) *Distribuição de densidade superficial de massa*: suposta exponencial com o raio de escala  $R_D = 2.2$  kpc (Corbelli 2003) e uma densidade superficial central  $\Sigma_0 = 230M_\odot pc^{-2}$ .
- (ii) *Escala de tempo para o infall do gás*: determinado da mesma forma que para M31, como explicado na seção 5.1.2, com  $\tau_D(R) = 0.85R + 4.54$
- (iii) *Eficiência da formação estelar*: para esta galáxia nós também usamos três modelos diferentes. Dois deles supondo uma eficiência constante igual a  $\nu = 0.5Gyr^{-1}$  e  $\nu = 0.1Gyr^{-1}$  e um outro com uma eficiência que decresce com o raio:  $\nu(R) = 1/R$ , neste caso nós não adotamos um valor mínimo para a eficiência da formação estelar devido ao perfil de densidade muito baixo desta galáxia.
- (iv) *Threshold na formação estelar*:  $2M_\odot/pc^2$ . Nós adotamos um valor mais baixo para a *threshold* devido às diferentes condições ambientais desta galáxia (em consequência da sua baixa massa)

## 5.2 Resultados dos modelos

Para reproduzir os vínculos observacionais para a evolução química dos discos espirais da Via Láctea, M31 e M33 e identificar as características comuns na evolução destes sistemas, nós utilizamos diversos modelos variando os três parâmetros mostrados na tabela 5.2 ( $\nu$ ,  $\tau_D$  e a *threshold*).

Tabela 5.2 - Parâmetros dos modelos

Modelo	$\tau_D$ <i>Gyr</i>	$\nu$ <i>Gyr</i> <sup>-1</sup>	Thres. $M_\odot pc^{-2}$	Tipo da linha
MW-A1	0.75R+1.08	1.0	7	cheia
MW-A2	0.75R+1.08	1.0	4	pontilhada
MW-B	0.75R+1.08	11/R-0.4	4	tracejada
M31-A1	0.62R+1.62	1.0	5	cheia
M31-A2	0.62R+1.62	2.0	5	pontilhada
M31-B	0.62R+1.62	24/R-1.5	5	tracejada
M31-Bk1.25*	0.62R+1.62	24/R-1.5	5	ponto-traço
M33-A05	0.85R+4.54	0.5	2	cheia
M33-A01	0.85R+4.54	0.1	2	pontilhada
M33-B	0.85R+4.54	1/R	2	tracejada

\* Para M31, nós testamos um modelo com um expoente para da densidade do gás na SFR diferente dos demais modelos ( $k=1.25$ ), utilizando o valor mínimo proposto por Kennicutt (1998a)  $1.4 \pm 0.15$ .

Nas seções seguintes, nós comparamos os resultados para o gradiente radial do oxigênio, a distribuição atual de gás, densidade de estrelas e SFR para as galáxias. Em cada caso uma comparação entre os discos é feita utilizando um raio normalizado  $R/R_D$ . Nas figuras 5.5, 5.8, e 5.10, as linhas cheias e pontilhadas representam os modelos com eficiência na formação estelar constante  $\nu$ , a saber MW-A1, MW-A2 M31-A1, M31-A2, M33-A05, e M33-A01. A linha tracejada representa os modelos nos quais a eficiência é uma função do raio galáctico,  $\nu(R)$ , modelos: MW-B, M31-B, M31-Bk1.25 (ponto-traço), e M33-B (ver tabela 5.2 para maiores detalhes).

No painel superior direito das figuras, nós apresentamos a comparação entre os modelos com eficiência na formação estelar variável para cada galáxia, onde a linha cheia representa a Via Láctea, enquanto as linhas tracejadas e pontilhadas representam M31 e M33, respectivamente.

### 5.2.1 O gradiente de abundâncias do oxigênio

Na figura 5.5, mostramos os resultados para o gradiente de abundâncias do oxigênio para a Via Láctea (painel superior esquerdo), M31 (painel superior direito), e M33 (painel inferior esquerdo) juntamente com uma compilação de dados observacionais e um gráfico comparativo entre as previsões para as três galáxias (painel inferior direito). Os resultados para as abundâncias são ligeiramente deslocados para valores mais altos no caso da Via Láctea e também superestimados para M33, mas as inclinações previstas para os gradientes estão todas de acordo com os dados observacionais. O efeito da *threshold* pode ser interpretado em termos das “quebras” dos gradientes sendo mais significativos para a Galáxia e para M33 que para M31 (que apresenta um disco mais massivo), exceto quando  $k=1.25$ . A tabela 5.3 apresenta os valores previstos pelos modelos para os gradientes radiais de abundância atuais em diferentes intervalos de distância nos discos, juntamente com valores provenientes das observações das três galáxias. As previsões para todos os modelos estão em bom acordo com os dados observacionais e o efeito das diferentes *thresholds* pode ser visto nos resultados dos modelos da Via Láctea com eficiência constante para a SFR. O modelo MW-A1 (*threshold* de  $7M_{\odot}pc^{-2}$ ) apresenta gradientes muito mais inclinados que os valores previstos através do modelo MW-A2 (*threshold* igual a  $4M_{\odot}pc^{-2}$ ), que pode ser interpretado como uma consequência da supressão da formação estelar.

Tabela 5.3 - Valores para o gradiente de abundância atual do oxigênio para as três galáxias em estudo

<b>Via Láctea</b>			
	MW-A1	MW-A2	MW-B
Intervalo (kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)
4 to 14	-0.059	-0.025	-0.029
4 to 12	-0.033	-0.019	-0.024
4 to 10	-0.024	-0.017	-0.026
6 to 12	-0.073	-0.027	-0.029
<b>M31</b>			
	M31-A1	M31-A2	M31-B (k=1.25)
Intervalo (kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)
4 to 20	-0.016	-0.018	-0.020 (-0.031)
4 to 18	-0.013	-0.015	-0.018 (-0.023)
4 to 16	-0.011	-0.014	-0.019 (-0.017)
4 to 14	-0.011	-0.013	-0.021 (-0.019)
6 to 16	-0.010	-0.012	-0.017 (-0.015)
<b>M33</b>			
	M33-A05	M33-A01	M33-B
Intervalo (kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)
2 to 6	-0.015	-0.015	-0.063
<b>Valores Observados</b>			
galáxia	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ (dex/kpc)	Referências *	
MW	-0.040 to -0.060	1, 2	
M31	-0.013 to -0.027	3	
M33	-0.012 to -0.054	4, 5, 6	

\* Referências: (1) Deharveng et al. (2000), (2) Rudolph et al. (2006), (3) Trundle et al. (2002), (4) Crockett et al. (2006), (5) Magrini et al. (2007), (6) Rosolowsky e Simon (2008).

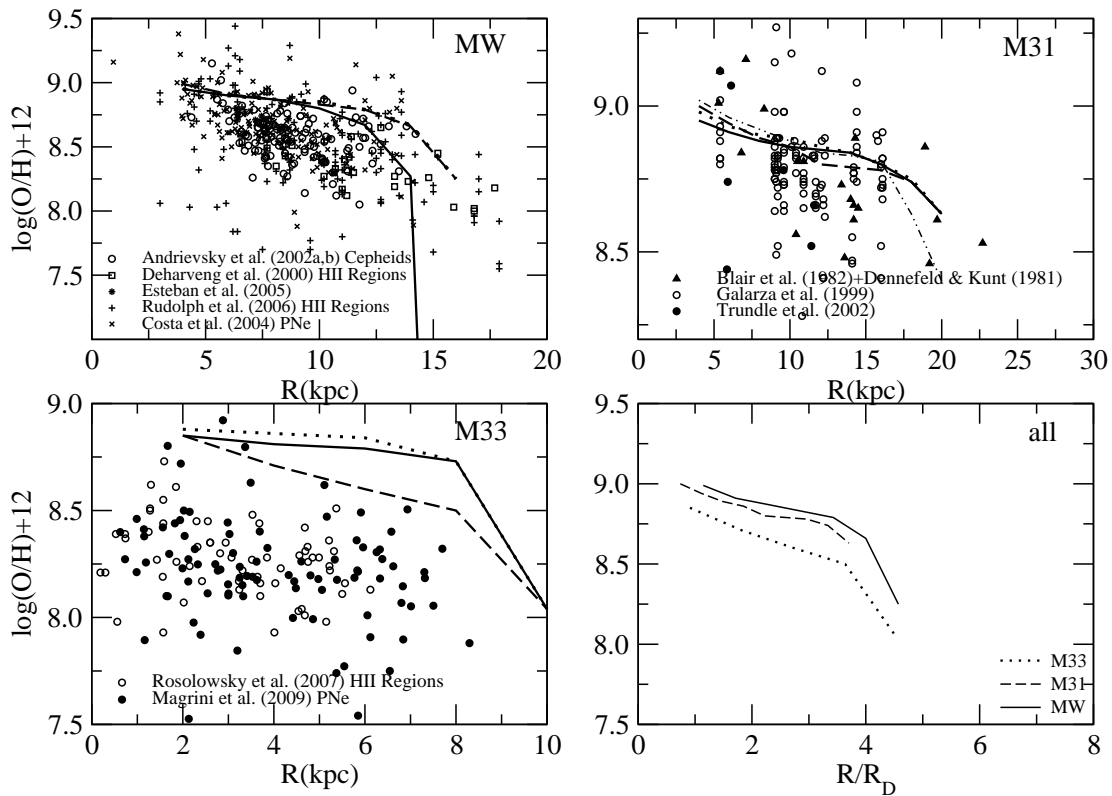


Figura 5.5: Gradiente radial de abundância do oxigênio para as três galáxias da amostra. Dados observacionais para a Via Láctea regiões HII de Deharveng et al. (2000), Esteban et al. (2005), Rudolph et al. (2006), Cefeidas de Andrievsky et al. (2002a,b), e nebulosas planetárias de Costa et al. (2004). O painel superior direito mostra regiões HII observadas em M31, dados de: Galarza et al. (1999), Trundle et al. (2002), Blair et al. (1982) e Dennefeld e Kunth (1981). Para M33 (painel inferior esquerdo), os dados observacionais são regiões HII Regions de Rosolowsky e Simon (2008) e nebulosas planetárias tipo I de Magrini et al. (2009). Nestas figuras, linhas cheias correspondes aos modelos MW-A1, M31-A1 e M33-A05, linhas pontilhadas a MW-A2, M31-A2 e M33-A01 enquanto linhas tracejadas mostram os resultados para os modelos MW-B, M31-B (ponto-traço para M31-Bk1.25), e M33-B (ver tabela 5.2 para detalhes). O painel direito inferior mostra a previsão dos modelos com  $\nu$  variável para todas as galáxias em função do raio de normalização (linha cheia para a Via Láctea, tracejada para M31 e pontilhada para M33).

## A evolução temporal do gradiente

O efeito da eficiência variável na SFR pode também ser notada nos gradientes. Como o esperado, quando comparamos modelos que possuem a mesma *threshold* podemos notar que aqueles que possuem  $\nu$  que varia em função do raio exibem um gradiente mais inclinado que os modelos que possuem eficiência constante.

A figura 5.6 mostra a evolução do gradiente de abundâncias com o tempo. Os modelos são os mesmos apresentados na tabela 5.2.

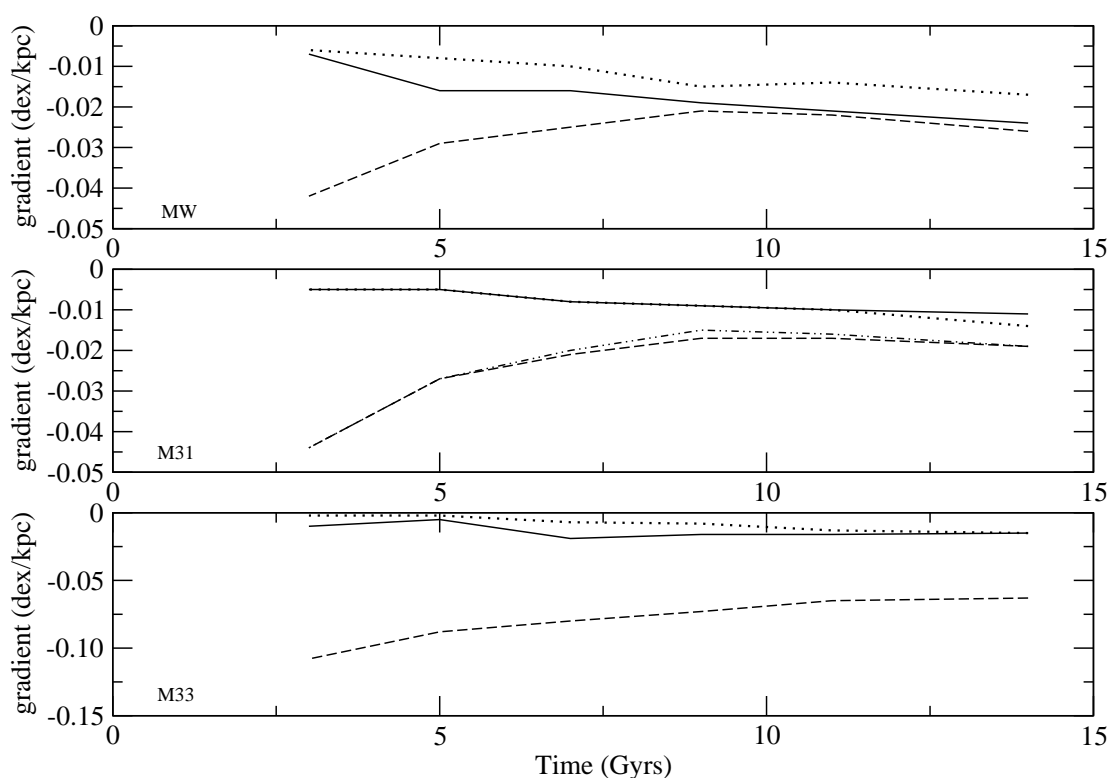


Figura 5.6: Evolução temporal do gradiente radial de abundâncias do oxigênio para todos os modelos. O primeiro painel mostra os resultados para a Via Láctea (linha cheia para MW-A1, pontilhada para MW-A2, e tracejada para MW-B), enquanto o painel central diz respeito a M31 (linha cheia para M31-A1, pontilhada para M31-A2, tracejada para M31-B e traço-ponto para M31-Bk1.25) e o último painel apresenta as previsões para M33 (linha cheia para M33-A05, pontilhada para M22-A01 e tracejada para M33-B). Ver tabela 5.2 para detalhes.

Não é fácil estabelecer se o gradiente radial de abundância tende a achatar-se ou inclinar-se com o tempo: os modelos prevêem tanto uma diminuição quanto um aumento na inclinação do gradiente dependendo da SFR adotada ao longo do disco. Como é possível notar, para  $\nu(R)$  todos os modelos apresentam um gradiente que se achata com o tempo. Gradientes que se achatam ao longo do tempo são apoiados por modelos como os propostos por Hou et al. (2000), Mollá e Díaz (2005), e Magrini et al. (2009), enquanto modelos propostos por Tosi (1988) e CMR2001 predizem um aumento na inclinação do gradiente nos últimos bilhões de anos. Resultados observacionais como os de Maciel et al. (2003) apoiam a idéia de que o gradiente de oxigênio da Via Láctea tem se achatado com o tempo, enquanto Magrini et al. (2009) também notaram um achatamento no gradiente de oxigênio de M33 através do estudo de uma amostra de nebulosas planetárias.



### 5.2.2 Previsões para a abundância de deutério

A figura 5.7 mostra o gradiente radial de abundância do deutério para as três galáxias estudadas neste trabalho. Estudos anteriores mostraram que a abundância de D/H no disco da Via Láctea deve crescer com o raio (ex. Prantzos (1996); Romano et al. (2006)), mas esta é a primeira vez que este gradiente é estimado para outras galáxias. Através da análise da figura é fácil notar que o gradiente de deutério apresenta o comportamento oposto da distribuição de oxigênio em função do raio galáctico, refletindo o fato de que o D é destruído durante a evolução galáctica. Nós mostramos este diagrama somente como uma previsão, uma vez que não existem dados para M31 e M33, e para a Via Láctea existem dados somente para o meio interestelar local.

Em particular, as medidas da abundância local de D possuem uma grande dispersão, o que é uma indicação dos diferentes valores ao longo de diferentes linhas de visada. A interpretação mais plausível para isso é a que o D pode condensar em grãos de carbono e moléculas PAH, sendo assim removido do MI (Linsky et al. (2006) e referências aí contidas). Além disso, outro problema é que a mais alta abundância de D medida localmente é maior do que a esperada pelos modelos de evolução química, implicando então em um fator de astração de  $1.12 \pm 0.13$  (Savage et al., 2007), enquanto o nosso modelo, por exemplo, prediz um fator de  $\sim 1.5$  (nós assumimos um valor primordial  $(D/H)_p = 2.5 \times 10^{-5}$  em número, como sugerido pelo WMAP). Algumas informações adicionais sobre a abundância primordial de D/H vêm das medidas de quasares, que fornecem um limite inferior para a abundância primordial de D/H. Estes sistemas, de fato, são encontrados em altos *redshifts* ( $z > 2$ ) e as suas metalicidades são baixas, então os valores de D/H, que é somente destruídos durante a evolução galáctica, provavelmente são próximos ao valor primordial. Pettini et al. (2008), analisaram diversos quasares, o mais distante estando em  $z = 2.61843$  com uma abundância de oxigênio  $\sim 1/250 O_{\odot}$ , e concluíram que uma estimativa média para o valor primordial do D é  $\log \langle (D/H) \rangle_p = -4.55 \pm 0.03$ , que é muito próximo ao valor determinado pelo WMAP. É difícil conciliar os modelos de evolução química mais populares com esta baixa astração do D. Uma vez que o D é somente destruído ao longo da evolução galáctica, um *infall* de gás com composição química primordial poderia aumentar a abundância de D. De qualquer forma, nosso modelo já reproduz a distribuição de metalicidades das anãs-G supondo um *infall* de gás de composição química primordial. Neste

contexto, nós gostaríamos somente de demonstrar como diferentes histórias de formação estelar em diferentes galáxias produzem diversos gradientes de D ao longo do disco. O fator de astração para o D previsto para M33 é 1.2 e para M31 é 1.6, refletindo a baixa e alta SFR destas duas galáxias, respectivamente, quando comparadas à Via Láctea. O mesmo gradiente positivo da abundância de D/H na Galáxia foi encontrado através da relação DCN/HCN em nuvens moleculares, como descrito por Lubowich e Pasachoff (2010).

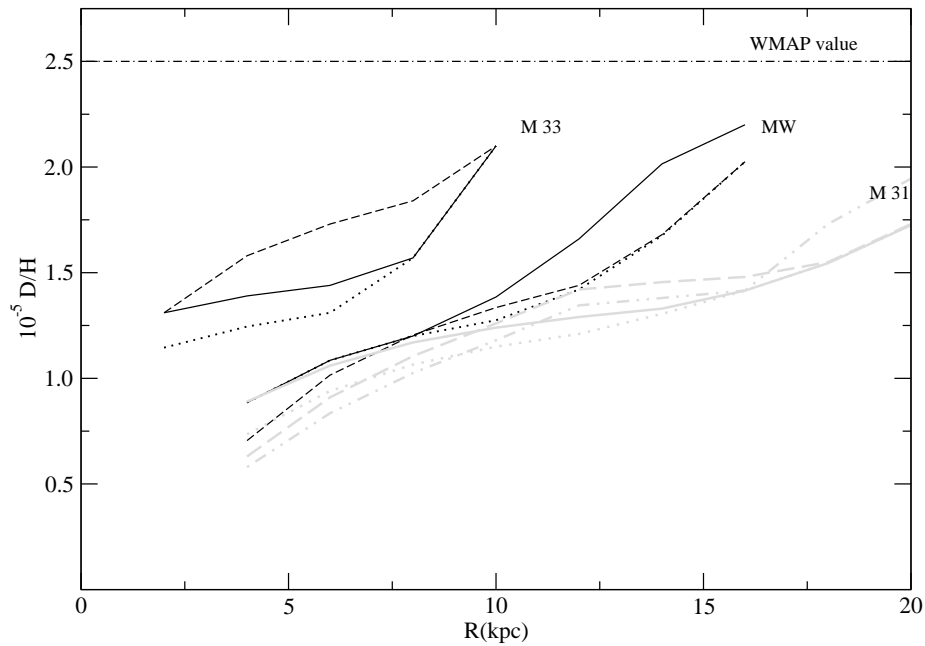


Figura 5.7: Gradiente do deutério para as galáxias em função do raio em kpc. Para a Via Láctea: linha cheia para MW-A1, linha pontilhada para MW-A2 e linha tracejada para MW-B; para M31: linha cheia cinza representa M31-A1, pontilhado cinza M31-A2, tracejado cinza M31-B e ponto-traço cinza M31-Bk1.25 e finalmente para M33: linha cheia para M33-A05, pontilhada M33-01, tracejada M33-B. Ver tabela 5.2 para mais detalhes.

### 5.2.3 Distribuição de gás e estrelas

A figura 5.8 mostra a distribuição da densidade superficial de gás atual para as galáxias em estudo. Para a Via Láctea, nós notamos que o modelo MW-B descreve melhor a densidade superficial do gás atual do disco com uma distribuição mais suave, enquanto MW-A1 e MW-A2 exibem quebras notáveis nos seus perfis (provavelmente associadas com a eficiência constante na SFR).

Para M31, os modelos com eficiência na formação estelar constante podem reproduzir

um perfil exponencial, mas não conseguem explicar o pico localizado a uma distância de aproximadamente 12 kpc do centro da galáxia. Os modelos com eficiência variável (M31-B e M31-B1.25) são capazes de reproduzir este pico, como mostrado na figura 5.8. Todos os modelos para M33 são capazes de explicar a distribuição de gás atual de Boissier et al. (2007) para  $R > 4$  kpc, mas superestimam a densidade superficial de gás nas regiões internas.

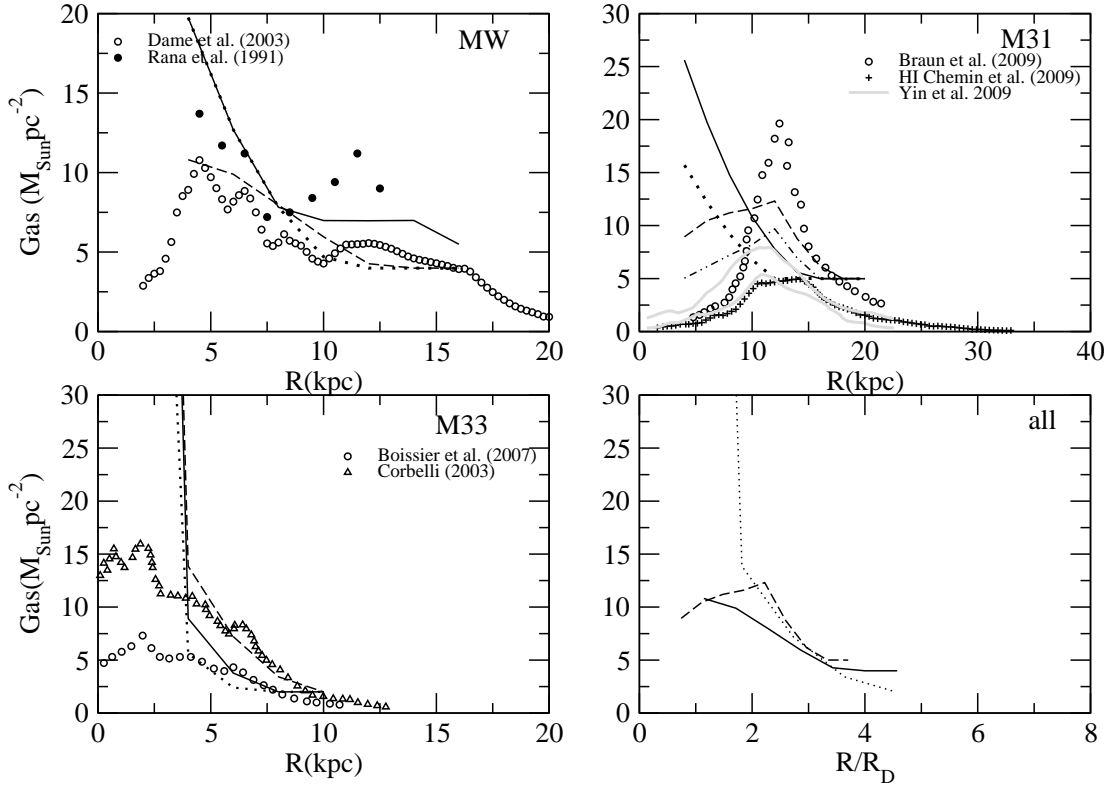


Figura 5.8: Distribuição radial da densidade superficial de gás atual. Via Láctea: Rana (1991) and Dame et al. (1993). M31: círculos cheios representam os dados para a distribuição de gás total de Braun et al. (2009) e cruzes representam dados de HI de Chemin et al. (2009). M33: dados de Boissier et al. (2007) e Verley et al. (2008). Nestas figuras, linhas cheias correspondem aos modelos MW-A1, M31-A1 e M33-A05, linhas pontilhadas a MW-A2, M31-A2 e M33-A01 enquanto linhas tracejadas mostram os resultados para os modelos MW-B, M31-B (ponto-traço para M31-Bk1.25), e M33-B (ver tabela 5.2 para detalhes). O painel direito inferior mostra a previsão dos modelos com  $\nu$  variável para todas as galáxias em função do raio de normalização (linha cheia para a Via Láctea, tracejada para M31 e pontilhada para M33).

Na figura 5.9, mostramos a distribuição de densidade estelar prevista pelos modelos ao longo dos três discos galácticos. Os modelos para a Via Láctea estão em bom acordo com os valores observados (área sombreada). Toda esta área foi obtida através da suposição de uma distribuição exponencial (ver também CMR2001), utilizando um raio de escala  $R_{Dstars}$

igual a 2.5 kpc (Freudenreich, 1998), e densidade do anel solar igual a  $35M_{\odot}pc^{-2}$  (Gilmore et al., 1989) para dimensionar a distribuição aos valores observados. As previsões para o perfil de densidade estelar de M31 mostram uma distribuição menos inclinada, enquanto para M33 os modelos prevêem uma distribuição mais inclinada (mesmo sem levar em conta a parte interna do disco de M33, cuja densidade estelar é também superestimada como uma consequência do perfil de gás - ver figura 5.8).

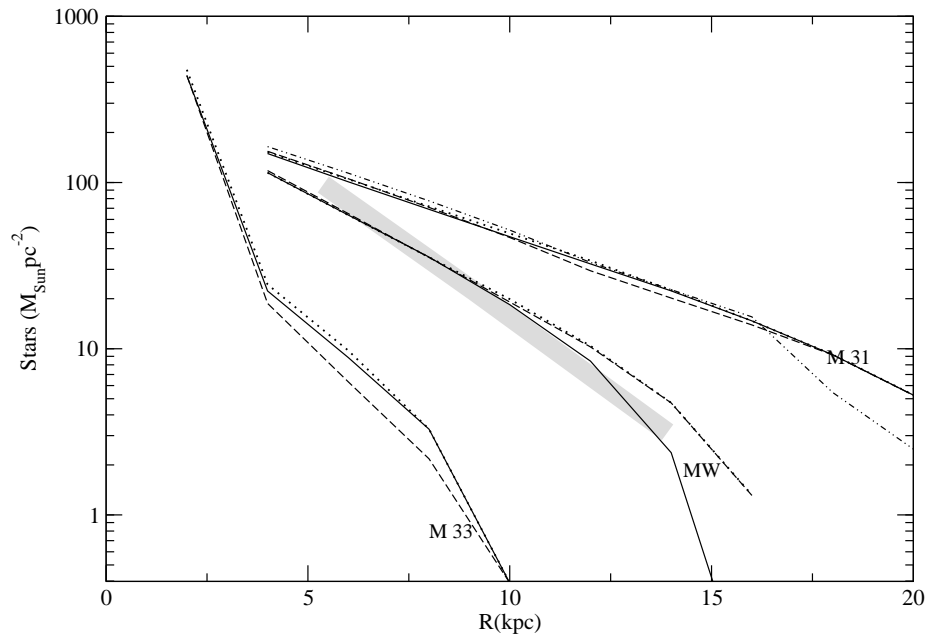


Figura 5.9: Perfil de densidade estelar para as três galáxias em função do raio em kpc. Para a Via Láctea, linha cheia corresponde a MW-A1, pontilhada MW-A2 e tracejada MW-B; para M31 linha cheia M31-A1, pontilhada M31-A2, tracejada M31-B, e ponto-traço para M31-Bk1.25; finalmente para M33, linha cheia para M33-A05, pontilhada M33-01, e tracejada for M33-B. (ver tabela 5.2 para detalhes). A área sombreada corresponde a uma distribuição exponencial dimensionada para  $R_{Dstars} = 2.5kpc$  (Freudenreich, 1998) utilizando o valor local para a densidade estelar ( $35M_{\odot}pc^{-2}$ , Gilmore et al. (1989)).

#### 5.2.4 Taxa de formação estelar

Na figura 5.10, são comparadas as distribuições da SFR previstas para as três galáxias comparadas aos dados observacionais. Todos os modelos são capazes de reproduzir as tendências observacionais e as diferenças entre os diversos modelos utilizados para cada galáxia é muito pequena. Para a Via Láctea, os modelos diferem dos dados somente nas regiões mais externas onde a *threshold* na formação estelar atua. Por exemplo, os valores para o modelo MW-A1 (com o maior valor de densidade limite para formação estelar)

exibem um perfil mais inclinado. As previsões para M31 apresentam uma formação estelar mais alta que os dados observados, o que poderia estar relacionado com as limitações do método utilizado para estimar a SFR em M31 (incertezas na IMF adotada e nas metalicidades supostas nos fatores de conversão do UV para a SFR). Os modelos M33-A05 e M33-B prevêem valores similares para a SFR, que estão em bom acordo com os dados observacionais (exceto para as regiões mais internas).

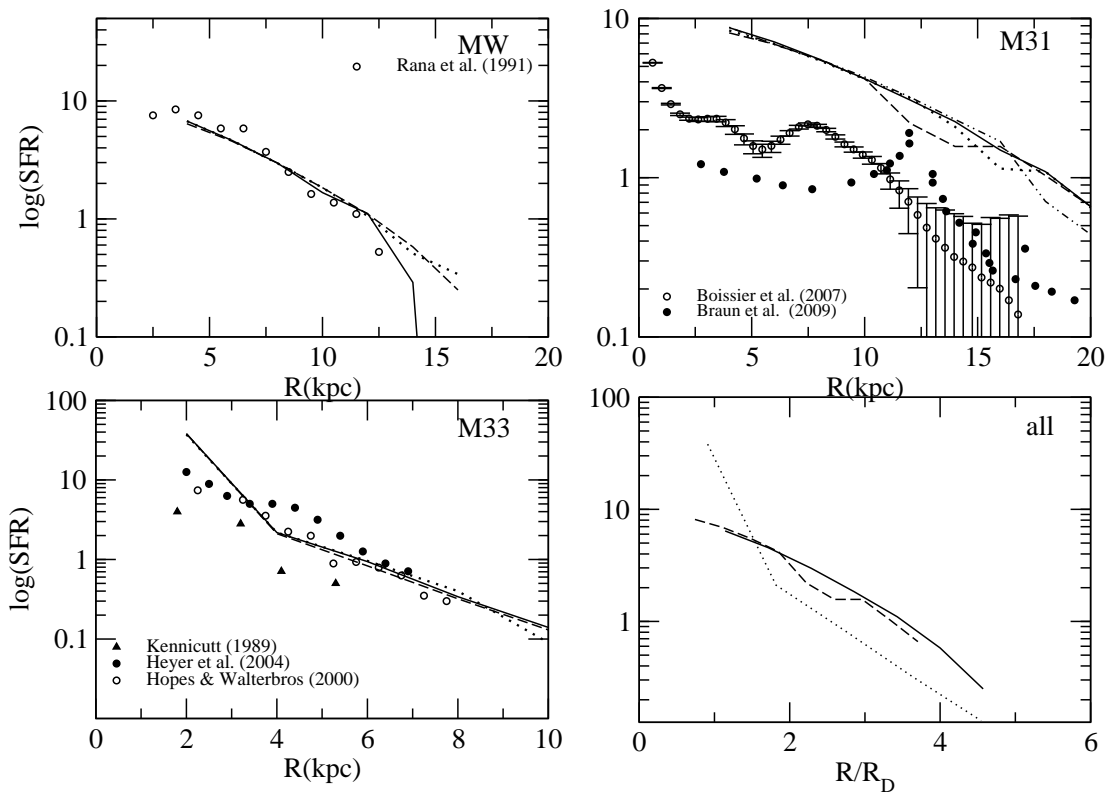


Figura 5.10: Distribuição radial da SFR atual. Dados observacionais para a Via Láctea são de Rana et al. 1991, para M31 círculos abertos representam os dados de Braun et al.2009, e para M33 os dados observacionais são de Hoopes e Walterbos (2000), Heyer et al. (2004) e Kennicutt (1989). Nestas figuras, linhas cheias correspondem aos modelos MW-A1, M31-A1 e M33-A05, linhas pontilhadas a MW-A2, M31-A2 e M33-A01 enquanto linhas tracejadas mostram os resultados para os modelos MW-B, M31-B (ponto-traço para M31-Bk1.25), e M33-B (ver tabela 5.2 para detalhes). O painel direito inferior mostra a previsão dos modelos com  $\nu$  variável para todas as galáxias em função do raio de normalização (linha cheia para a Via Láctea, tracejada para M31 e pontilhada para M33).

## Sumário e conclusões

### 6.1 Determinação de abundância utilizando métodos estatísticos

As abundâncias químicas de regiões HII em galáxias próximas são vínculos observacionais importantes para os modelos de evolução química e algumas vezes consistem na única fonte de informações disponíveis sobre a abundância atual de galáxias espirais.

As abundâncias de oxigênio podem ser estimadas utilizando métodos estatísticos quando as linhas necessárias para derivar a densidade e a temperatura das nebulosas não estão presentes no espectro observado. Neste trabalho apresentamos alguns métodos para calcular a abundância de oxigênio e comparamos os valores obtidos e os gradientes radiais de abundâncias fornecidos por eles.

Analisando as abundâncias químicas derivadas para a nossa amostra de regiões HII observadas em três discos de galáxias espirais (IC0167, NGC1042 e NGC6907) notamos alguns aspectos importantes:

- (i) Não existe nenhuma diferença sistemática entre as abundâncias químicas derivadas por diferentes métodos, a única característica notada a respeito das diferenças é o fato de que o método baseado no índice R23 apresenta valores de abundâncias do oxigênio mais altos que os obtidos utilizando outros métodos, incluindo o método  $T_e$  (Bresolin et al., 2009).
- (ii) Os indicadores de abundâncias O3N2 e Ar3O3 são os mais indicados uma vez que eles dependem de uma linha de emissão do oxigênio e não apresentam o problema das abundâncias ambíguas como o método R23. O índice O3N2 é muito conveniente devido à proximidade no espectro das linhas utilizadas neste método,  $[\text{OIII}]\lambda 5007/$

$H\beta 4861$  e  $[\text{NII}]\lambda 6584/H\alpha 6563$ , o que o torna independente das correções do avermelhamento. Por outro lado, Ar e O são produzidos pelas mesmas estrelas, então o índice Ar3O3 não deveria ser afetado pela evolução estelar. Neste caso, as incertezas e obstáculos no método são devidos às dificuldades observacionais, já que a linha  $[\text{ArIII}]\lambda 7135$  não está sempre presente nos espectros de regiões HII.

- (iii) A inclinação do gradiente radial de abundâncias depende do método escolhido para o cálculo das abundâncias. Esta é uma característica muito complexa dos métodos estatísticos que precisa ser cuidadosamente levada em conta quando vinculamos os dados observacionais aos modelos de evolução química, especialmente quando lidamos com dados provenientes de observações diferentes.

Pilyugin (2003) questionou a existência das quebras nas inclinações dos gradientes radiais de abundâncias em galáxias espirais, mostrando que uma curvatura artificial poderia ocorrer quando as abundâncias de oxigênio são estimadas utilizando métodos dependentes de R23. Tal fato se deveria à escolha errada para a desambiguação do índice, ou devido a uma quebra na distribuição radial dos parâmetros de excitação P. Para as duas galáxias da amostra onde um possível achatamento do gradiente foi identificado, todos os indicadores de abundância apresentavam a mesma tendência, levando-nos a acreditar que tais quebras são reais e não um efeito produzido pelos métodos estatísticos.

Apesar das diferenças nos valores das abundâncias, a tendência geral do gradiente radial de abundância é sempre a mesma, indicando que em discos espirais a abundância química é uma função que decresce com o raio galactocêntrico. Evidentemente, amostras maiores são necessárias para uma descrição mais precisa da inclinação dos gradientes e do seu comportamento na borda mais externa dos discos.

## 6.2 Modelos de evolução química para discos de espirais do Grupo Local

### 1. Via Láctea

Neste trabalho concluímos que o gradiente radial de abundâncias do disco da Via Láctea pode ser bem reproduzido se assumirmos simultaneamente um modelo de

formação de disco *inside-out* e uma *threshold* na formação estelar de  $7M_{\odot}pc^{-2}$  or  $4M_{\odot}pc^{-2}$ , de acordo com trabalhos anteriores (CMR2001, Colavitti et al. (2008)). O gradiente radial de abundâncias atual depende muito do valor adotado para a *threshold* na formação estelar, e parece ser menos sensível a mudanças na eficiência ( $\nu$ ) na SFR.

O gradiente de oxigênio pode se achatar ou inclinar ao longo do tempo de acordo com as suposições realizadas sobre a eficiência na formação estelar em função do raio galactocêntrico. Modelos com um  $\nu$  constante tendem a prever um aumento na inclinação do gradiente ao longo do tempo, enquanto aqueles com  $\nu$  que decresce em função do raio tendem a achatar (em acordo com os dados obtidos por Maciel et al. 2003). A evolução do gradiente claramente apresenta uma forte dependência com a história da formação estelar no disco.

O perfil atual da distribuição de gás na Via Láctea é reproduzido mais acuradamente pelo modelo com *threshold* igual a  $4M_{\odot}pc^{-2}$  e  $\nu(R)$ . Todos os modelos prevêm uma SFR mais baixa que a observada na região interna do disco da Galáxia mas estão em muito bom acordo com os dados observados para a vizinhança solar e para as regiões externas do disco. A SFR mais alta nas regiões internas da Via Láctea pode ser causada por uma barra, como sugerido por Portinari & Chiosi (2000), e portanto não pode ser reproduzida por um modelo generalizado de evolução química de discos.

A densidade superficial de massa em estrelas para a Via Láctea prevista pelos modelos está de acordo com os valores observados, mas os modelos que apresentam uma *threshold* mais baixa (MW-A2 e MW-B) tendem a superestimar o conteúdo estelar nas regiões mais externas do disco. Ao contrário do que acontece para os outros vínculos observacionais, a eficiência variável na SFR não apresenta um efeito notável nos resultados para a densidade superficial de massa das estrelas, indicando que a *threshold* é um mecanismo mais importante para sua regulação.

Em resumo, o modelo que reproduz melhor as contantes observacionais para a Via Láctea é o modelo que apresenta eficiência variável na formação estelar (MW-B).

## 2. M 31

A evolução do disco de M31 é bem reproduzida assumindo uma evolução mais rápida



(i.e., uma SFR mais alta devido a uma eficiência maior na formação estelar e uma escala de tempo mais curta para o *infall* de gás) e uma *threshold* mais alta que a adotada para o disco da Via Láctea. O gradiente radial de abundância proveniente de regiões HII é bem reproduzido por todos os modelos realizados para M31. Tal resultado confirma as previsões para a Via Láctea, mostrando que o valor atual para a abundância do gradiente não é tão sensível às mudanças na eficiência da formação estelar. Por outro lado, a evolução temporal do gradiente de oxigênio depende muito desta eficiência, se inclinando ou se achatando ao longo do tempo de acordo com o  $\nu$  escolhido. Tal característica pode ser confirmada através dos resultados obtidos para M31-Bk1.25 e M31-B onde eficiências que variam com o raio galactocêntrico foram adotadas.

Modelos com eficiência constante na formação estelar (M31-A1 e M31-A2) prevêm uma distribuição exponencial para densidade superficial de gás atual, enquanto os modelos M31-B and M31-Bk1.25 com eficiência variável predizem um cenário mais compatível com o pico observado em torno de 12 kpc, provavelmente relacionado com os braços espirais de M31. O modelos apresentam distribuições similares para o perfil de densidade de massa estelar que por sua vez, possui uma inclinação menor que a prevista para os discos da Via Láctea e de M33. A taxa de formação estelar prevista para M31 é muito parecida para todos os modelos construídos para M31, especialmente M31-A2 e M31-B, que apresentam uma quantidade menor de formação estelar após o pico em 12 kpc.

Assim, o modelo mais adequado para o disco de M31 é também aquele que possui uma eficiência na formação estelar que varia ao longo do disco, mas para reproduzir algumas características desta galáxia um expoente menor para a lei de formação estelar é necessário, como pode ser visto nos resultados fornecidos pelo modelo M31-Bk1.25.

### 3. M 33

A evolução química do disco de M33 é reproduzida supondo uma evolução mais lenta e uma *threshold* na formação estelar mais baixa que as utilizadas para a Via Láctea

e M31.

A inclinação do gradiente de abundâncias é bem reproduzida, mas as abundâncias de oxigênio são superestimadas por aproximadamente 0.25 dex. Esta é uma indicação de que os modelos de evolução química utilizados para grandes discos espirais precisam ser ajustados para reproduzir as abundâncias de discos menores e menos massivos. De qualquer maneira, a evolução temporal do gradiente de abundância é também muito dependente da eficiência na SFR, como já mencionado para a Via Láctea e M31.

Os modelos não reproduzem o perfil de distribuição de gás atual na região interna do disco, mas reproduzem com sucesso o mesmo perfil de gás para  $R > 5$  kpc (o mesmo problema foi encontrado por Magrini et al. 2007), indicando uma possível interação bojo-disco nessa região apesar das pequenas dimensões do bojo observado.

Comparada com as outras galáxias da amostra, M33 exibe uma distribuição de densidade de massa de estrelas mais inclinada ao longo do disco, sem levar em conta as regiões mais internas da galáxia. As previsões para a SFR estão em bom acordo com as observações e é a que pôde ser melhor reproduzida pelos nossos modelos. O modelo mais bem sucedido para M33 é aquele que possui a menor eficiência na formação estelar, constante com o raio galactocêntrico (M33-A01). Tal fato sugere que a história de formação estelar em discos de baixa densidade seja diferente daquela suposta para discos mais massivos como os da Via Láctea e de M31.

Em conclusão, constatamos que o valor atual do gradiente radial de abundâncias é mais sensível à *threshold* na SFR que à eficiência na formação estelar e que este último parâmetro possui um papel importante na evolução temporal do gradiente. A eficiência variável na formação estelar é também importante para reproduzir a distribuição atual do gás de discos galácticos com braços espirais bem demarcados. Uma correlação entre a massa da galáxia e o perfil de densidade superficial de massa em estrelas pode ser notada ao observar-se que a distribuição de massa em estrelas ao longo do disco se torna cada vez mais íngreme da galáxia mais massiva (M31) para a menos massiva (M33). Outro resultado interessante é a dependência da distribuição de gás ao longo dos discos de espirais com

o expoente adotado na lei de formação estelar. Variando este parâmetro de  $\pm 0.15$ , que corresponde ao erro observacional, podemos obter diferentes distribuições de gás.

Outra importante conclusão deste trabalho é que também deve existir um *downsizing* na formação estelar em discos espirais, similar à encontrada para galáxias elípticas (Pipino e Matteucci, 2004). Uma conclusão similar também foi alcançada por Boissier et al. (2003).

### 6.3 Perspectivas Futuras

As próximas etapas deste projeto podem ser sintetizadas nos seguintes passos:

Dar prosseguimento à modelagem da evolução química das galáxias espirais IC0167, NGC1042 e NGC6907, aplicando a generalização dos modelos de discos espirais proposta neste trabalho a outros sistemas.

Estimar a taxa de formação estelar (SFR) da galáxia M83, para a qual já possuímos observações fotométricas em  $H\alpha$  realizadas com o telescópio SOAR e também aplicar o modelo de evolução química de discos espirais para este objeto.

Iniciar a construção de um modelo generalizado para bojos de galáxias espirais baseado no modelo já existente para a Via Láctea (Ballero et al., 2007) e aplicá-lo para as galáxias estudadas neste trabalho, visando construir um cenário mais completo para a evolução química destes sistemas.

## Referências Bibliográficas

- Acharova I. A., Lépine J. R. D., Mishurov Y. N., Imprints of spiral arms in the oxygen distribution over the galactic disc, *MNRAS*, 2005, vol. 359, p. 819
- Alexander J., Balick B., Nebular Abundance Errors., *AJ*, 1997, vol. 114, p. 713
- Alloin D., Collin-Souffrin S., Joly M., Vigroux L., Nitrogen and oxygen abundances in galaxies, *A&A*, 1979, vol. 78, p. 200
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The Chemical Composition of the Sun, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 481
- Ballero S. K., Matteucci F., Origlia L., Rich R. M., Formation and evolution of the Galactic bulge: constraints from stellar abundances, *A&A*, 2007, vol. 467, p. 123
- Barbuy B., Grenon M., Oxygen in bulge-like super-metal-rich stars. In European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings , vol. 35 of European Southern Observatory Conference and Workshop Proceedings, 1990, p. 83
- Barbuy B., Ortolani S., Bica E., Terzan 3 and IC 1276 (Palomar 7): Two metal-rich bulge globular clusters uncovered, *A&AS*, 1998, vol. 132, p. 333
- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars, *A&A*, 2003, vol. 410, p. 527
- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks, *A&A*, 2004, vol. 415, p. 155

- Bhat C. L., Issa M. R., Houston B. P., Mayer C. J., Wolfendale A. W., Cosmic gamma rays and the mass of molecular hydrogen in the Galaxy. In *Gas in the Interstellar Medium*, 1984, p. 39
- Blair W. P., Kirshner R. P., Chevalier R. A., Abundance gradients in M31 - Comparison of results from supernova remnants and H II regions, *ApJ*, 1982, vol. 254, p. 50
- Boissier S., Gil de Paz A., Boselli A., Madore B. F., Buat V., Cortese L., Burgarella D., Muñoz-Mateos J. C., Barlow T. A., Forster K., Friedman P. G., et al. Radial Variation of Attenuation and Star Formation in the Largest Late-Type Disks Observed with GALEX, *ApJS*, 2007, vol. 173, p. 524
- Boissier S., Prantzos N., Chemo-spectrophotometric evolution of spiral galaxies - I. The model and the Milky Way, *MNRAS*, 1999, vol. 307, p. 857
- Braun R., Thilker D. A., Walterbos R. A. M., Corbelli E., A Wide-Field High-Resolution H I Mosaic of Messier 31. I. Opaque Atomic Gas and Star Formation Rate Density, *ApJ*, 2009, vol. 695, p. 937
- Bresolin F., Ryan-Weber E., Kennicutt R. C., Goddard Q., The Flat Oxygen Abundance Gradient in the Extended Disk of M83, *ApJ*, 2009, vol. 695, p. 580
- Burton W. B., Gordon M. A., Carbon monoxide in the Galaxy. III - The overall nature of its distribution in the equatorial plane, *A&A*, 1978, vol. 63, p. 7
- Cappellaro E., Turatto M., Benetti S., Tsvetkov D. Y., Bartunov O. S., Makarova I. N., The Rate of Supernovae - Part Two - the Selection Effects and the Frequencies Per Unit Blue Luminosity, *A&A*, 1993, vol. 273, p. 383
- Cappellaro E., Turatto M., Tsvetkov D. Y., Bartunov O. S., Pollas C., Evans R., Hamuy M., The rate of supernovae from the combined sample of five searches., *A&A*, 1997, vol. 322, p. 431
- Carigi L., Peimbert M., The Helium and heavy elements enrichment of the Galactic Disk, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 2008, vol. 44, p. 341

- 
- Cayrel R., Depagne E., Spite M., Hill V., Spite F., François P., Plez B., Beers T., Primas F., Andersen J., Barbuy B., Bonifacio P., Molaro P., Nordström B., First stars V - Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy, *A&A*, 2004, vol. 416, p. 1117
- Chabrier G., Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function, *PASP*, 2003, vol. 115, p. 763
- Chang R. X., Hou J. L., Shu C. G., Fu C. Q., Two-component model for the chemical evolution of the Galactic disk, *A&A*, 1999, vol. 350, p. 38
- Chemin L., Carignan C., Foster T., H I Kinematics and Dynamics of Messier 31, *ApJ*, 2009, vol. 705, p. 1395
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Chiappini C., Matteucci F., Romano D., Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way, *ApJ*, 2001, vol. 554, p. 1044
- Chiosi C., Chemical evolution of the galactic disk - The inflow problem, *A&A*, 1980, vol. 83, p. 206
- Colavitti E., Matteucci F., Murante G., The chemical evolution of a Milky Way-like galaxy: the importance of a cosmologically motivated infall law, *A&A*, 2008, vol. 483, p. 401
- Corbelli E., Dark matter and visible baryons in M33, *MNRAS*, 2003, vol. 342, p. 199
- Costa R. D. D., Uchida M. M. M., Maciel W. J., Chemical abundances of planetary nebulae towards the Galactic anticenter, *A&A*, 2004, vol. 423, p. 199
- Crockett N. R., Garnett D. R., Massey P., Jacoby G., Neon and Oxygen Abundances in M33, *ApJ*, 2006, vol. 637, p. 741
- Daflon S., Cunha K., Galactic Metallicity Gradients Derived from a Sample of OB Stars, *ApJ*, 2004, vol. 617, p. 1115

- Dame T. M., Koper E., Israel F. P., Thaddeus P., A Complete CO Survey of M31. I. Distribution and Kinematics, *ApJ*, 1993, vol. 418, p. 730
- Deharveng L., Peña M., Caplan J., Costero R., Oxygen and helium abundances in Galactic Hii regions - II. Abundance gradients, *MNRAS*, 2000, vol. 311, p. 329
- Denicoló G., Terlevich R., Terlevich E., New light on the search for low-metallicity galaxies - I. The N2 calibrator, *MNRAS*, 2002, vol. 330, p. 69
- Dennefeld M., Kunth D., Supernova remnants and H II regions in M31, *AJ*, 1981, vol. 86, p. 989
- Dopita M. A., Ryder S. D., On the law of star formation in disk galaxies, *ApJ*, 1994, vol. 430, p. 163
- Edmunds M. G., Pagel B. E. J., On the composition of H II regions in southern galaxies. III - NGC 2997 and 7793, *MNRAS*, 1984, vol. 211, p. 507
- Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results, *A&A*, 1993, vol. 275, p. 101
- Esteban C., García-Rojas J., Peimbert M., Peimbert A., Ruiz M. T., Rodríguez M., Carigi L., Carbon and Oxygen Galactic Gradients: Observational Values from H II Region Recombination Lines, *ApJ*, 2005, vol. 618, p. L95
- Feltzing S., Holmberg J., Hurley J. R., The solar neighbourhood age-metallicity relation - Does it exist?, *A&A*, 2001, vol. 377, p. 911
- François P., Matteucci F., Cayrel R., Spite M., Spite F., Chiappini C., The evolution of the Milky Way from its earliest phases: Constraints on stellar nucleosynthesis, *A&A*, 2004, vol. 421, p. 613
- Freudenreich H. T., A COBE Model of the Galactic Bar and Disk, *ApJ*, 1998, vol. 492, p. 495

- Galarza V. C., Walterbos R. A. M., Braun R., Spectrophotometry of H II Regions, Diffuse Ionized Gas, and Supernova Remnants in M31: The Transition from Photoionization to Shock Ionization, *AJ*, 1999, vol. 118, p. 2775
- Gilmore G., Wyse R. F. G., Kuijken K., Kinematics, chemistry, and structure of the Galaxy, *ARA&A*, 1989, vol. 27, p. 555
- Gratton R. G., Carretta E., Claudi R., Lucatello S., Barbieri M., Abundances for metal-poor stars with accurate parallaxes. I. Basic data, *A&A*, 2003, vol. 404, p. 187
- Heyer M. H., Corbelli E., Schneider S. E., Young J. S., The Molecular Gas Distribution and Schmidt Law in M33, *ApJ*, 2004, vol. 602, p. 723
- Hill V., François P., Spite M., Primas F., Spite F., Age-metallicity relation and chemical evolution of the LMC from UVES spectra of Globular Cluster giants, *A&A*, 2000, vol. 364, p. L19
- Holmberg J., Nordström B., Andersen J., The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood II. New uvby calibrations and rediscussion of stellar ages, the G dwarf problem, age-metallicity diagram, and heating mechanisms of the disk, *A&A*, 2007, vol. 475, p. 519
- Honda S., Aoki W., Kajino T., Ando H., Beers T. C., Izumiura H., Sadakane K., Takada-Hidai M., Spectroscopic Studies of Extremely Metal-Poor Stars with the Subaru High Dispersion Spectrograph. II. The r-Process Elements, Including Thorium, *ApJ*, 2004, vol. 607, p. 474
- Hoopes C. G., Walterbos R. A. M., The Contribution of Field OB Stars to the Ionization of the Diffuse Ionized Gas in M33, *ApJ*, 2000, vol. 541, p. 597
- Hou J. L., Prantzos N., Boissier S., Abundance gradients and their evolution in the Milky Way disk, *A&A*, 2000, vol. 362, p. 921
- Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W. R., Thielemann F., Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation, *ApJS*, 1999, vol. 125, p. 439



- Kennicutt Jr. R. C., The rate of star formation in normal disk galaxies, *ApJ*, 1983, vol. 272, p. 54
- Kennicutt Jr. R. C., The star formation law in galactic disks, *ApJ*, 1989, vol. 344, p. 685
- Kennicutt Jr. R. C., Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence, *ARA&A*, 1998a, vol. 36, p. 189
- Kennicutt Jr. R. C., The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies, *ApJ*, 1998b, vol. 498, p. 541
- Kingsburgh R. L., Barlow M. J., Elemental abundances for a sample of southern galactic planetary nebulae., *MNRAS*, 1994, vol. 271, p. 257
- Kobayashi C., Nomoto K., The Role of Type Ia Supernovae in Chemical Evolution. I. Lifetime of Type Ia Supernovae and Metallicity Effect, *ApJ*, 2009, vol. 707, p. 1466
- Kotoneva E., Flynn C., Chiappini C., Matteucci F., K dwarfs and the chemical evolution of the solar cylinder, *MNRAS*, 2002, vol. 336, p. 879
- Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G., The distribution of low-mass stars in the Galactic disc, *MNRAS*, 1993, vol. 262, p. 545
- Lacey C. G., Fall S. M., Chemical evolution of the galactic disk with radial gas flows, *ApJ*, 1985, vol. 290, p. 154
- Lanfranchi G. A., Matteucci F., Chemical evolution of dwarf spheroidal and blue compact galaxies, *MNRAS*, 2003, vol. 345, p. 71
- Larson R. B., Effects of supernovae on the early evolution of galaxies, *MNRAS*, 1974, vol. 169, p. 229
- Li T., Riley P. A., Wolfendale A. W., Cosmic rays, the metallicity gradient and the mass of molecular gas in the Galaxy., *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 1982, vol. 8, p. 1141
- Linsky J. L., Draine B. T., Moos H. W., Jenkins E. B., Wood B. E., Oliveira C., Blair W. P., Friedman S. D., Gry C., Knauth D., Kruk J. W., Lacour S., Lehner N., Redfield

- S., Shull J. M., Sonneborn G., Williger G. M., What Is the Total Deuterium Abundance in the Local Galactic Disk?, *ApJ*, 2006, vol. 647, p. 1106
- Lodders K., Palme H., Gail H., Abundances of the elements in the solar system, *ArXiv e-prints*, 2009
- Lubowich D., Pasachoff J. M., The Galactic deuterium gradient. In *IAU Symposium* , vol. 268 of *IAU Symposium*, 2010, p. 179
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Metallicity gradients in the Milky Way. In *IAU Symposium* , vol. 265 of *IAU Symposium*, 2010, p. 317
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Uchida M. M. M., An estimate of the time variation of the O/H radial gradient from planetary nebulae, *A&A*, 2003, vol. 397, p. 667
- Maciel W. J., Lago L. G., Costa R. D. D., An estimate of the time variation of the abundance gradient from planetary nebulae. II. Comparison with open clusters, cepheids and young objects, *A&A*, 2005, vol. 433, p. 127
- Maciel W. J., Lago L. G., Costa R. D. D., An estimate of the time variation of the abundance gradient from planetary nebulae. III. O, S, Ar, and Ne: a comparison of PN samples, *A&A*, 2006, vol. 453, p. 587
- Maeder A., Meynet G., Grids of evolutionary models from 0.85 to 120 solar masses - Observational tests and the mass limits, *A&A*, 1989, vol. 210, p. 155
- Magrini L., Corbelli E., Galli D., The building up of the disk galaxy M33 and the evolution of the metallicity gradient, *A&A*, 2007, vol. 470, p. 843
- Magrini L., Stanghellini L., Villaver E., The Planetary Nebula Population of M33 and its Metallicity Gradient: A Look Into the Galaxy's Distant Past, *ApJ*, 2009, vol. 696, p. 729
- Marcon-Uchida M. M., Matteucci F., Costa R. D. D., Chemical evolution of spiral disks: the Milky Way, M31, and M33., *A&A*(to appear) online version: arXiv:1004.4139v1, 2010
- Mathews W. G., Baker J. C., Galactic Winds, *ApJ*, 1971, vol. 170, p. 241

- Matteucci F., ed., 2001 The chemical evolution of the Galaxy vol. 253 of Astrophysics and Space Science Library
- Matteucci F., What determines galactic evolution?, *Ap&SS*, 2003, vol. 284, p. 539
- Matteucci F., Chiappini C., Abundance Gradients in the Galactic Disk: a Clue to Galaxy Formation. In *Chemical Evolution from Zero to High Redshift*, 1999, p. 83
- Matteucci F., Francois P., Galactic chemical evolution - Abundance gradients of individual elements, *MNRAS*, 1989, vol. 239, p. 885
- Matteucci F., Greggio L., Relative roles of type I and II supernovae in the chemical enrichment of the interstellar gas, *A&A*, 1986, vol. 154, p. 279
- McGaugh S. S., Oxygen abundances in low surface brightness disk galaxies, *ApJ*, 1994, vol. 426, p. 135
- McWilliam A., Preston G. W., Sneden C., Searle L., Spectroscopic Analysis of 33 of the Most Metal Poor Stars. II., *AJ*, 1995, vol. 109, p. 2757
- McWilliam A., Rich R. M., The first detailed abundance analysis of Galactic bulge K giants in Baade's window, *ApJS*, 1994, vol. 91, p. 749
- Meynet G., Maeder A., Stellar evolution with rotation. VIII. Models at  $Z = 10^{-5}$  and CNO yields for early galactic evolution, *A&A*, 2002, vol. 390, p. 561
- Mollá M., Díaz A. I., A grid of chemical evolution models as a tool to interpret spiral and irregular galaxies data, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 521
- Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N., Thielemann F., Brachwitz F., Tsujimoto T., Kubo Y., Kishimoto N., Nucleosynthesis in type Ia supernovae, *Nuclear Physics A*, 1997, vol. 621, p. 467
- Nordström B., Mayor M., Andersen J., Holmberg J., Pont F., Jørgensen B. R., Olsen E. H., Udry S., Mowlavi N., The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of  $\sim 14\,000$  F and G dwarfs, *A&A*, 2004, vol. 418, p. 989

- Osterbrock D. E., Ferland G. J., *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed.. Sausalito, CA: University Science Books, 2006
- Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chun M. S., Smith G., On the composition of H II regions in southern galaxies. I - NGC 300 and 1365, *MNRAS*, 1979, vol. 189, p. 95
- Peimbert M., Torres-Peimbert S., Chemical composition of the Orion Nebula, *MNRAS*, 1977, vol. 179, p. 217
- Pettini M., Pagel B. E. J., [OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift, *MNRAS*, 2004, vol. 348, p. L59
- Pettini M., Zych B. J., Murphy M. T., Lewis A., Steidel C. C., Deuterium abundance in the most metal-poor damped Lyman alpha system: converging on  $\Omega_{b,0}h^2$ , *MNRAS*, 2008, vol. 391, p. 1499
- Pilyugin L., The bends in the slopes of radial abundance gradients in the disks of spiral galaxies do they exist?, *Ap&SS*, 2003, vol. 284, p. 775
- Pilyugin L. S., On the oxygen abundance determination in HII regions. High-metallicity regions, *A&A*, 2001a, vol. 369, p. 594
- Pilyugin L. S., The oxygen abundance distribution in M 101, *A&A*, 2001b, vol. 373, p. 56
- Pilyugin L. S., Thuan T. X., Oxygen Abundance Determination in H II Regions: The Strong Line Intensities-Abundance Calibration Revisited, *ApJ*, 2005, vol. 631, p. 231
- Pipino A., Matteucci F., Photochemical evolution of elliptical galaxies - I. The high-redshift formation scenario, *MNRAS*, 2004, vol. 347, p. 968
- Portinari L., Chiosi C., On star formation and chemical evolution in the Galactic disc, *A&A*, 1999, vol. 350, p. 827
- Prantzos N., The evolution of D and  $^3\text{He}$  in the Galactic disk., *A&A*, 1996, vol. 310, p. 106
- Rana N. C., Chemical evolution of the Galaxy, *ARA&A*, 1991, vol. 29, p. 129

- Renda A., Kawata D., Fenner Y., Gibson B. K., Contrasting the chemical evolution of the Milky Way and Andromeda, *MNRAS*, 2005, vol. 356, p. 1071
- Rocha-Pinto H. J., Maciel W. J., The metallicity distribution of G dwarfs in the solar neighbourhood., *MNRAS*, 1996, vol. 279, p. 447
- Rocha-Pinto H. J., Maciel W. J., Scalo J., Flynn C., Chemical enrichment and star formation in the Milky Way disk. I. Sample description and chromospheric age-metallicity relation, *A&A*, 2000, vol. 358, p. 850
- Rocha-Pinto H. J., Rangel R. H. O., Porto de Mello G. F., Bragança G. A., Maciel W. J., Dynamical evidence of the age-metallicity relation in the Milky Way disk, *A&A*, 2006, vol. 453, p. L9
- Romano D., Chiappini C., Matteucci F., Tosi M., Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. I. Stellar lifetimes and initial mass function, *A&A*, 2005, vol. 430, p. 491
- Romano D., Matteucci F., Salucci P., Chiappini C., The Mass Surface Density in the Local Disk and the Chemical Evolution of the Galaxy, *ApJ*, 2000, vol. 539, p. 235
- Romano D., Tosi M., Chiappini C., Matteucci F., Deuterium astration in the local disc and beyond, *MNRAS*, 2006, vol. 369, p. 295
- Rosolowsky E., Simon J. D., The M33 Metallicity Project: Resolving the Abundance Gradient Discrepancies in M33, *ApJ*, 2008, vol. 675, p. 1213
- Rudolph A. L., Fich M., Bell G. R., Norsen T., Simpson J. P., Haas M. R., Erickson E. F., Abundance Gradients in the Galaxy, *ApJS*, 2006, vol. 162, p. 346
- Ryan S. G., Norris J. E., Beers T. C., Extremely Metal-poor Stars. II. Elemental Abundances and the Early Chemical Enrichment of the Galaxy, *ApJ*, 1996, vol. 471, p. 254
- Salpeter E. E., The Luminosity Function and Stellar Evolution., *ApJ*, 1955, vol. 121, p. 161
- Sanders D. B., Solomon P. M., Scoville N. Z., Giant molecular clouds in the Galaxy. I - The axisymmetric distribution of H<sub>2</sub>, *ApJ*, 1984, vol. 276, p. 182

- Savage B. D., Lehner N., Fox A., Wakker B., Sembach K., The Abundance of Deuterium in the Warm Neutral Medium of the Lower Galactic Halo, *ApJ*, 2007, vol. 659, p. 1222
- Scalo J., The IMF Revisited: A Case for Variations. In *The Stellar Initial Mass Function (38th Herstmonceux Conference)*, vol. 142 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 1998, p. 201
- Scalo J. M., The stellar initial mass function, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 1986, vol. 11, p. 1
- Scarano S., Lépine J. R., Marcon-Uchida M. M., Three galaxies with breaks in the metallicity gradients possibly associated with corotation, submitted, 2010
- Scarano S., Madsen F. R. H., Roy N., Lépine J. R. D., H I aperture synthesis and optical observations of the pair of galaxies NGC 6907 and 6908, *MNRAS*, 2008, vol. 386, p. 963
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at  $Z = 0.020$  and  $Z = 0.001$ , *A&AS*, 1992, vol. 96, p. 269
- Schmidt M., The Rate of Star Formation., *ApJ*, 1959, vol. 129, p. 243
- Schmidt M., The Rate of Star Formation. II. The Rate of Formation of Stars of Different Mass., *ApJ*, 1963, vol. 137, p. 758
- Schönrich R., Binney J., Chemical evolution with radial mixing, *MNRAS*, 2009, vol. 396, p. 203
- Sestito P., Bragaglia A., Randich S., Pallavicini R., Andrievsky S. M., Korotin S. A., Open clusters as key tracers of Galactic chemical evolution. III. Element abundances in Berkeley 20, Berkeley 29, Collinder 261 and Melotte 66, *A&A*, 2008, vol. 488, p. 943
- Stasińska G., [Ar III]/[O III] and [S III]/[O III]: well-behaved oxygen abundance indicators for HII regions and star forming galaxies, *A&A*, 2006, vol. 454, p. L127
- Stasińska G., Schaerer D., Leitherer C., The evolution of emission lines in H {II} galaxies, *A&A*, 2001, vol. 370, p. 1

- Storchi-Bergmann T., Calzetti D., Kinney A. L., Ultraviolet to near-infrared spectral distributions of star-forming galaxies: Metallicity and age effects, *ApJ*, 1994, vol. 429, p. 572
- Talbot Jr. R. J., Arnett W. D., The Evolution of Galaxies. I. Formulation and Mathematical Behavior of the One-Zone Model, *ApJ*, 1971, vol. 170, p. 409
- Tammann G. A., Loeffler W., Schroeder A., The Galactic supernova rate, *ApJS*, 1994, vol. 92, p. 487
- Thielemann F., Nomoto K., Hashimoto M., Core-Collapse Supernovae and Their Ejecta, *ApJ*, 1996, vol. 460, p. 408
- Tinsley B. M., Evolution of the Stars and Gas in Galaxies, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 1980, vol. 5, p. 287
- Tosi M., Models of galactic chemical evolution - The problem of uniqueness, *A&A*, 1988, vol. 197, p. 33
- Trundle C., Dufton P. L., Lennon D. J., Smartt S. J., Urbaneja M. A., Chemical composition of B-type supergiants in the OB 8, OB 10, OB 48, OB 78 associations of M 31, *A&A*, 2002, vol. 395, p. 519
- van den Bergh S., McClure R. D., Rediscussion of extragalactic supernova rates derived from Evans's 1980-1988 observations, *ApJ*, 1994, vol. 425, p. 205
- van den Bergh S., Tammann G. A., Galactic and extragalactic supernova rates, *ARA&A*, 1991, vol. 29, p. 363
- van den Hoek L. B., Groenewegen M. A. T., New theoretical yields of intermediate mass stars, *A&AS*, 1997, vol. 123, p. 305
- Verley S., Hunt L. K., Corbelli E., Giovanardi C., Spitzer Photometry of Discrete Sources in M 33. In *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol. 396 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, 2008, p. 91
- Vladilo G., Chemical abundances of damped Ly alpha systems: A new method for estimating dust depletion effects, *A&A*, 2002, vol. 391, p. 407

- Woosley S. E., Weaver T. A., The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis, *ApJS*, 1995, vol. 101, p. 181
- Wyse R. F. G., Silk J., Star formation rates and abundance gradients in disk galaxies, *ApJ*, 1989, vol. 339, p. 700
- Yin J., Hou J. L., Prantzos N., Boissier S., Chang R. X., Shen S. Y., Zhang B., Milky Way versus Andromeda: a tale of two disks, *A&A*, 2009, vol. 505, p. 497





# Apêndice



## Fluxo das linhas para HII Regiões em IC0167, NGC1042 e NGC6907

Tabela A.1 - Fluxos das linhas corrigidas do avermelhamento - IC0167 - observações realizadas em 2006

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
1	13.04	44.86	49.61	149.20	0.79	116.10	4.22	-
3	8.67	47.91	22.06	60.99	3.70	135.30	16.70	-
7	15.29	73.78	65.03	195.80	4.12	167.90	13.80	5.03
8	11.84	16.09	8.47	30.81	0.86	40.80	4.53	-
9	10.20	251.60	192.10	583.30	13.67	551.70	44.46	10.26
11	3.70	212.40	112.20	308.80	26.65	592.10	82.91	11.70
15	20.20	32.94	41.19	120.00	0.63	85.24	4.01	1.57
16	12.75	19.61	20.14	52.22	0.43	54.34	3.41	1.35
18	3.39	1076.00	498.50	1559.00	135.70	2981.00	421.50	66.79
20	8.30	11.36	6.29	22.29	1.07	31.40	2.45	-
21	10.45	32.45	22.31	71.05	0.82	89.62	5.67	1.97
22	11.43	817.00	1326.00	4099.00	26.10	1883.00	82.24	47.00
24	15.65	69.48	55.14	182.20	3.28	191.80	11.90	3.94
25	19.13	175.50	167.10	492.70	5.71	359.60	19.73	7.08
27	13.18	16.45	12.26	37.29	0.91	32.14	1.21	1.29
28	5.05	63.55	29.09	78.23	8.53	177.00	24.81	1.16

Continua na próxima página ...

Tabela A.1 - Continuação

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
43	12.97	31.26	33.29	90.94	1.55	86.49	6.96	1.78
44	10.77	77.03	68.82	197.70	8.38	218.60	16.50	0.91
46	6.50	4.67	2.15	10.72	0.37	13.73	1.16	0.33
50	7.65	12.36	7.89	28.01	1.46	34.44	2.99	0.13
51	6.59	34.82	6.32	24.97	3.72	96.77	11.56	1.18
55	10.38	27.78	21.81	58.21	1.67	77.33	7.44	-

Tabela A.2 - Fluxos das linhas corrigidas do avermelhamento - IC0167 - observações realizadas em 2005

ID	R(kpc)	3727	$H\beta$	4959	5007
2	33.30	112.40	33.62	15.33	46.34
5	18.48	0.00	7.01	0.00	0.00
8	19.13	0.00	217.00	223.40	629.10
9	15.65	316.70	104.20	92.88	263.50
10	12.75	70.65	26.93	31.74	109.50
11	11.43	1618.00	864.50	1392.00	3763.00
12	10.44	208.90	47.25	37.67	101.20
13	9.06	0.00	6.12	1.56	5.98
14	8.34	0.00	11.49	12.46	39.98
15	3.39	3433.00	1380.00	621.30	1832.00
17	5.19	246.60	68.50	25.63	80.26
18	3.70	512.70	205.50	100.40	298.10
19	8.79	154.10	29.47	24.00	75.07
21	8.67	193.10	94.37	55.40	169.30
24	13.02	217.50	81.19	81.93	243.20
26	15.29	218.40	68.45	66.11	199.90
28	21.77	423.90	173.20	180.10	526.20
43	13.32	28.96	16.60	15.19	54.07

Tabela A.3 - Fluxo das linhas corrigidas do avermelhamento - NGC1042 - observações realizadas em 2006

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
2	9.72	8.46	-	2.82	1.66	33.02	7.33	-
4	12.40	145.20	58.14	163.10	23.78	402.80	72.93	9.84
5	3.06	129.00	-	12.71	36.62	363.10	116.60	2.52
6	6.66	21.27	2.35	1.26	3.79	52.41	15.51	-
8	8.01	10.16	2.93	4.91	2.77	37.50	8.05	0.60
9	7.27	121.10	21.75	70.89	31.10	338.40	90.42	-
10	4.96	334.50	48.24	136.90	75.96	927.20	231.30	-
12	8.62	7.77	3.68	-	0.75	15.70	3.00	-
14	7.21	27.55	0.07	13.49	6.58	65.42	17.66	-
15	3.02	133.80	1.25	16.30	37.53	373.40	112.00	-
17	6.12	247.80	54.43	173.00	51.05	688.00	167.90	-
18	2.79	89.25	-	11.76	23.84	248.90	73.23	0.14
19	3.06	93.88	2.82	4.57	22.85	260.20	67.08	1.50
21	5.00	115.90	16.81	55.62	34.72	322.20	103.60	4.33
22	6.74	10.28	1.99	2.91	2.13	25.74	9.53	-
23	5.62	104.40	27.10	84.91	13.41	235.20	46.66	-
24	9.68	123.10	70.26	220.10	20.63	341.80	62.98	6.57
25	12.24	10.45	2.97	14.05	2.66	29.18	5.33	0.00
27	13.11	252.90	206.60	609.40	17.60	480.40	55.77	11.32
32	13.91	4.24	0.04	15.43	-	12.57	1.47	-
34	15.21	25.66	34.56	106.70	2.23	71.10	5.98	1.22
43	9.04	1.24	0.00	-	0.21	0.34	-	-
45	8.02	126.10	28.38	86.23	33.06	349.50	93.98	-
48	4.79	53.79	7.28	11.54	13.49	150.40	44.14	0.72
49	7.13	18.89	5.20	8.88	2.14	52.28	14.48	-
50	3.71	32.13	2.32	-	7.22	88.99	24.04	0.63
51	3.69	3.66	-	-	1.32	18.33	4.68	0.39

Continua na próxima página ...

Tabela A.3 - Continuação

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
53	2.55	0.52	0.78	-	1.02	3.13	0.79	-
54	2.51	7.00	0.60	2.62	2.77	11.69	3.32	-
55	6.30	27.12	4.45	9.39	6.88	72.86	20.47	0.49
56	4.93	9.69	4.51	9.21	2.19	23.06	8.79	-
57	3.71	20.70	1.87	6.12	4.18	72.02	14.54	-
59	5.37	43.13	8.23	10.24	9.41	119.40	31.76	3.02
61	8.40	86.85	4.86	21.19	20.99	241.70	63.60	1.48
62	5.29	12.81	2.84	5.11	1.57	16.03	5.85	0.00
64	8.38	31.74	-	-	6.02	88.00	-	1.06
65	8.11	94.17	6.40	34.25	24.55	262.90	71.36	3.80
68	10.42	25.58	-	5.80	4.36	71.20	16.08	0.55
70	11.05	5.88	3.52	6.48	1.16	13.27	3.63	0.24



Tabela A.4 - Fluxo das linhas corrigidas do avermelhamento - NGC1042 - observações realizadas em 2005

ID	R(kpc)	3727	$H\beta$	4959	5007
1	15.21	338.60	92.14	124.20	349.90
3	13.11	1218.00	475.10	400.30	1193.00
7	9.68	524.70	206.40	127.60	378.90
9	9.65	-	90.33	7.38	10.44
10	8.83	-	1510.00	385.00	1136.00
12	5.00	451.80	231.60	36.83	90.43
16	3.06	190.90	266.60	4.43	15.02
18	2.78	-	140.20	3.91	11.83
20	6.12	1231.00	586.40	129.20	356.50
21	3.06	56.48	131.00	3.82	11.30
22	4.97	1351.00	977.70	136.70	378.40
25	7.21	148.20	65.44	9.83	23.12
28	8.02	-	18.67	4.20	5.74
30	12.39	-	287.40	102.50	254.40
35	7.91	34.80	14.80	2.55	12.60
37	16.52	154.10	94.06	8.77	38.52

Tabela A.5 - Linhas de fluxo corrigidas do avermelhamento - NGC6907 - observações realizadas em 2006

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
1	23.66	18.28	2.14	2.70	2.48	44.72	19.03	-
2	12.65	12.25	9.77	8.59	2.76	30.31	9.54	0.58
3	21.92	194.20	260.30	749.10	14.88	439.20	54.12	-
5	13.52	41.73	21.89	78.62	12.04	113.80	35.66	1.49
7	10.26	162.50	36.22	54.62	54.14	457.90	160.80	3.04
8	10.09	2017.00	253.30	785.20	426.70	3996.00	1325.00	34.28
9	7.52	53.86	12.55	39.54	35.34	285.50	97.79	-
10	9.56	47.41	1.49	5.69	17.39	131.90	50.63	0.73
12	30.14	24.82	19.67	47.50	6.36	69.71	15.34	-
14	28.33	4.89	-	0.95	1.68	39.14	7.02	-
15	11.64	365.70	124.40	409.40	96.56	1021.00	300.40	18.00
16	6.23	3073.00	226.90	712.50	1049.00	8698.00	3307.00	69.50
17	3.91	172.10	9.93	18.59	46.96	488.10	164.20	2.41
20	13.15	409.20	77.55	210.90	123.30	1161.00	378.70	-
21	14.66	2515.00	888.80	2664.00	821.70	7166.00	2320.00	131.70
22	4.84	46.33	-	10.77	20.16	217.70	64.39	0.28
23	7.14	2663.00	146.50	551.50	1014.00	7670.00	3107.00	49.78
24	0.05	3222.00	100.30	370.90	1428.00	10280.00	4624.00	17.31
25	20.49	338.00	117.20	345.50	119.70	935.90	365.90	-
26	14.53	211.10	56.49	140.30	69.68	565.50	207.30	3.55
27	15.41	54.04	12.77	69.85	7.40	153.40	32.67	3.16
28	11.66	1006.00	271.60	852.80	271.20	2847.00	809.60	36.72
29	11.13	630.40	123.10	379.80	193.80	1787.00	596.00	19.42
37	37.45	9.12	4.68	20.12	-	16.64	3.66	0.18
40	29.60	5.18	4.94	20.59	1.30	13.57	3.87	-
45	11.31	77.62	36.41	77.19	39.82	353.00	119.00	6.81
46	11.02	17.36	-	9.15	3.92	85.11	28.40	1.85

Continua na próxima página ...

Tabela A.5 - Continuação

ID	R(kpc)	$H\beta$	4959	5007	6548	$H\alpha$	6584	7135
47	10.32	54.80	14.45	42.58	14.82	151.80	45.24	3.64
48	5.79	139.90	9.43	5.95	34.16	309.30	131.30	-
49	0.58	126.60	1.80	7.17	59.31	500.80	191.80	-
50	0.76	84.59	9.15	9.80	44.57	523.20	164.80	-
51	1.48	80.41	9.69	44.84	38.99	306.30	124.10	1.35
53	6.55	194.30	0.50	0.86	26.82	239.30	101.40	-
54	8.22	6.49	0.29	3.09	2.34	12.23	5.79	-
55	8.55	49.21	11.49	16.94	14.67	80.50	39.92	-
57	9.67	244.80	42.48	145.40	74.15	685.00	229.20	9.18
61	35.92	7.33	22.95	69.91	0.85	0.95	2.64	-

Tabela A.6 - Fluxos das linhas corrigidas do avermelhamento - NGC6907 - observações realizadas em 2005

ID	R(kpc)	3727	$H\beta$	4959	5007
8	1.69	389.10	227.70	43.25	116.00
10	2.11	123.20	110.70	46.03	107.40
11	2.32	723.70	764.30	236.10	682.90
12	2.53	3253.00	1963.00	360.60	1024.00
14	2.95	306.20	541.40	104.80	301.60
15	3.17	-	1335.00	52.07	332.30
16	3.38	9073.00	8157.00	457.70	1351.00
17	3.59	1476.00	610.10	14.76	82.00
18	3.80	-	2129.00	693.80	2031.00
19	4.01	3366.00	13540.00	175.50	1126.00
20	4.22	256.20	411.30	11.20	16.69
21	4.43	89.48	347.70	7.73	23.16
22	4.64	172.70	388.80	15.47	71.47
23	4.85	381.70	804.30	33.69	63.96
24	5.06	74.20	62.98	9.95	12.39
25	5.28	2833.00	1920.00	207.60	753.20
26	5.49	99.26	266.80	30.59	91.60
27	5.70	2859.00	1248.00	460.20	1309.00
28	5.91	34.35	4.97	3.02	15.53
29	6.12	48.31	72.78	50.03	136.20
31	6.54	5.73	48.05	27.00	73.01
33	6.96	13.41	4.01	-	3.18
34	7.17	49.95	11.88	3.39	4.90
35	7.39	71.78	37.04	26.93	70.46



## Evolução química dos discos de IC0167, NGC1042 e NGC6907 - Resultados Preliminares

Utilizando o mesmo modelo de evolução química generalizado apresentado no capítulo 5 nós simulamos a evolução das três galáxias observadas com o telescópio Gemini, para as quais as abundâncias de oxigênio foram apresentadas na seção 2.3.

Os resultados preliminares são apresentados neste apêndice.

A tabela B.1 mostra as condições iniciais para as simulações preliminares para IC0167, NGC1042 e NGC6907.

*Tabela B.1* - Parâmetros utilizados para os modelos preliminares de IC0167, NGC1042 e NGC6907

Modelo	$\tau$ <i>Gyr</i>	$\nu$ <i>Gyr</i> <sup>-1</sup>	k	Thres. <i>M<sub>⊙</sub>pc</i> <sup>-2</sup>
IC0167	0.5R + 4.0	2/R	1.5	2
NGC1042	0.85R + 4.54	11/R-0.4	1.5	2
NGC6907	0.75R + 1.08	11/R-0.4	1.5	4

As figuras B.1, B.2 e B.3 mostram os resultados preliminares obtidos com as primeiras modelagens da evolução química das três galáxias observadas. Como pode ser visto, os modelos prevêem valores mais altos do que os observados para a abundância do oxigênio mas representam de maneira razoável a tendência do gradiente radiais de abundância, pelo

menos até a primeira quebra no gradiente.

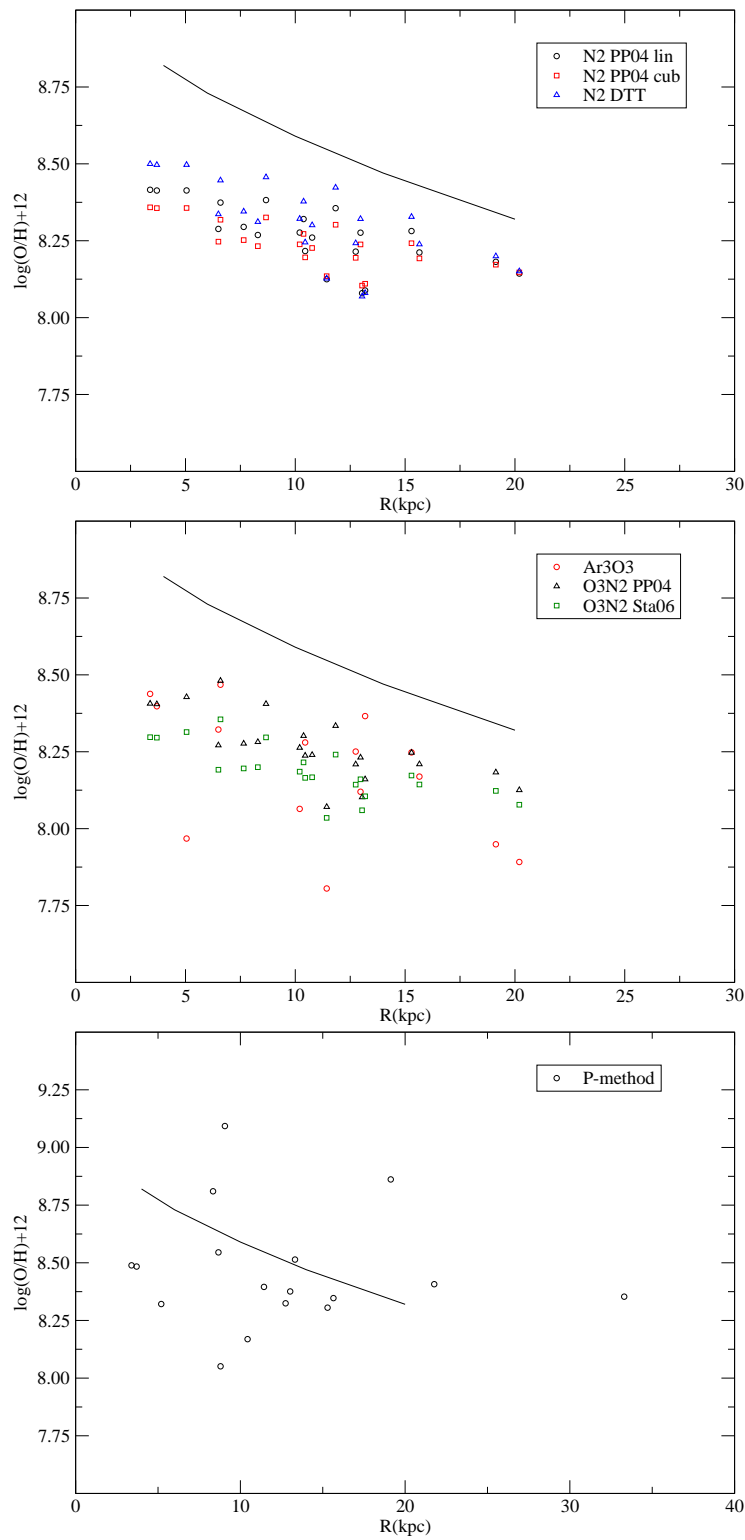


Figura B.1: Resultados preliminares para o gradiente radial de oxigênio para IC0167

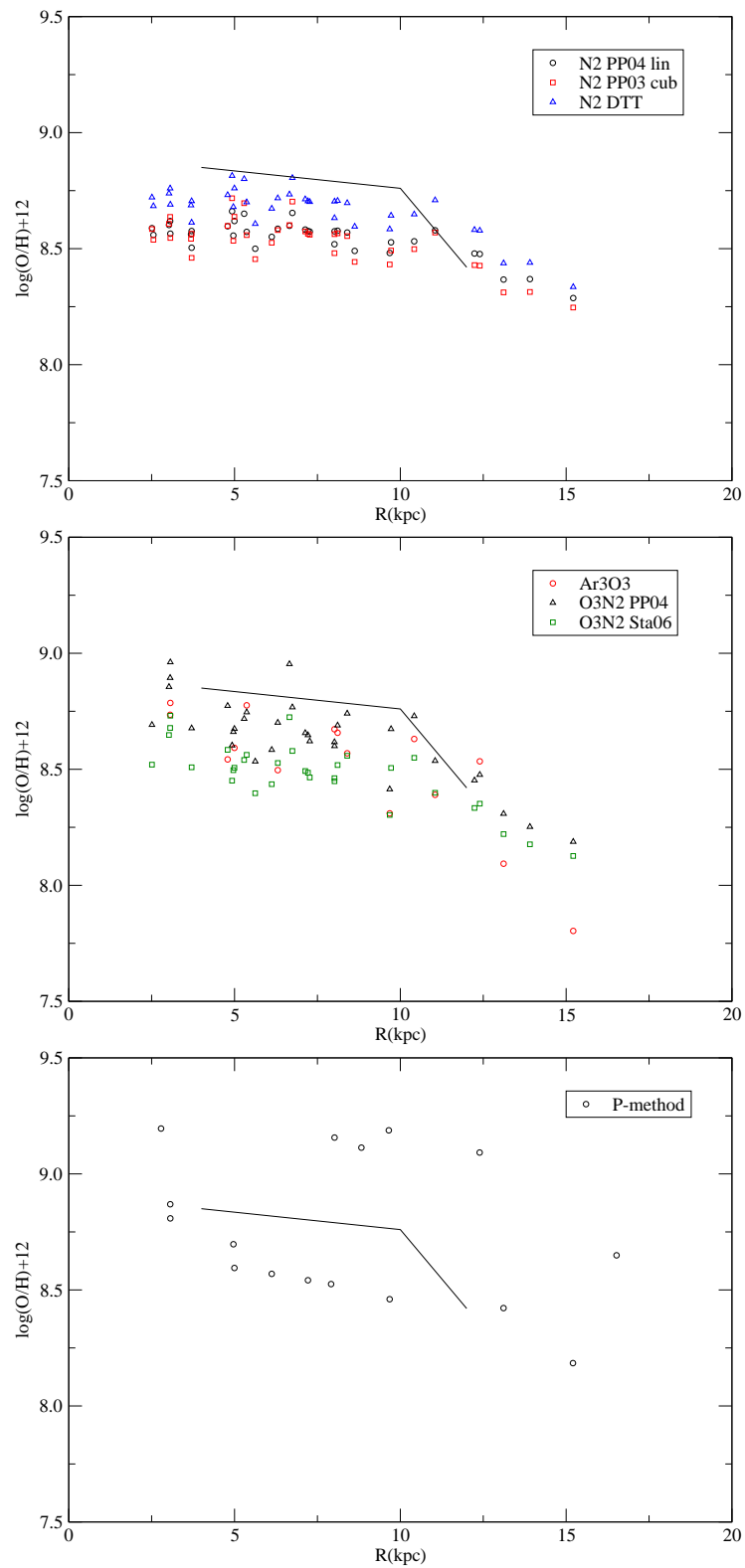


Figura B.2: Resultados preliminares para o gradiente radial de oxigênio para NGC1042



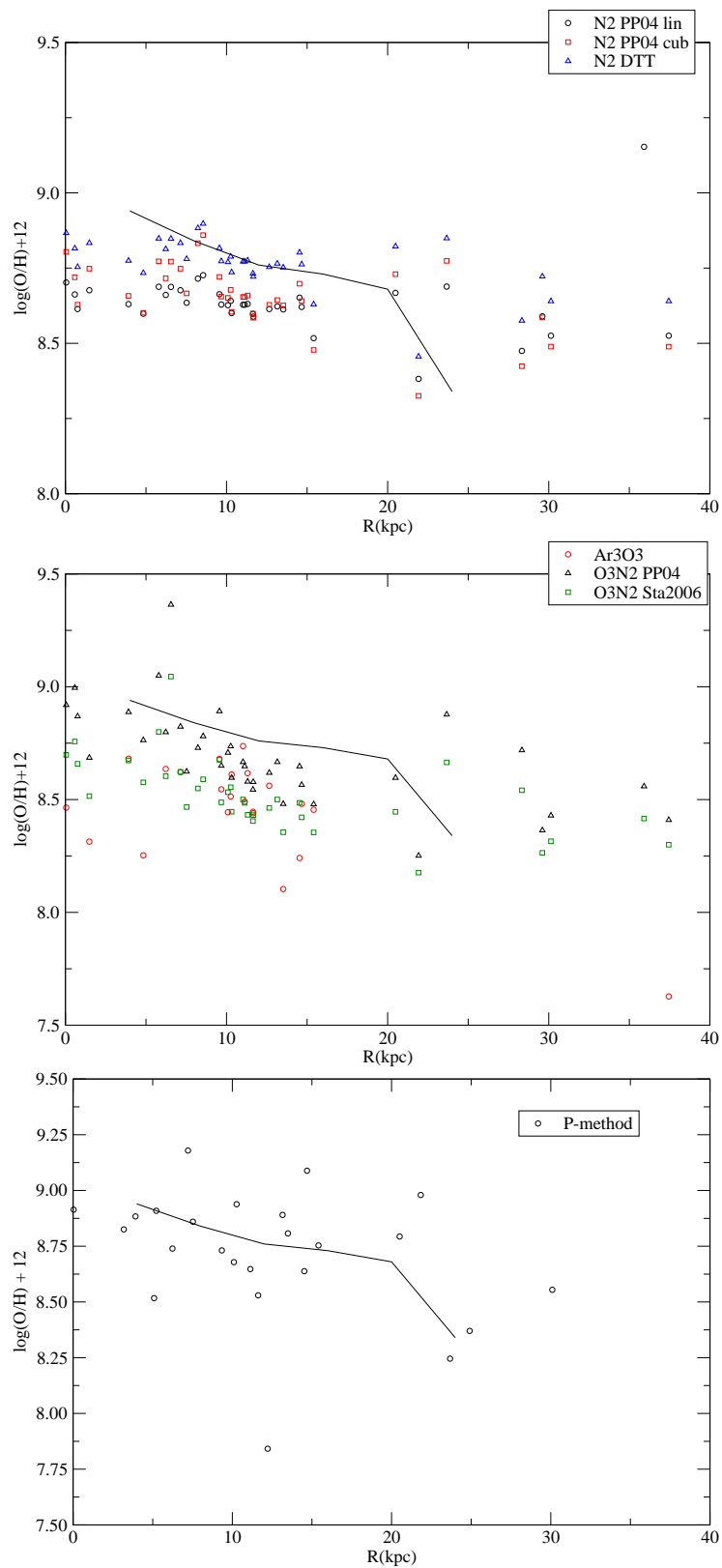


Figura B.3: Resultados preliminares para o gradiente radial de oxigênio para NGC6907

A tabela B.2 mostra os gradientes radiais de abundância do oxigênio obtidos nesta fase

inicial do estudo.

Tabela B.2 - Gradiente radial de abundância do oxigênio - Resultados preliminares para IC0167, NGC1042 and NGC6907

Galáxia	$d(O/H)/dR$ dex/kpc	intervalo kpc
IC0167	-0.031	4 - 20
NGC1042	-0.015	4 - 10
NGC1042	-0.046	4 - 12
NGC6907	-0.022	4 - 12
NGC6907	-0.016	4 - 20



Apêndice C

---

## Material Suplementar

Artigos

# Chemical evolution models for spiral disks: the Milky Way, M 31, and M 33

M. M. Marcon-Uchida<sup>1,2</sup>, F. Matteucci<sup>1,3</sup>, and R. D. D. Costa<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Dipartimento di Fisica, Sezione di Astronomia, Università di Trieste, via G.B. Tiepolo 11, 34131, Trieste, Italy  
e-mail: marcon@oats.inaf.it

<sup>2</sup> Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG), Universidade de São Paulo, Rua do Matão, 1226 Cidade Universitária, São Paulo - SP, 05508-900, Brazil

<sup>3</sup> INAF Osservatorio Astronomico di Trieste, via G.B. Tiepolo 11, 34131, Trieste, Italy

Received 21 December 2010 / Accepted 22 April 2010

## ABSTRACT

*Context.* The distribution of chemical abundances and their variation with time are important tools for understanding the chemical evolution of galaxies. In particular, the study of chemical evolution models can improve our understanding of the basic assumptions made when modelling our Galaxy and other spirals.

*Aims.* We test a standard chemical evolution model for spiral disks in the Local Universe and study the influence of a threshold gas density and different efficiencies in the star formation rate (SFR) law on radial gradients of abundance, gas, and SFR. The model is then applied to specific galaxies.

*Methods.* We adopt a one-infall chemical evolution model where the Galactic disk forms inside-out by means of infall of gas, and we test different thresholds and efficiencies in the SFR. The model is scaled to the disk properties of three Local Group galaxies (the Milky Way, M 31 and M 33) by varying its dependence on the star formation efficiency and the timescale for the infall of gas onto the disk.

*Results.* Using this simple model, we are able to reproduce most of the observed constraints available in the literature for the studied galaxies. The radial oxygen abundance gradients and their time evolution are studied in detail. The present day abundance gradients are more sensitive to the threshold than to other parameters, while their temporal evolutions are more dependent on the chosen SFR efficiency. A variable efficiency along the galaxy radius can reproduce the present day gas distribution in the disk of spirals with prominent arms. The steepness in the distribution of stellar surface density differs from massive to lower mass disks, owing to the different star formation histories.

*Conclusions.* The most massive disks seem to have evolved faster (i.e., with more efficient star formation) than the less massive ones, thus suggesting a downsizing in star formation for spirals. The threshold and the efficiency of star formation play a very important role in the chemical evolution of spiral disks. For instance, an efficiency varying with radius can be used to regulate the star formation. The oxygen abundance gradient can steepen or flatten in time depending on the choice of this parameter.

**Key words.** galaxies: abundances – galaxies: evolution – galaxies: spiral

## 1. Introduction

The study of the chemical evolution of nearby spiral galaxies is very important to improving our knowledge of the main ingredients used in chemical evolution models and testing the basic assumptions made in modelling our Galaxy. The other spiral members of the Local Group of galaxies M 31 and M 33 have been the target of many observational studies to investigate the chemical and dynamical properties of these neighbouring systems. New surveys (Braun et al. 2009; Magrini et al. 2007 2008) have contributed to the analysis of different stellar populations and provided more accurate data to constrain the chemical evolution models.

The disks of M 31 and M 33 have many similarities with the Milky Way disk but some observational constraints such as the present day gas distribution can only be explained by assuming different star formation histories for these galaxies. The SFR is one of the most important parameters regulating the chemical evolution of galaxies (Kennicutt 1998; Matteucci 2001; Boissier et al. 2003) together with the initial mass function (IMF).

The “inside-out” formation of the disk is an important mechanism for reproducing the radial abundance gradients (see Colavitti et al. 2008, for the most recent paper on the subject). A more rapid formation of the inner disk relative to the outer disk was originally proposed by Matteucci & François (1989) and supported in the following years by Boissier & Prantzos (1999) and Chiappini et al. (2001).

The chemical evolution of M 31 has already been compared with that of the Milky Way by Renda et al. (2005) and Yin et al. (2009). Renda et al. (2005) concluded that while the evolution of the MW and M 31 share similar properties, differences in the formation history of these two galaxies are required to explain the observations in detail. In particular, they found that the observed higher metallicity of the M 31 halo can be explained by either (i) a higher halo star formation efficiency; or (ii) a larger reservoir of infalling halo gas with a longer halo formation phase. These two different scenarios would lead to either (i) a higher [O/Fe] at low metallicities, or (ii) younger stellar populations in the M 31 halo, respectively. Both scenarios produce a more massive stellar halo in M 31, which suggests that there is a correlation between the halo metallicity and its stellar mass. Yin et al. (2009) con-

1 cluded that M 31 must have been more active in the past than  
 2 the Milky Way, despite its current SFR being lower than that  
 3 of the Milky Way, and that our Galaxy must be a rather quies-  
 4 cent galaxy, atypical of its class (see also Hammer et al. 2007).  
 5 They also concluded that the star formation efficiency in M 31  
 6 must have been higher by a factor of two than in the Galaxy.  
 7 However, by adopting the same SFR as in the Milky Way they  
 8 failed to reproduce the observed radial profile of both the star  
 9 formation and of the gas, and suggested that possible dynamical  
 10 interactions could explain these distributions.

11 Regarding M 33, some works (e.g. Magrini et al. 2007) com-  
 12 puted the chemical evolution of its disk reproducing the observa-  
 13 tional features by assuming a continuous almost constant infall  
 14 of gas. In addition, the authors also concluded that the metal-  
 15 licity of M 33’s disk had increased with time and that the radial  
 16 abundance gradient has a tendency to flatten during the galaxy  
 17 evolution.

18 In this work, we present a one-infall chemical evolution  
 19 model for the Galactic disk based on an updated version of the  
 20 Chiappini et al. (2001) model. This model can predict the evo-  
 21 lution of the abundances of 37 chemical elements from the light  
 22 to the heavy ones. We use this model to reproduce the chemical  
 23 evolution of the Milky Way disk and that of the two nearby spiral  
 24 galaxies (M 31 and M 33). To do that, we assume that the disk of  
 25 each galaxy formed by gas accretion and vary the star formation  
 26 efficiency as well as the gas accretion timescale. The similarities  
 27 and the differences between the chemical evolution of these ob-  
 28 jects and the Milky Way are discussed to provide a basis for the  
 29 understanding of the chemical evolution of disks.

30 The paper is organized as follows. In Sect. 2, we describe our  
 31 chemical evolution model and the assumptions made for each  
 32 galaxy. In Sect. 3, we present the results for the models and dis-  
 33 cuss these in detail in Sect. 4. Finally in Sect. 5 we summarize  
 34 our conclusions.

## 35 2. The chemical evolution model

36 To reproduce the chemical evolution of the thin-disk, we adopted  
 37 an updated one-infall version of the chemical evolution model  
 38 presented by Chiappini et al. (2001, hereafter CMR2001). In this  
 39 model, the galactic disk is divided into several concentric rings  
 40 that evolve independently without exchange of matter.

41 The disk is built up in the context of an “inside-out” sce-  
 42 nario, which is necessary to reproduce the radial abundance gra-  
 43 dients (Colavitti et al. 2008). The infall law for the thin disk is  
 44 defined as

$$45 \frac{d\Sigma_I(R, t)}{dt} = B(R)e^{-\frac{(t-t_{\max})}{\tau_D}}, \quad (1)$$

46 where  $\Sigma_I(R, t)$  is the gas surface density of the infall,  $t_{\max}$  is  
 47 the time of maximum gas accretion in the disk, set equal to 1 Gyr,  
 48 to be coincident with the end of halo/thick disk phase, and  $\tau_D$   
 49 is the timescale to the gas infall onto the thin disk. To recreate  
 50 an inside-out formation in the disk, the timescale for the mass  
 51 accretion is assumed to increase with the Galactic radius fol-  
 52 lowing a simple linear relation. In particular, we tested different  
 53 linear relations, as indicated in Table 1. The coefficient  $B(R)$   
 54 is determined by ensuring that the total mass surface density at the  
 55 present time in the disk is reproduced.

56 To make the program as simple and generalized as possible,  
 57 we used a SFR proportional to a Schmidt law

$$58 \Psi(r, t) \propto \nu \Sigma_{\text{gas}}^k(r, t), \quad (2)$$

**Table 1.** Coefficients for the timescale equation.

Reference	Angular coef.	Linear coef.
this work	0.75	1.08
CMR2001	1.03	-1.27
Carigi et al. (2008)	1.0	-2.0
Renda et al. (2005)	1.25	2.0
Boissier & Prantzos (1999)	0.86	0.14
Chang et al. (1999)	0.30	1.38

where  $\nu$  is the efficiency in the star formation process and the  
 surface gas density is represented by  $\Sigma_{\text{gas}}(r, t)$  while the expo-  
 nent  $k$  is equal to 1.5 (see Kennicutt 1998; and Chiappini et al.  
 1997). We also assumed a threshold in the surface gas density for  
 star formation. The existence of this threshold for the star forma-  
 tion in the disk of spiral galaxies remains a subject of discus-  
 sion. It has been proposed by many authors and was supported  
 first observationally by Kennicutt (1998), who noticed that be-  
 low a lower limit surface gas density the star formation is sup-  
 pressed. According to Colavitti et al. (2008), this lower limit to  
 the gas surface density imposed to regulate the star formation  
 is an important key to reproducing the slope of the abundance  
 gradients in the the outer disk of the Milky Way. In this model,  
 we adopted two values for the threshold in the star formation: 4  
 and  $7 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ . This is because the threshold is a very uncertain  
 quantity, which can vary from galaxy to galaxy and even inside  
 the same galaxy (Kennicutt 1989).

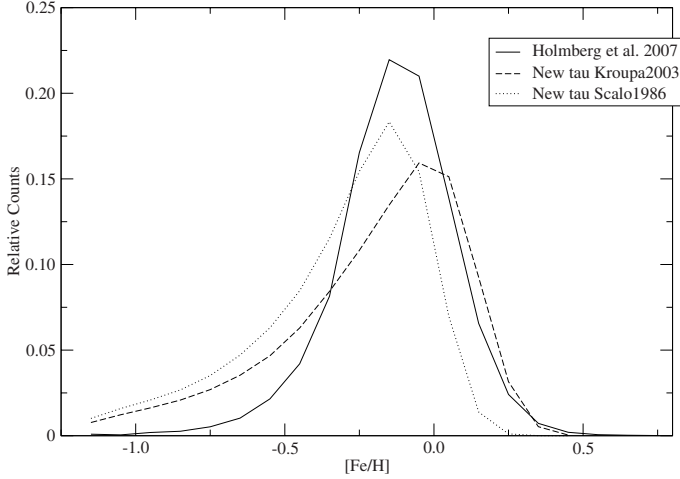
According to recent studies e.g. Romano et al. 2005, the  
 IMF and the stellar lifetimes are primarily responsible for un-  
 certainties in the chemical evolution models of the Milky Way. In  
 this work, we assumed that the IMF is constant in space and time  
 and adopted the prescription from Kroupa (1993), instead of the  
 two-slope approximation of Scalo (1986) used by CMR2001.  
 The total surface mass density distribution for the Galactic disk  
 was assumed to be exponential with scale length  $R_D = 3.5 \text{ kpc}$   
 normalized to  $\Sigma_D(R_{\odot}, t_{\text{Gal}}) = 54 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  (Romano et al. 2000)

$$59 \Sigma_D(R, t_{\text{Gal}}) = \Sigma_D(0, t_{\text{Gal}})e^{-R/R_D}. \quad (3)$$

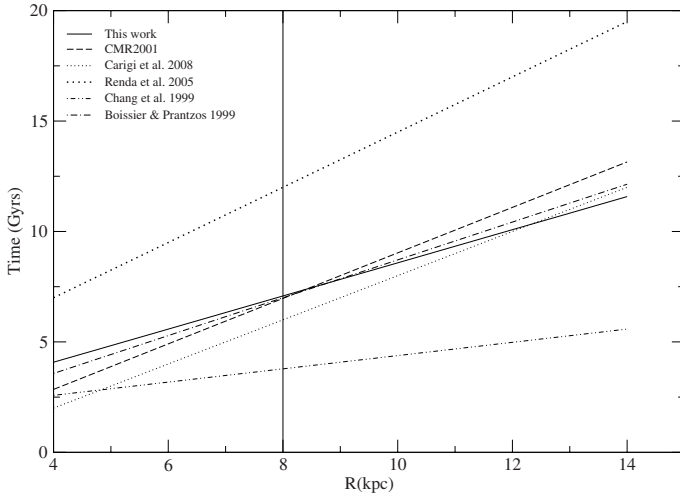
Apart from the IMF, this model differs from that of the  
 CMR2001 model in terms of: (1) the oxygen yields for massive  
 stars that are supposed to be metallicity-dependent and taken  
 from Woosley & Weaver (1995), as suggested in François et al.  
 (2004); (2) the stellar lifetimes of Schaller et al. (1992) instead  
 of the Maeder & Meynet (1989); and (3) the solar abundances  
 are those from Asplund et al. (2009).

### 60 2.1. The Milky Way

We computed the model for the Milky Way several times with  
 star formation efficiency of  $1 \text{ Gyr}^{-1}$  and different timescales for  
 the gas infall onto the disk ( $\tau$ ). Table 1 shows the coefficients for  
 the linear equations adopted for  $\tau(R)$ . Figure 1 illustrates the pre-  
 dictions for the dwarf metallicity distribution in the solar neigh-  
 bourhood (Scalo 1986, represented as a dotted line and Kroupa  
 et al. 1993, represented as a dashed line) and the observed cor-  
 rected values from the Geneva-Copenhagen Survey (GCS) as  
 presented in Holmberg et al. (2007). The model predictions us-  
 ing the IMF of Kroupa (1993) provide a closer fit to the wings  
 of the dwarf distribution, especially for higher metallicities and  
 produce fewer metal-poor stars, reducing the well-known “G-  
 dwarf” problem.



**Fig. 1.** Distribution of dwarf stars in the solar vicinity obtained by using different IMFs. Scalo (1986, dotted line) and Kroupa et al. (1993, dashed line) compared to the observational data of Holmberg et al. (2007, solid line). The label “New tau” indicates that we have used the  $\tau(R)$  law of this paper shown in Table 1.



**Fig. 2.** Different time scales for infalling gas along the disk tested in this work. Solid line for this work, dashed line for CMR2001, dotted line for Carigi et al. (2008), dot-dashed for Boissier & Prantzos (1999), filled circles for Renda et al. (2005), and dot-dot-dashed lines for Chang et al. (1999).

In Fig. 2, we show the different gas infall laws tested in this work and taken from the literature; the vertical line marks the radius corresponding to the solar vicinity at 8 kpc. Comparing the results of the dwarf metallicity distributions (Fig. 3) obtained with the different  $\tau(R)$ , we note that the timescale for the infalling gas affects the total number of dwarf stars produced by each model. The law presented by Renda et al. (2005) reproduces more closely the fraction of stars observed in the GCS of the solar neighbourhood, but the timescale for the solar radius that they adopted (see Fig. 2), around 12 Gyr, is unrealistic. In this work, the timescale for the infalling gas, was derived based on the distribution of dwarf stars in the solar neighbourhood, from which we know that it should be about 7 to 8 Gyr assuming that the outermost regions of the Galaxy are still forming now. This particular form of the  $\tau(R)$  also can fit the abundance, gas and SFR gradients, as we will show in the following sections.

On the other hand, the position of the peak and its wings are more important constraints, since owing to observational diffi-

culties we have problems defining the completeness of the survey (Holmberg et al. 2007). Focusing on these quantities, one can note that time scales given by CMR2001 and this work closely reproduce the position of the peak in the observed distribution as well as the high metallicity wing, whereas at the low metallicity side the number of stars is slightly overestimated, although this effect disappears if we consider other distributions (Fig. 3, right panel). Schönrich & Binney (2009) also reproduced the  $[\text{Fe}/\text{H}]$  distribution in the solar neighbourhood by means of a chemo-dynamical model suggesting that the G-dwarf distribution can be explained well by stellar migration, without considering inside-out formation. However, the churning and blurring mechanisms invoked there imply a gas transfer that results in a similar effect.

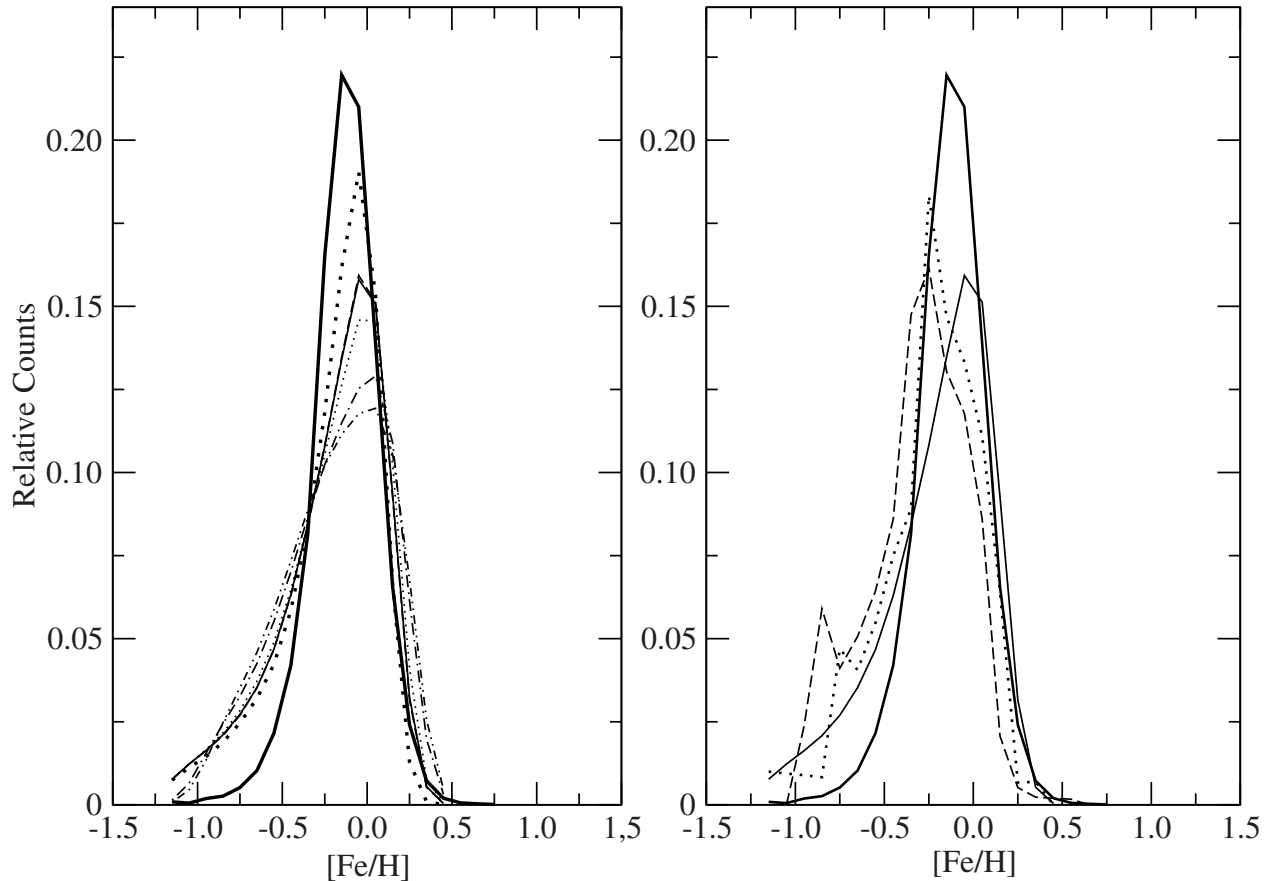
After setting the ideal value for the time scale of the infalling gas ( $\tau = 0.75R + 1.08$ ), a test was performed assuming a variable star formation efficiency along the galactic disk. An efficiency that decreases with galactic radius was adopted until it reached the lower limit of  $0.5 \text{ Gyr}^{-1}$  at 12 kpc. This value is similar to that adopted in successful models of dwarf irregular and spheroidal galaxies (see Lanfranchi & Matteucci 2003). To test our assumption of a variable  $\nu$ , we show in Fig. 4 a plot of the empirical  $\nu = \frac{\text{SFR}}{\Sigma_{\text{gas}}}$ , obtained by adopting the observed SFR and  $\Sigma_{\text{gas}}$  for the three galaxies. As one can see, for all the galaxies the “observed efficiency” shows a decreasing profile compatible with the trend used in our models.

## 2.2. M31

M31 is a nearby spiral galaxy around two times more massive and 2.4 times larger than the Milky Way (Yin et al. 2009). It is of an earlier type than the Milky Way possessing a larger bulge.

To reproduce the chemical evolution of M31, we adopted the same model used for the Milky Way with the following modifications:

- (i) *Surface mass density distribution*: assumed to be exponential with the scale-length radius  $R_D = 5.4 \text{ kpc}$  and central surface density  $\Sigma_0 = 460 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ , as suggested by Geehan et al. (2006).
  - (ii) *Time scale for the infalling gas*:  $\tau(R) = 0.62R + 1.62$ . This relation was based the assumption that at the galactocentric distance equivalent to the solar radius (the  $R$  corresponding to the  $R_{\odot}$  calculated on the basis of the  $R/R_D$  ratio), M31 should have a timescale for the infall of gas similar to that of the solar vicinity. In addition, the outermost part of the optical disk continues to accrete gas.
  - (iii) *Star formation efficiency*: the M31 present-day gas profile in the disk exhibits a different trend relative to the Milky Way. It increases with galactic radius and, after reaching a peak (at around 12 kpc) decreases steeply towards the center, thus suggesting a different scenario, from that of the Milky Way, for the star formation history of this galaxy. This trend is the signature of a very prominent spiral arm detectable in M31 thanks to its relatively high inclination angle, which allows us to measure the column density of the hydrogen distribution.
- To reproduce the gas distribution we adopted three different star formation efficiencies. In model M31-A1 we assumed  $\nu = 1 \text{ Gyr}^{-1}$  (same as the Milky Way), in model M31-A2 it was set to be equal to  $2 \text{ Gyr}^{-1}$ , whereas in model M31-B it was assumed to be a function of the galaxy radius  $\nu(R) = 24/R - 1.5$ , until it reached a minimum value of  $0.5 \text{ Gyr}^{-1}$  and was then assumed to be constant.



**Fig. 3.** Predicted dwarf stellar metallicity distributions for the Milky Way. *Left panel* shows different distributions estimated with the various  $\tau$ . Solid line for this work, dashed line for CMR2001, dotted line for Carigi et al. (2008), dot-dashed for Boissier & Prantzos (1999), filled circles for Renda et al. (2005), and dot-dot-dashed lines for Chang et al. (1999). *Right panel* shows a comparison between our model (labelled this work in Table 1) and other dwarf distributions: solid thin line is the model prediction, solid thick line represents Holmberg et al. (2007) distribution while the dotted one and the dashed line are the distributions of Kotoneva (2002) and Rocha-Pinto & Maciel (1996), respectively.

- 1 (iv) *Threshold in the star formation:* we adopted a threshold in  
 2 gas density of  $5 M_{\odot}/\text{pc}^2$ , as suggested by Braun et al. (2009).  
 3 (v) *Exponent in the star formation law:* for this galaxy, we also  
 4 tested a model with a different exponent  $k$  in the Schmidt  
 5 law, using the lower limit given by Kennicutt et al. (1998),  
 6  $k = 1.25$  (this model is indicated by M 31-Bk1.25).

- (iv) *Threshold in the star formation:*  $2 M_{\odot}/\text{pc}^2$ . We adopted a  
 lower value for the threshold because of its diverse environ-  
 mental conditions as a consequence of its lower mass.

### 7 2.3. M33

8 M 33 or Triangulum Galaxy (NGC598) is a low-density late-type  
 9 galaxy of the Local Group and exhibits no notable signatures of a  
 10 bar or recent mergers. To model the chemical evolution of M 33  
 11 we adopted the following parameters:

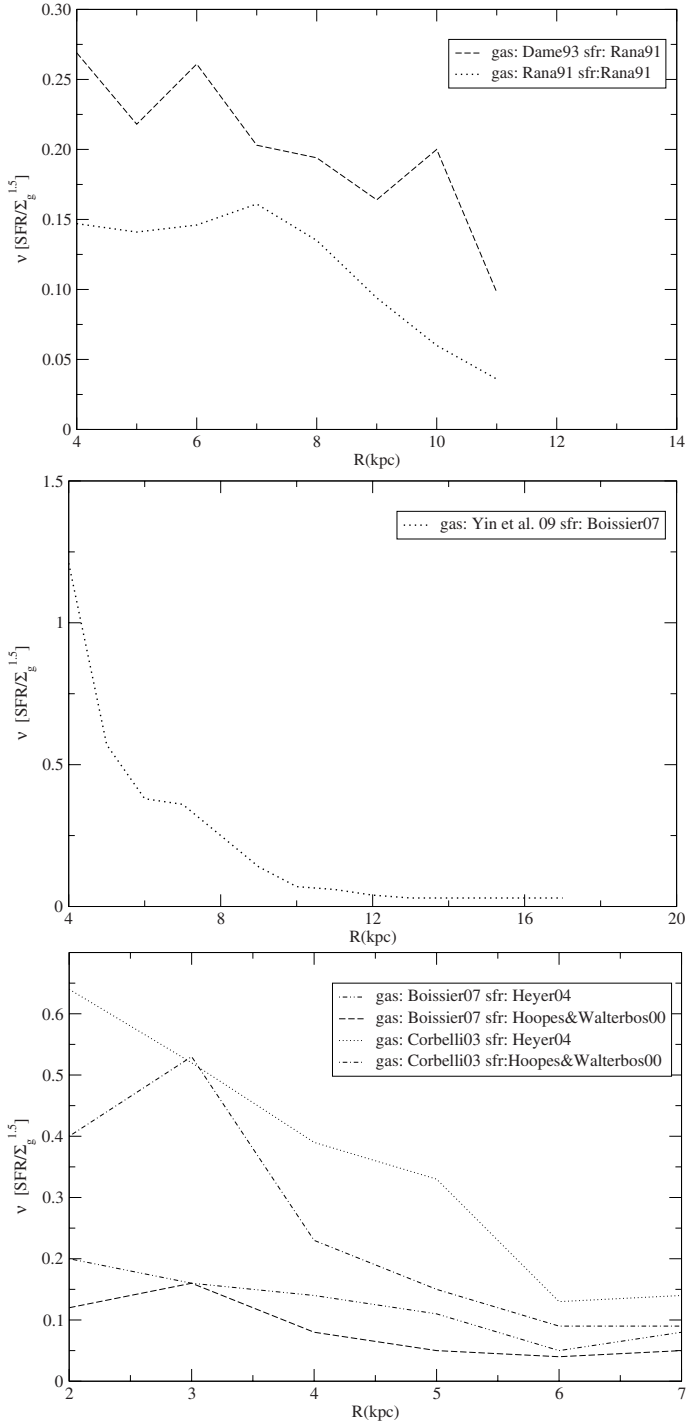
- 12 (i) *Surface mass density distribution:* assumed to be exponential  
 13 with the scale-length radius  $R_D = 2.2$  kpc (Corbelli 2003)  
 14 and central surface density  $\Sigma_0 = 230 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ .  
 15 (ii) *Time scale for the infalling gas:* set in the same way as M 31,  
 16 as explained in Sect. 2.2, with  $\tau(R) = 0.85R + 4.54$ .  
 17 (iii) *Star formation efficiency:* for this galaxy, we also used three  
 18 different models. Two of them had constant efficiency equal  
 19 to  $\nu = 0.5 \text{ Gyr}^{-1}$  and  $\nu = 0.1 \text{ Gyr}^{-1}$  and another one with a  
 20 efficiency that decreases with the radius:  $\nu(R) = 1/R$ , in this  
 21 case we did not adopt a minimum value for the star formation  
 22 efficiency because of the low density profile of this galaxy.

### 26 3. Results

27 To reproduce the observational chemical constraints of the spiral  
 28 disks of three Local Group galaxies (MW, M 31, and M 33) and  
 29 to study the common features in the evolution of these systems,  
 30 we computed several models by varying the three parameters  
 31 shown in Table 2 ( $\nu$ ,  $\tau$  and the threshold).

32 In the following sections, we compare our results for the ra-  
 33 dial gradients of oxygen abundance, present-day gas and stel-  
 34 lar density distribution and SFR for all three galaxies. In each  
 35 case a comparison between the disks is made using the normal-  
 36 ized radius  $R/R_D$ . In Figs. 5, 7, and 8, solid and dotted lines  
 37 represent the models with constant star formation efficiency  $\nu$ ,  
 38 namely MW-A1, MW-A2 M 31-A1, M 31-A2, M 33-A05, and  
 39 M 33-A01. Dashed lines represent the models in which the effi-  
 40 ciency is a function of the galactic radius,  $\nu(R)$ , models: MW-B,  
 41 M 31-B, M 31-Bk1.25 (dot-dashed), and M 33-B (see Table 2 for  
 42 details). In the bottom right panel of those figures, we present  
 43 the comparison between the variable star formation efficiency mod-  
 44 els for each galaxy, where the solid line represents the Milky  
 45 Way, while dashed and dotted lines represent M 31 and M 33,  
 46 respectively.





**Fig. 4.** Estimate of the present-day star formation efficiency using the observed gas surface density and star formation rate. *The first panel* shows the values for the MW (we used two different gas distributions and the SFR of Rana 1991), *second panel* is for M31 (using the gas distribution of Yin et al. 2009; and the SFR of Boissier et al. 2007), while *the last one* shows the M33 values (using the gas distributions of Corbelli et al. 2003; and Boissier et al. 2007; and the SFR of Heyer et al. 2004; and Hoopes & Walterbos 2000).

**Table 2.** Models parameters.

Model	$\tau$ Gyr	$\nu$ Gyr <sup>-1</sup>	Thres. $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$	Line type
MW-A1	$0.75R + 1.08$	1.0	7	solid
MW-A2	$0.75R + 1.08$	1.0	4	dots
MW-B	$0.75R + 1.08$	$11/R - 0.4$	4	dashed
M31-A1	$0.62R + 1.62$	1.0	5	solid
M31-A2	$0.62R + 1.62$	2.0	5	dots
M31-B	$0.62R + 1.62$	$24/R - 1.5$	5	dashed
M31-Bk1.25*	$0.62R + 1.62$	$24/R - 1.5$	5	dot-dashed
M33-A05	$0.85R + 4.54$	0.5	2	solid
M33-A01	$0.85R + 4.54$	0.1	2	dots
M33-B	$0.85R + 4.54$	1/R	2	dashed

**Notes.** \* For M31, we tested a model with a different exponent for the gas density in the SFR ( $k = 1.25$ ), using the lower value proposed by Kennicutt (1998)  $1.4 \pm 0.15$ .

**Table 3.** Current values for the oxygen abundance gradient from the models for the galaxies in study

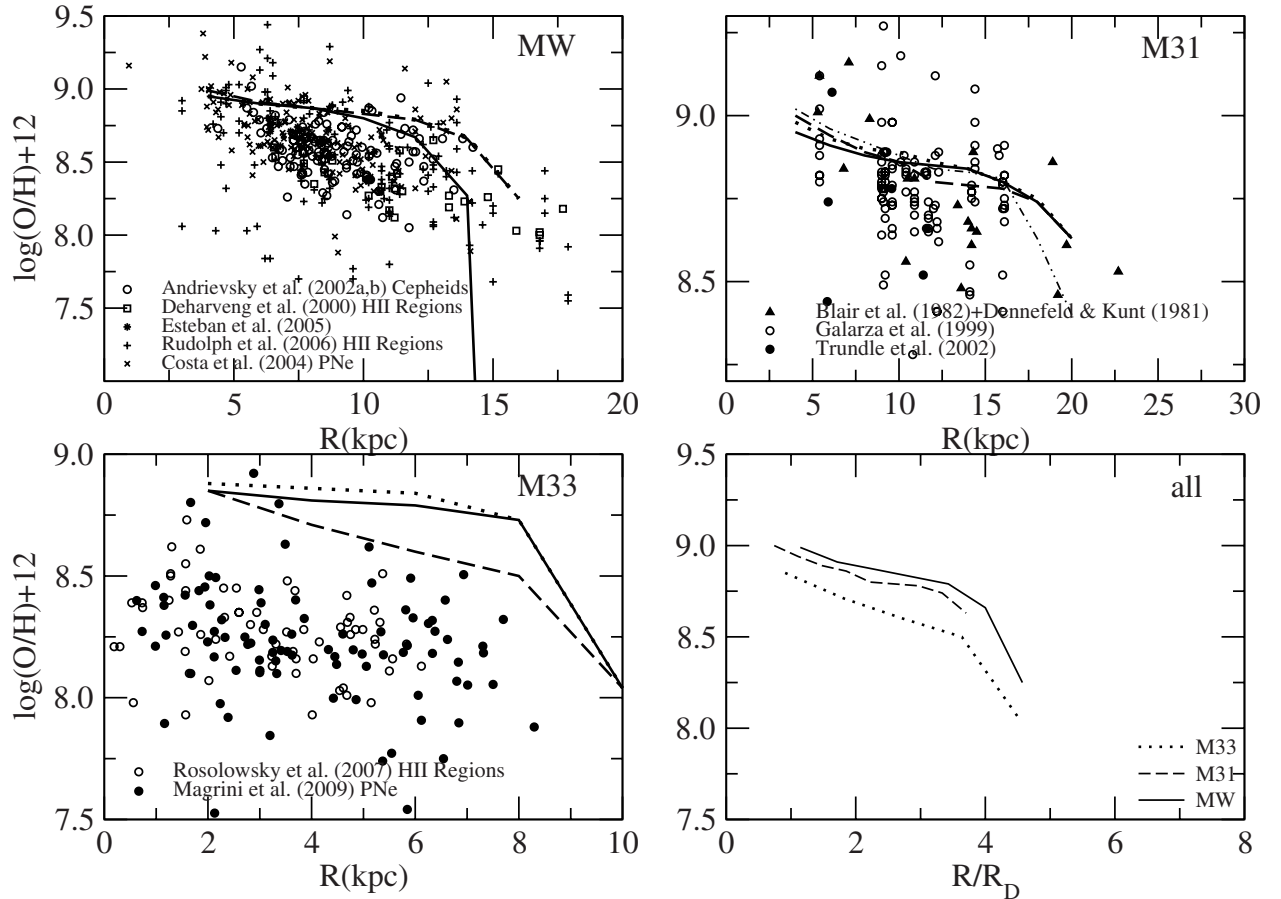
Milky Way			
Disk range kpc	MW-A1 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	MW-A2 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	MW-B $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$
4 to 14	-0.059	-0.025	-0.029
4 to 12	-0.033	-0.019	-0.024
4 to 10	-0.024	-0.017	-0.026
6 to 12	-0.073	-0.027	-0.029
M31			
Disk range dex/kpc	M31-A1 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	M31-A2 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	M31-B ( $k = 1.25$ ) $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc
4 to 20	-0.016	-0.018	0.020 (-0.031)
4 to 18	-0.013	-0.015	-0.018 (-0.023)
4 to 16	-0.011	-0.014	-0.019 (-0.017)
4 to 14	-0.011	-0.013	-0.021 (-0.019)
6 to 16	-0.010	-0.012	-0.017 (-0.015)
M33			
Disk range kpc	M33-A05 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	M33-A01 $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	M33-B $\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc
2 to 6	-0.015	-0.015	-0.063
Observed Values			
Galaxy	$\Delta(\text{O}/\text{H})/\Delta R$ dex/kpc	References*	
MW	-0.040 to -0.060	1, 2	
M31	-0.013 to -0.027	3	
M33	-0.012 to -0.054	4, 5, 6	

**References.** (1) Deharveng et al. (2000); (2) Rudolph et al. (2006); (3) Trundle et al. (2002); (4) Crockett et al. (2006); (5) Magrini et al. (2007); (6) Rosolowsky et al. (2008).

In Fig. 5, we show the results for the oxygen abundance gradient for the Milky Way (left upper panel), M31 (right upper panel), and M33 (left lower panel) with a compilation of observational data and a comparative plot between the predictions for the galaxies (right lower panel). The abundance results are slightly shifted for the MW and overestimated for M33, but the predicted slopes of the gradients are in agreement with the observational data. The threshold effect can be interpreted in terms of the breaks in the gradients being more significant for the MW and M33 than for M31 (except when  $k = 1.25$ ) because M31 has a more massive disk. Table 3 shows the present-day values

### 3.1. Oxygen abundance gradient

The effect of the variable efficiency in the SFR can also be noted in our models. As expected, when comparing models with the same threshold we can see that those for which  $\nu(R)$  exhibit a steeper gradient than the models with constant efficiency.



**Fig. 5.** Radial oxygen abundance gradient for the three galaxies in the sample. Milky Way data: HII regions from Deharveng et al. (2000), Esteban et al. (2005), Rudolph et al. (2006), Cepheids from Andrievsky et al. (2002a,b), and planetary nebulae from Costa et al. (2004). *The right upper panels* shows HII regions observed in M 31, data from: Galarza et al. (1999), Trundle et al. (2002), Blair et al. (1982) and Dennefeld & Kuntz (1981). For M 33 (*left lower panel*), the observed data are HII Regions from Rosolowsky et al. (2007) and type I Planetary Nebulae from Magrini et al. (2009). In these figures, solid lines are for MW-A1, M 31-A1 and M 33-A05 and dotted lines represent the models MW-A2, M 31-A2, and M 33-A01 while dashed lines show the results of the models Mw-B, M 31-B (dot-dashed for M 31-Bk1.25), and M 33-B (see Table 2 for details). *The lower right panel* shows the model prediction with variable  $\nu$  for all galaxies using the normalised radius (solid line represents the MW, dashed M 31, and dotted M 33).

1 of the radial abundance gradient of the oxygen in different galac-  
 2 tocentric distance ranges as predicted by our models, compared  
 3 with the observed values for the three galaxies. The predictions  
 4 of all our models are in very good agreement with observational  
 5 data and the effect of different thresholds can be seen in the re-  
 6 sults of the Milky Way models with constant efficiency in the  
 7 SFR. Model MW-A1 (threshold of  $7 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ) has much steeper  
 8 gradients than the values predicted by MW-A2 (threshold equal  
 9 to  $4 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ), which is a consequence of the suppression of the  
 10 star formation.

11 Figure 6 shows the evolution of the oxygen abundance gradi-  
 12 ent with time. Models are the same as those presented in Table 2.

13 It is not easy to establish wether the radial abundance gra-  
 14 dient tends to flatten or steepen with time: the models predict  
 15 either flattening or steepening of the gradient depending on the  
 16 adopted SFR along the disk. As one can see, for  $\nu(R)$  all models  
 17 predict a gradient that flattens with time. Gradients that flatten  
 18 with time with a decreasing flattening rate in the past few Gyrs  
 19 are supported by models such as those proposed by Hou et al.  
 20 (2000), Mollà & Diaz (2005), and Magrini et al. (2009), while  
 21 models proposed by Tosi (1988) and CMD2001 predict a steepen-  
 22 ing of the gradients in time. Observational results by Maciel  
 23 et al. (2003) support the flattening with time of the oxygen abun-

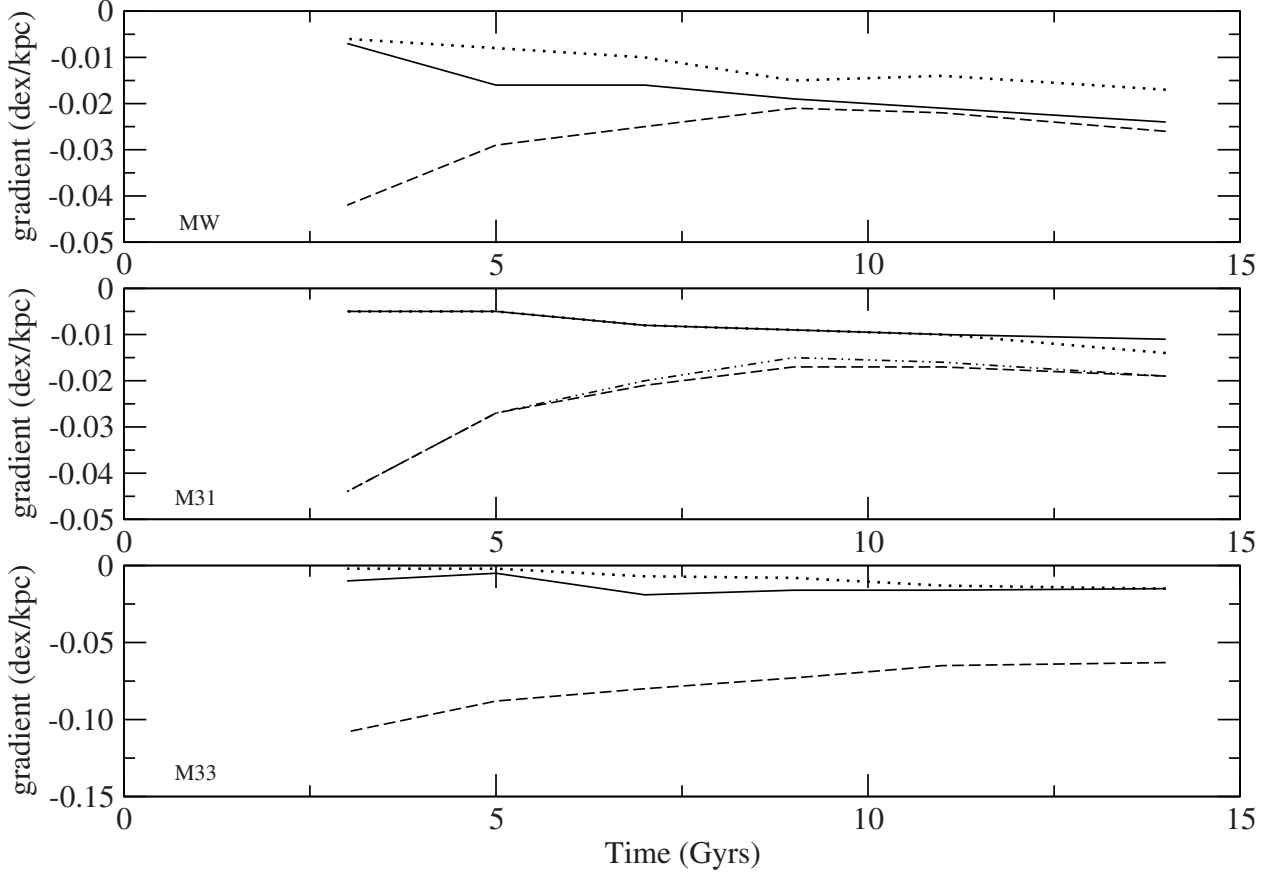
dance gradient in the Milky Way, while Magrini et al. (2009) also  
 24 noted a flattening of the oxygen gradient in their sample of M 33  
 25 planetary nebulae.  
 26

### 3.2. Gas and stellar surface-density distribution

27  
 28 Figure 7 shows the present-day gas surface-density distribution  
 29 for the galaxies studied here. For the Milky Way, we note that the  
 30 model MW-B describes the most closely the present gas surface  
 31 density of the disk with a smoother distribution while MW-A1  
 32 and MW-A2 exhibit notable breaks in the profile (probably asso-  
 33 ciated with the constant efficiency in the SFR).

34 For M 31, the models with constant star formation efficien-  
 35 cies can reproduce an exponential profile but fail to explain the  
 36 peak located at about a distance of 12 kpc from the galaxy center.  
 37 The models with variable efficiency (M 31-B and M 31-Bk1.25)  
 38 can reproduce this peak as shown in Fig. 7. Both models for  
 39 M 33 are capable of explaining the present day-gas distribution  
 40 of Boissier et al. (2007) for  $R > 4$  kpc, but overestimate the gas  
 41 surface density in the inner regions.

42 In Fig. 9, we show the predicted stellar density distribu-  
 43 tions along the three disks. The Milky Way models are in good  
 44 agreement with the observed values (shaded area). All this area



**Fig. 6.** Time evolution of the slope of the radial abundance gradient of oxygen for all models. *The first panel* shows the results for the Milky Way (solid line for Mw-A1, dotted line for MW-A2, and dashed line for MW-B), while *the middle panel* is for M 31 (solid line for M 31-A1, dotted line for M 31-A2, dashed line for M 31-B, and dot-dashed line for M 31-Bk1.25) and *the last panel* shows the predictions for M 33 (solid line for M 33-A05, dotted line for M 33-A01, and dashed line for M 33-B). See Table 2 for more details.

1 was obtained by assuming an exponential distribution (see also  
2 CMR2001), and using a scale-length radius  $R_{\text{Dstars}}$  equal to  
3 2.5 kpc (Freudenreich 1998), and a stellar density for the solar  
4 annulus equal to  $35 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$  (Gilmore et al. 1998), to scale the  
5 distribution to the observed values. The predictions for the stellar  
6 density profile of M 31 show a shallower distribution, whereas  
7 for M 33 our models predict a steeper distribution (even without  
8 taking into account the inner part of the M 33 disk, whose stellar  
9 density is also overestimated as a consequence of the gas profile  
10 – see Fig. 7).

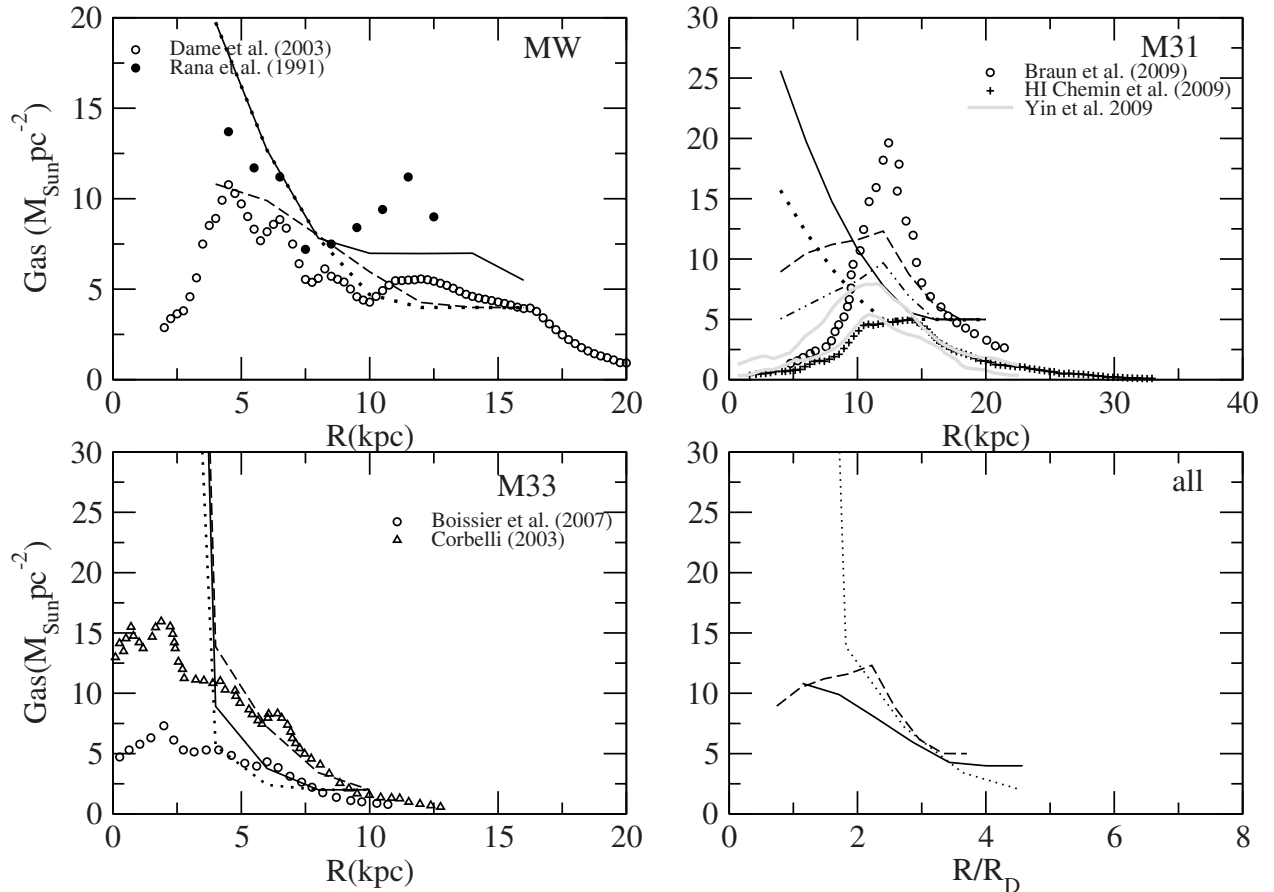
### 11 3.3. SFR

12 In Fig. 8, we compare the predicted SFR distributions of the  
13 three disks compared to observational data. All the models can  
14 reproduce the observational trends and the differences between  
15 the different model predictions for each galaxy is very small.  
16 For the MW, the models differ from the data only in the outer  
17 regions where the threshold in the star formation, i.e., that of the  
18 model MW-A1 (with the highest threshold density value) exhib-  
19 its a steeper profile. The predictions for M 31 are of a higher  
20 SF than the observed data, which could be related to the the lim-  
21 itations of the method used to estimate the SFR in M 31 (both  
22 uncertainties in the adopted IMF and the assumed metallicity in  
23 the conversion factors from the UV to the star formation rate val-  
24 ues). The models M 33-A05 and M 33-B predict similar values  
25 of the star formation rate, which are in very good agreement with  
26 the observational data (except for the innermost region).

### 3.4. Deuterium abundances

Figure 10 shows the deuterium radial abundance gradient for the  
three galaxies studied in this work. Previous studies have already  
shown that the abundance of D/H in the disk of the MW should  
increase with radius (e.g., Prantzos 1996; Romano et al. 2006),  
but this is the first time that this gradient has been computed  
for external galaxies. One can note that the deuterium gradient  
exhibits the opposite behaviour to the oxygen distribution with  
galactic radius, reflecting that D is destroyed only during galactic  
evolution. We show this diagram just as a prediction, since there  
are no data for M 31 or M 33, and for the MW there are data only  
for the local ISM.

In particular, the measures of the local abundance of D has a  
large spread, which is indicative of different values along differ-  
ent lines of sight. The most plausible interpretation of this is that  
D can condense onto carbon grains and PAH molecules, thus be-  
ing removed from the ISM (Linsky et al. 2006, and references  
therein). Moreover, another problem is that the highest D abun-  
dance measured locally is higher than expected by chemical evo-  
lution models, thus implying an astration factor of  $1.12 \pm 0.13$   
(Savage et al. 2007), while our model, for example, predicts a  
factor of  $\sim 1.5$  (we assume a primordial  $(\text{D}/\text{H})_{\text{p}} = 2.5 \times 10^{-5}$   
in number, as suggested by WMAP). Some additional informa-  
tion about the primordial D/H abundance comes from the mea-  
surements in QSO absorbers, which provide a lower limit to the  
primordial D/H abundance. These systems, in fact, are found at  
high redshift  $z > 2$  and their metallicity is low, thus their D/H,



**Fig. 7.** Present-day radial gas distribution. Milky Way data: Rana (1991) and Dame et al. (1993). M31: solid circles represents the total gas data from Braun et al. (2009) and crosses represents HI data from Chemin et al. (2009). M33: data from Boissier et al. (2007) and Verley et al. (2008). In these figures, solid lines are for MW-A1, M31-A1, and M33-A05 and dotted lines represent the models MW-A2, M31-A2, and M33-A01, while dashed lines show the results of the models Mw-B, M31-B, and M33-B (see Table 2 for details). *The lower right panel* shows the model prediction with variable  $\nu$  for all galaxies using the normalised radius (solid line represents the MW, dotted M33, and dashed M31).

1 which is only destroyed during galactic evolution, is likely to  
 2 be close to the primordial value. Pettini et al. (2008), in par-  
 3 ticular, analysed several QSO absorbers, the most distant being  
 4 at  $z = 2.61843$  and having an oxygen abundance  $\sim 1/250 O_{\odot}$ ,  
 5 and concluded that the estimated average primordial  $D$  value is  
 6  $\log\langle(D/H)\rangle_p = -4.55 \pm 0.03$ , which is very close to the value  
 7 determined by WMAP. It is difficult to reconcile the presently  
 8 most popular chemical evolution models with this low  $D$  astration.  
 9 Since  $D$  is only destroyed during galactic chemical evolution,  
 10 an infall of gas with primordial chemical composition could  
 11 increase the  $D$  abundance. However, our model already repro-  
 12 duces the G-dwarf metallicity distribution by assuming infall of  
 13 gas of almost primordial chemical composition. In this context,  
 14 we only wish to demonstrate show how different star formation  
 15 histories in different galaxies produce different  $D$  gradients along  
 16 the disk. The  $D$  astration factor predicted for M33 is 1.2 and for  
 17 M31 is 1.6, reflecting the lower and higher SFR of these two  
 18 galaxies, respectively, relative to the MW.

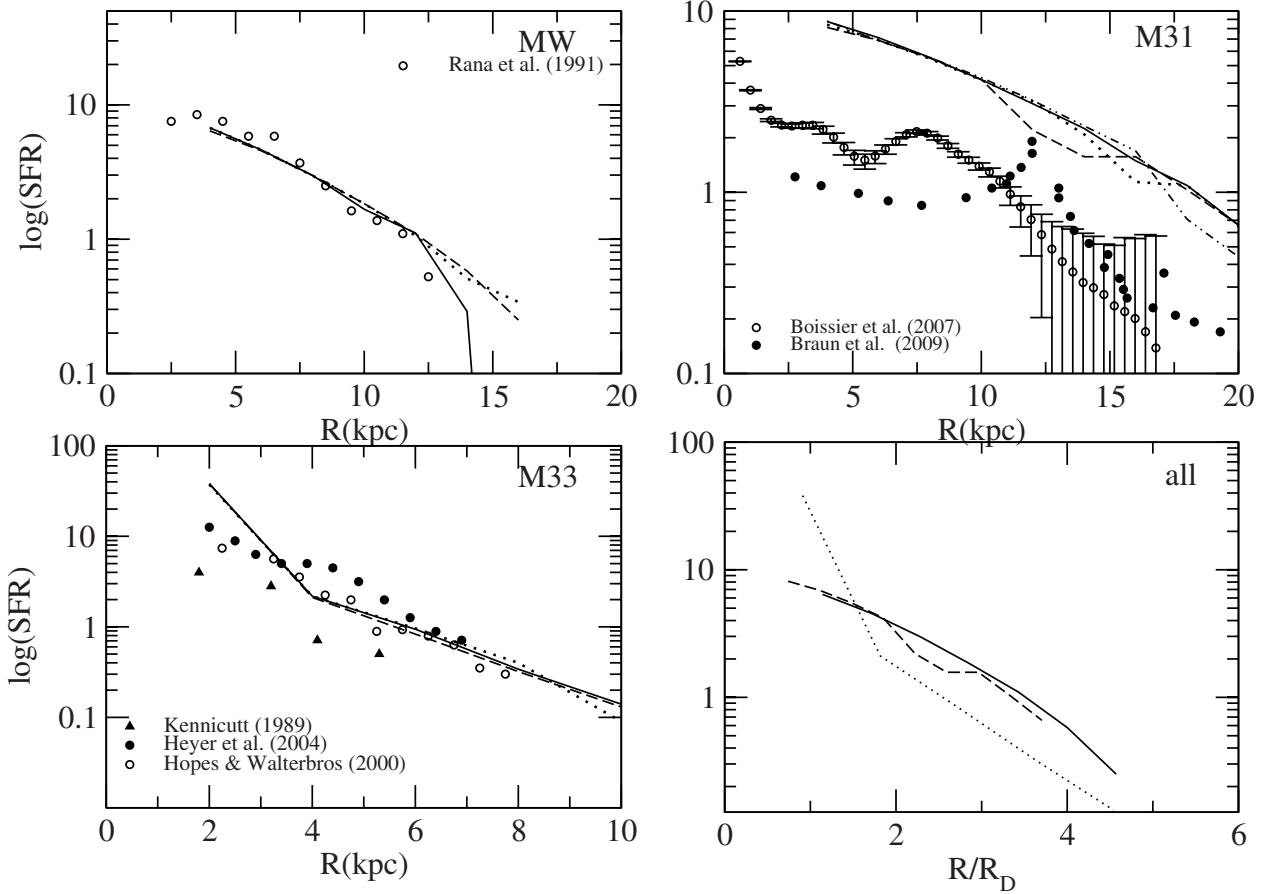
#### 19 4. Discussion

20 We have used a one-infall generalised model to reproduce the  
 21 chemical evolution of the disks of spiral galaxies in the Local  
 22 Group. We have focused this study on the effects of different  
 23 star formation efficiencies ( $\nu$ ), in the chemical evolution of disks.  
 24 The main differences between models of different galaxies are

in terms of the efficiency of star formation and the timescales of  
 disk formation at different radii (inside-out process).

The effect star formation threshold effect on the radial oxy-  
 gen is more visible for the Milky Way and M33 than for M31  
 (except for  $k = 1.25$ ). This is compatible with the scenario pro-  
 posed by Pohlen et al. (2004), who suggest that the star for-  
 mation threshold can produce a truncation in the observed stel-  
 lar luminosity profile of spiral disks and that low-mass galaxies  
 should have smaller values for the truncation radius than more  
 massive ones.

The present-day chemical abundance gradients for oxygen,  
 predicted by the models, are in close agreement with observa-  
 tional data and can assume different values depending on the  
 star formation efficiency and threshold in the surface gas den-  
 sity used in the models. The time evolution of the gradients also  
 reflects this trend as the results show that it can steepen or flat-  
 ten in time depending on the adopted value of  $\nu$ . For the Milky  
 Way, models MW-A1 and MW-A2 have an oxygen gradient that  
 steepens in time as in CMR2001: this agreement was expected  
 since this study is based on an updated version of that model.  
 In contrast, model MW-B exhibits a different behaviour, which  
 confirms the relation between the star formation efficiency and  
 the evolution of the radial abundance gradients. The same is  
 found for M31 where the oxygen abundance gradient flattens  
 during the galaxy evolution if a constant efficiency is adopted  
 and shows an steepening when a variable efficiency is used.



**Fig. 8.** Present-day radial distribution of the SFR. Observational data for the Milky Way are those from Rana et al. (1991), for M31 open circles represents the data from Braun et al. (2009), and for M33 the observation data are from Hoopes & Walterbos (2000), Heyer et al. (2004), and Kennicutt (1989). In these figures, solid lines are for MW-A1, M31-A1, and M33-A05 and dotted lines represent the models MW-A2, M31-A2, and M33-A01, while dashed lines show the results of the models MW-B, M31-B, M31-Bk1.25 (dot-dashed), and M33-B (see Table 2 for details). The lower right panel shows the model prediction for a variable  $\nu$  for all galaxies using the normalised radius (solid line represents the MW, dotted for M33, and dashed for M31).

1 For M33, the model predicts a similar trend for the evolution  
2 of the gradient but with different absolute values, reflecting the  
3 diverse star formation history induced by the different efficien-  
4 cies. Renda et al. (2005) and Yin et al. (2009) also modelled the  
5 chemical evolution of the Milky Way and M31. In their model,  
6 Renda et al. (2005) used a star formation law exponent of  $k = 2$   
7 for the disk at variance with the Kennicutt (1998) law, whereas  
8 Yin et al. (2009) used a star formation efficiency higher than that  
9 used in the MW and variable with galactic radius. Our results  
10 show that for the MW the model with variable  $\nu$  and threshold  
11 equal to  $4 M_{\odot}/\text{pc}^2$  produces a very good agreement with the ob-  
12 servational data and that for M31 the model with  $\nu(R)$  can repro-  
13 duce the peak around 12 kpc of the present-day total gas surface  
14 distribution. We note that when we keep all the parameters fixed  
15 and change only the exponent of the SFR  $k = 1.25$ , the gas dis-  
16 tribution decreases, becoming closer to the upper limit inferred  
17 from the Yin et al. (2009) data. This implies that the exponent of  
18 the SF law has a strong effect on the gas distribution.

19 The models for M33 produce results in good agreement with  
20 the observational data in the outer region of the galaxy but fail  
21 to reproduce the present day gas content in the inner regions of  
22 M33's disk. Magrini et al. (2007) overestimated the gas content  
23 in the inner kpcs of M33's disk. Perhaps the lower than predicted  
24 gas content can be attributed to some bulge-disk interaction ef-  
25 fect.

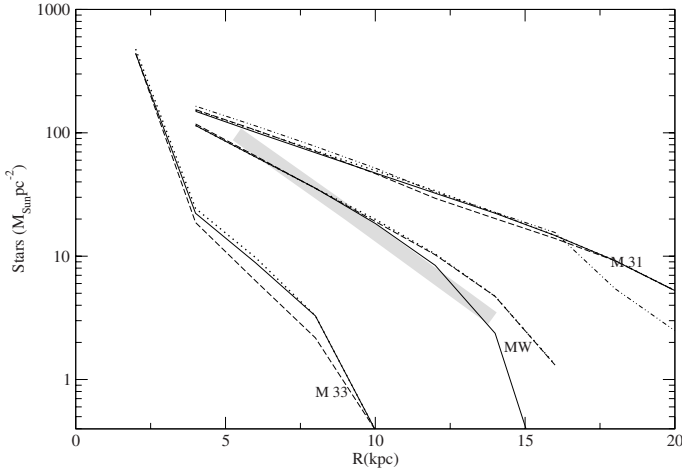
The present-day stellar surface mass density of the Milky 26  
Way is in good agreement with observational data, and the ef- 27  
fect of the threshold can be clearly seen in the outer disk of the 28  
Galaxy, where model MWA-1 (with the highest threshold value) 29  
exhibits a steeper profile demonstrating that the star formation 30  
has been suppressed. Comparing the distributions of the stel- 31  
lar density of all three galaxies, we note that it becomes flatter 32  
between M33 and M31, thus indicating a possible relation be- 33  
tween the galaxy total surface mass density and the slope of the 34  
stellar distribution. 35

## 5. Conclusions 36

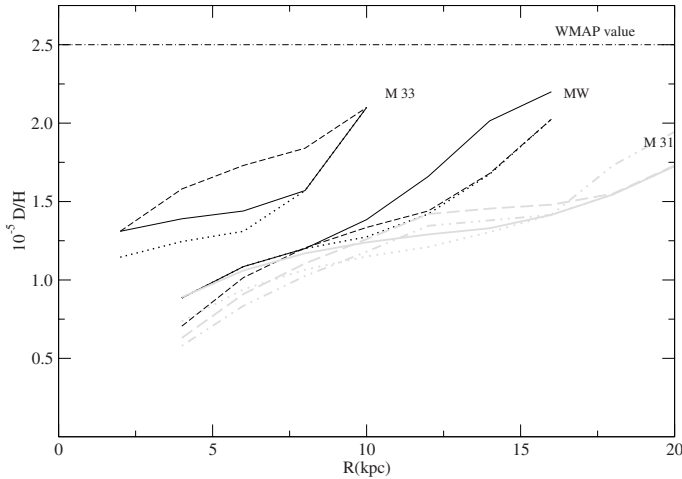
### 5.1. The MW 37

We found that the oxygen gradient along the disk of the Milky 38  
Way is reproduced well if we assume both inside-out disk for- 39  
mation and a threshold in the star formation of  $7 M_{\odot}/\text{pc}^2$  40  
or  $4 M_{\odot}/\text{pc}^2$ , in agreement with previous works (CMR2001, 41  
Colavitti et al. 2008). The present-day radial oxygen gradient 42  
is very dependent on the threshold in the star formation, while 43  
appears to be less sensitive to the efficiency ( $\nu$ ) of the SFR. 44

The oxygen gradient can either flatten or steepen in time 45  
according to the assumption made about the star formation 46  
efficiency as a function of galactocentric distance. Models with 47  
a constant  $\nu$  tend to predict a steepening of the gradients in time, 48



**Fig. 9.** Comparative plot of stellar surface density for all galaxies in function of radius in kpc. For the MW, solid line for MW-A1, dotted line for MW-A2, and dashed line for MW-B; for M31 solid line represents M31-A1, dotted line M31-A2, dashed line M31-B, and dot-dashed line for M31-Bk1.25; finally for M33, solid line is for M33-A05, dotted line for M33-01, and dashed line for M33-B. See Table 2 for more details. The shaded area corresponds to a scaled exponential distribution with  $R_{Dstars} = 2.5$  kpc (Freudenreich 1998) using the local values for the stellar density ( $35 M_{\odot} pc^{-2}$ , Gilmore et al. 1989).



**Fig. 10.** Deuterium gradient for all galaxies in function of radius in kpc. For the MW, solid line for MW-A1, dotted line for MW-A2, and dashed line for MW-B; for M31, solid grey line represents M31-A1, dotted grey line M31-A2, dashed grey line M31-B, and dot-dashed grey line for M31-Bk1.25; finally for M33, solid line is for M33-A05, dotted line for M33-01, and dashed line for M33-B. See Table 2 for more details.

The stellar surface density of the MW agrees with the observed values but models with a lower threshold (MW-A2 and MW-B) overestimate the stellar content in the outer region of the disk. Unlike other observational constraints, the variable efficiency in the SFR does not have a important effect on the results than the stellar surface density, indicating that the threshold is a stronger mechanism for regulating it.

To summarize, the model that agrees most closely with the observational constraints for the Milky Way is the model with variable star formation efficiency (MW-B).

### 5.2. M31

The evolution of the disk of M31 is reproduced well by assuming a more rapid evolution (i.e., a higher SFR which is due to the higher efficiency of SF and the shorter infall timescale) and a higher star formation threshold than in the disk of the MW. Since the disk of M31 is more massive than that of the MW, this implies that more massive disks should form faster and therefore that they are older than less massive ones (see also Boissier et al. 2003). The O abundance gradient from HII regions is well reproduced by all models for M31. This result confirms the predictions for the MW, showing that the present day abundance gradient is not so sensitive to changes in the star formation efficiency. On the other hand, the time evolution of the O gradient is very dependent on this efficiency, steepening or flattening in time according to the chosen  $\nu$ . This can be seen to be confirmed with the results for M31-Bk1.25 where we used the same efficiency but a different exponent for the SFR.

Models with constant efficiency in the star formation (M31-A1 and M31-A2) provide an exponential distribution of the present-day gas surface density, while models M31-B and M31-Bk1.25 with variable efficiency predict a more realistic scenario with a peak in the gas distribution around 12 kpc which can be related to the spiral arms of M31. The stellar density profile is flatter than that predicted for the MW and M33 and all models have similar distributions. The predicted SFR for M31 is very similar in all models, especially M31-A2 and M31-B, which have a smaller amount of star formation after the peak at 12 kpc.

In summary, the most suitable model for the disk of M31 is also that for which a star formation efficiency varies across the disk and the exponent in the SF law is lower (M31-Bk1.25).

### 5.3. M33

The chemical evolution of the M33 disk is reproduced by assuming a slower evolution and lower star formation threshold than in the MW and M31.

The slope in the abundance gradient is reproduced well, but the oxygen abundances are overestimated by 0.25 dex. This is an indication that the chemical evolution models used for large spiral galaxies need to be adjusted to reproduce the abundances of smaller and less massive disks. In any case, the time evolution of the abundance gradient is also very dependent on the chosen efficiency of the SFR, as has been seen for the MW and M31.

The models fail to reproduce the present-day gas profile of the inner disk, but successfully reproduce the same gas profile for  $R > 5$  kpc (same problem faced by Magrini et al. 2007), indicating that there may have been a bulge-disk interaction in this region despite the small visible bulge of M33.

Compared to the other galaxies in this sample, M33 exhibits a the steeper stellar mass distribution along the radius, without taking into account the inner regions of the galaxy. The predicted

1 whereas those with a  $\nu$  decreasing with the radius tend to flat-  
 2 ten (in agreement with the observations of Maciel et al. 2003)  
 3 The gradient evolution with time is clearly strongly related to  
 4 the assumed history of star formation in the disk.

5 The present-day gas profile in the MW is more accurately re-  
 6 produced by the model with a threshold of  $4 M_{\odot} pc^{-2}$  and  $\nu(R)$ .  
 7 All models predict a lower SFR for the inner disk of the Galaxy  
 8 but are in very good agreement with the observed data in the solar  
 9 neighbourhood and in the outer parts of the disk. The higher  
 10 SFR in the inner parts of the MW disk may be caused by a bar,  
 11 as suggested in Portinari & Chiosi (2000), and therefore cannot  
 12 be reproduced by simple chemical evolution models.

1 SFR is in very good agreement with observations and is the one  
 2 most closely reproduced by our models. Our most successful  
 3 model for M33 is that of the lowest star formation efficiency,  
 4 constant with galactic radius (M33-A01). This suggests that the  
 5 star formation histories in small and low density disks is prob-  
 6 ably different from those of the more massive ones such as the  
 7 MW and M31.

8 In conclusion, we find that the present day value of the oxy-  
 9 gen abundance is more sensitive to the threshold in the SFR  
 10 than to the star formation efficiency and that this latter param-  
 11 eter plays an important role in the time evolution of the gradient.  
 12 The variable efficiency of the SFR is also important in repro-  
 13 ducing the present day gas distribution of galactic disks with  
 14 a marked presence of spiral arms. A correlation between the  
 15 galaxy mass and the stellar surface density profile can be seen  
 16 when observing that the stellar distribution along the galactic ra-  
 17 dius gets steeper from the most massive (M31) to the lower mas-  
 18 sive one (M33). Another interesting result is the dependence of  
 19 the gas distribution along the disks of spirals on the exponent  
 20 of the Kennicutt law. By varying this exponent by  $\pm 0.15$ , which  
 21 corresponds to the observational error, one can obtain very dif-  
 22 ferent gas distributions.

23 *An important conclusion of this paper is that there should*  
 24 *be a downsizing in star formation also in spirals, similar to*  
 25 *that found for ellipticals. A similar conclusion was reached by*  
 26 *Boissier et al. (2003).*

27 *Acknowledgements.* We thank F. Calura, G. Cescutti, E. Spitoni, S. Scarano Jr.,  
 28 E. M. Rangel and I. J. Danziger for many useful discussions. We acknowledge  
 29 financial support from the CNPq (Processes: 302538/2007-0 and 200412/2008-  
 30 6), FAPESP (2006/59453-0), MIUR PRIN2007, Prot. 2007JJC53X-001. We also  
 31 would like to thank the referee S. Boissier for his constructive suggestions.

## 32 References

33 Andrievsky, S. M., Bersier, D., Kovtyukh, V. V., et al. 2002a, A&A, 384, 140  
 34 Andrievsky, S. M., Kovtyukh, V. V., Luck R. E., et al. 2002b, A&A, 381, 32  
 35 Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, ARA&A, 47, 481  
 36 Blair, W. P., Kirshner, R. P., & Chevalier, R. A. 1982, ApJ, 254, 50  
 37 Boissier, S., & Prantzos, N. 1999, MNRAS, 307, 857  
 38 Boissier, S., Prantzos, N., Boselli, A., & Gavazzi, G. 2003, MNRAS, 346, 1215  
 39 Boissier, S., Gil de Paz, A., Boselli, A., et al. 2007, ApJS, 173, 524  
 40 Braun, R., Thilker, D. A., Walterbos, R. A. M., & Corbelli, E. 2009, ApJ, 695,  
 41 937  
 42 Cescutti, G., Matteucci, F., François, P., & Chiappini, C. 2007, A&A, 462, 943  
 43 Chang, R. X., Hou, J. L., Shu, C. G., & Fu, C. Q. 1999, A&AS, 141, 491  
 44 Chemin, L., Carignan, C., & Foster, T. 2009, ApJ, 705, 1395  
 45 Chiappini, C., Matteucci, F., & Gratton, R. 1997, ApJ, 477, 765  
 46 Chiappini, C., Matteucci, F., & Romano, D. 2001, ApJ, 554, 1044  
 47 Colavitti, E., Matteucci, F., & Murante, G. 2008, A&A, 483, 401  
 48 Corbelli, E. 2003, MNRAS, 342, 199  
 49 Costa, R. D. D., Uchida, M. M. M., & Maciel, W. J. 2004, A&A, 423, 199  
 50 Dame, T. M., Koper, E., Israel, F. P., & Thaddeus, P. 1993, ApJ, 418, 730  
 51 Deharveng, L., Peña, M., Caplan, J., & Costero, R. 2000, MNRAS, 311, 329  
 52 Dennefeld, M., & Kunth, D. 1981, AJ, 86, 989

Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, A&A, 275, 101  
 François, P., Matteucci, F., Cayrel, R., et al. 2004, A&A, 421, 613  
 Freudenreich, H. T. 1998, ApJ, 492, 495  
 Galarza, V. C., Walterbos, R. A. M., & Braun, R. 1999, AJ, 118, 2775  
 Geehan, J. J., Fardal, M. A., Babul, A., & Guhathakurta, P. 2006, MNRAS, 366,  
 996  
 Gilmore, G., Wyse, R. F. G., & Kuijken, K. 1989, ARA&A, 27, 555  
 Gratton, R., & Sneden, C. 1994, A&A, 287, 927  
 Gratton, R., Carretta, E., Matteucci, F., & Sneden, C. 2000, A&A, 358, 671  
 Hammer, F., Puech, M., Chemin, L., Flores, H., & Lehnert, M. D. 2007, ApJ,  
 662, 322  
 Heyer, M. H., Corbelli, E., Schneider, S. E., & Young, J. S. 2004, ApJ, 602, 723  
 Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2007, A&A, 475, 519  
 Hoopes, C. G., & Walterbos, R. A. M. 2000, ApJ, 541, 597  
 Hou, J. L., Prantzos, N., & Boissier, S. 2000, A&A, 362, 921  
 Kennicutt, R. C., Jr. 1989, ApJ, 344, 685  
 Kennicutt, R. C., Jr. 1998, ApJ, 498, 541  
 Kotoneva, E., Flynn, C., Chiappini, C., & Matteucci, F. 2002, MNRAS, 336, 879  
 Kroupa, P., Tout, C. A., & Gilmore, G. 1993, MNRAS, 262, 545  
 Lanfranchi, G., & Matteucci, F. 2003, MNRAS, 345, 71  
 Linsky, J. L., Draine, B. T., Moos, H. W., et al. 2006, ApJ, 647, 1106  
 Maciel, W. J., Costa, R. D. D., & Uchida, M. M. M. 2003, A&A, 397, 667  
 Maeder, A., & Meynet, G. 1989, A&A, 210, 155  
 Magrini, L., Corbelli, E., & Galli, D. 2007, A&A, 470, 843  
 Magrini, L., Stanghellini, L., & Villaver, E. 2009, ApJ, 696, 729  
 Matteucci, F., & Franco, P. 1989, MNRAS, 239, 885  
 Matteucci, F., & Recchi, S. 2001, ApJ, 558, 351  
 Mollá, M., & Díaz, A. I. 2005, MNRAS, 358, 521  
 Pettini, M., Zych, B. J., Murphy, M. T., Lewis, A., & Steidel, C. C. 2008,  
 MNRAS, 391, 1499  
 Pohlen, M., Beckman, J. E., Hüttemeister, S., et al. 2004, in Penetrating Bars  
 Through Masks of Cosmic Dust, ed. D. L. Block et al., ASSL (Dordrecht:  
 Kluwer), 319, 713  
 Portinari, L., & Chiosi, C. 2000, A&A, 355, 929  
 Prantzos, N. 1996, A&A, 310, 106  
 Prantzos, N., & Boisser, S. 2000, MNRAS, 313, 338  
 Rana, N. C. 1991, ARA&A, 29, 129  
 Renda, A., Kawata, D., Fenner, Y., & Gibson, B. K. 2005, MNRAS, 356, 1071  
 Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 1996, MNRAS, 279, 447  
 Romano, D., Chiappini, C., Matteucci, F., & Tosi, M. 2005, A&A, 430, 491  
 Romano, D., Tosi, M., Chiappini, C., & Matteucci, F. 2006, MNRAS, 369, 295  
 Rosolowsky, E., & Simon, J. D. 2008, ApJ, 675, 1213  
 Rudolph, A. L., Fich, M., Bell, G. R., et al. 2006, ApJS, 162, 346  
 Savage, B. D., Lehner, N., Fox, A., Wakker, B., & Sembach, K. 2007, ApJ, 659,  
 1222  
 Scalo, J. M. 1986, FCPH, 11, 1  
 Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, A&AS, 96, 269  
 Schmidt, M. 1963, ApJ, 137, 758  
 Schönrich, R., & Binney, J. 2009, MNRAS, 396, 203  
 Talbot, R. J., Jr., & Arnett, W. D. 1973, 186, 51  
 Tenorio-Tagle, G. 1996, AJ, 111, 1641  
 Tinsley, B. M. 1974, ApJ, 192, 629  
 Tinsley, B. M. 1975, ApJ, 197, 159  
 Tosi, M. 1988, A&A, 197, 33  
 Trundle, C., Dufton, P. L., Lennon, D. J., Smartt, S. J., & Urbaneja, M. A. 2002,  
 A&A, 395, 519  
 van den Hoek, L. B., & Groenewegen, M. A. T. 1997, A&AS, 123, 305  
 Verley, S., Hunt, L. K., Corbelli, E., & Giovanardi, C. 2008, ASP Conf. Ser.,  
 396, 91  
 Woolsley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, ApJ, 101, 181  
 Yin, J., Hou, J. L., Prantzos, N., et al. 2009, A&A, 505, 487

# Three galaxies with breaks in the metallicity gradients possibly associated with corotation

S. Scarano Jr <sup>1,2</sup>  $\star$ , J. R. D. Lépine <sup>1</sup>, M. M. Marcon-Uchida <sup>1</sup>

<sup>1</sup> *Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, Cidade Universitária, CEP: 05508-900, São Paulo, SP, Brazil*

<sup>2</sup> *Southern Astrophysical Research Telescope (SOAR), Cerro Pachon, Chile*

8 March 2010

## ABSTRACT

The correlation between the breaks in the metallicity distribution of spiral galaxies and the corotation radius has been already advocated in the past but only for our galaxy chemo-dynamical models that effectively introduce the role of the spiral arms in the star formation rate were applied, confirming this correlation. In this work we present photometric and spectroscopic observations made with the Gemini Telescope for three of the best candidates of spiral galaxies to have the corotation inside the optical disk. We observed the most intense and better distributed H II region of these galaxies and we derive reliable galactocentric distances and Oxygen abundances using different statistical methods, from which we confirm the presence of alterations in the gradients of metallicity of the galaxies IC0167, NGC1042 and NGC6907 that probably may be correlated with the corotation.

**Key words:** galaxies – radio: galaxies – interaction:galaxies – velocity field

## 1 INTRODUCTION

It is known that density waves trigger star formation in spiral galaxies, and for this reason we can expect to find some relations between the spiral structure and the metallicity gradients. It is in spiral arms that the brightest and most massive stars are observed. Since these stars are short-lived, they do not have enough time to cross the typical width of a spiral arm (see Kennicutt 1982) before they reach the end of their life. The most massive stars are progenitors of Type II supernovae, the main source of enrichment of the interstellar medium in Oxygen (Henry et al. 2000). Star formation triggered by the spiral arms, followed by the explosion of supernovae, gradually increases the local metallicity. As the rate of increase of metallicity is proportional to the rate of star formation, if the spiral structure is long lived, a galactic radius with a high star formation rate should also be one with a high metallicity.

For our Galaxy, a simple model of chemical enrichment proposed by Mishurov et al. (2002), in which the star formation rate is proportional to the difference between spiral pattern velocity and the rotation curve velocity (ie. the rate at which the gas feeds the arms to form stars), is able to explain the observed abundance profile of heavy elements.

These authors argue that the minimum (or the plateau) in the gradient of metallicity of our Galaxy, observed using different tracers (eg. Maciel & Quireza 1999, using planetary nebulae and Andrievsky et al. 2004 using Cepheids) is coincident with the corotation radius, where the star formation rate must be almost zero since the rotation curve and spiral pattern have the same velocity.

The above interpretation for the existence of minima or of plateaus in the metallicity gradients is not easy to verify in other galaxies. One reason is that the corotation radius is difficult to identify, and in addition, this resonance is not necessarily situated in the optical disk. However, Canzian (1998) has proposed a test to identify galaxies for which the corotation is favorably placed in the optical disk. This test only requires moderately deep imaging and no spectroscopic observations are needed.

In this paper we present the study of the radial gradients of metallicity in three of the best candidates identified by the Canzian’s test (IC0167, NGC1042 and NGC6907) to verify if the connection between metallicity breaks and corotation holds in these galaxies. The observations were performed using the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS), pointed towards 232 H II regions distributed in these galaxies. Different statistical methods were employed to get Oxygen abundances from the observed emission lines.

The sample of galaxies and H II regions are presented in

$\star$  E-mail: scarano@astro.iag.usp.br / scaranojr@ctio.noao.edu



**Table 1.** Parameters of the selected galaxies. *RA* and *Dec* are the equatorial coordinates, *ratio* is the measured ratio of the outer to inner extent of the spiral structure,  $V_{sys}$  is the systemic velocity, *D* is the Hubble flow distance  $V_{sys}$  ( $H_0 = 73 \text{ km/s/Mpc}$ ), *s* is the linear scale in the plane of the sky at distance *D*, *a* and *b* are respectively the major and minor axis of the galaxies, *m* the total magnitude and *Type* is the morphological type. (1) Canzian (1998); (2) NED; (3) Scarano Jr et al. (2008)

Parameter	IC0167	NGC1042	NGC6907
<i>RA</i> <sup>(2)</sup>	1 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 08.5 <sup>s</sup>	2 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> 24 <sup>s</sup>	20 <sup>h</sup> 25 <sup>m</sup> 06.6 <sup>s</sup>
<i>Dec</i> <sup>(2)</sup>	21°54′46″	-8°26′01″	-24°48′34″
<i>ratio</i> <sup>(1)</sup>	2.41	2.38 / 3.31	2.85
$V_{sys}$ [km/s]	2931 <sup>(2)</sup>	1371 <sup>(2)</sup>	3182 <sup>(3)</sup>
<i>D</i> [Mpc]	41.6	18.6	43.6
<i>s</i> [pc/arcsec]	202	90	211
<i>a</i> <sup>(2)</sup> [arcmin]	2.9	4.7	3.3
<i>b</i> <sup>(2)</sup> [arcmin]	1.9	3.6	2.7
<i>m</i> <sup>(2)</sup>	13.6	11.5	11.9
<i>Type</i> <sup>(2)</sup>	SAB(s)c	SAB(rs)cd	SB(s)bc

the section 2 of this paper. Observations and data reduction are described in section 3. The photometric and spectroscopic results are presented in section 4. Finally the results are discussed in section 5, in which estimations of the corotation radii are made.

## 2 SAMPLE SELECTION

### 2.1 Galaxies

Based on the list of galaxies tested by Canzian (1998) to identify galaxies for which the corotation would be favorably placed in the optical disk, we have selected three of the best candidates of his sample respecting the following criteria:

(i) The galaxies should fail in the Canzian’s conservative test for the ratio of the outer to inner extent of the spiral structure, which means that the corotation would be placed in the optical part of the disk (Canzian (1998));

(ii) The galaxies with the largest values of that ratio were selected, because it means that the corotation radius is probably deeper into the bright part of the galactic disk;

(iii) Only galaxies with an angular size that almost fit the GMOS field ( $5.5 \times 5.5$  arcmin) were chosen, to cover all the extension of the galaxies with a maximum spatial resolution;

(iv) The galaxies should be ranked with the highest surface brightness or smallest integrated magnitudes to improve the signal to noise ratio of the observations of H II regions;

(v) Each galaxy should have at least 16 H II regions, since this is the minimum number of H II regions needed for an ideal sampling and measurement of the metallicity gradient, according to Dutil & Roy (2001).

### 2.2 H II Regions

For the selection of the H II regions to be observed with the Gemini telescope, we followed next procedures for each galaxy:

(i) Before the GMOS observations we performed an extensive study over the plates of the Second Palomar Sky

Survey, with photometric calibration based on the second release of the USNO CCD Astrograph Catalog (UCAC2), to elaborate a list of H II region candidates. The objects were selected according to the distribution of their brightness and their geometry;

(ii) Taking into account that the GMOS supports only one slit per dispersion position and one fixed position angle per observation, we selected the H II regions candidates with position angles that minimized the number of overlapping spectra in the acquisition process (Table 2). These position angles were evaluated using the code PAMASKGEM<sup>1</sup>;

(iii) After the GMOS pre-imaging observation we reselected the objects registered in the procedure (ii) to generate a new list containing the best candidates in each dispersion position. We chose the objects according their brightness, emission profile (to avoid foreground stars) and colors (as a secondary criterium to exclude foreground stars). Special care was taken to avoid the objects positioned in places where the dispersed spectrum would generate spectral lines away from the GMOS detectors.

## 3 GEMINI OBSERVATIONS

The observations were conducted at the Gemini-North telescope in the years 2005 and 2006 using the GMOS Multi-Slit Spectrograph in queue mode. All the observations were executed in better conditions than the minimum required (sky background of 50%, cloud cover of 70% and image quality of 70%), ensuring full spectrophotometric conditions on the data.

At first the pre-images were observed in two filters: (*g'* and *r'*). To guarantee a continuous coverage of the GMOS field we applied different dithering patterns to compose a single frame in each filter. These images were used to refine the H II region selection, as described before, with better spatial resolution and photometric data. The combination of these results with the morphological data were applied to design the metallic masks where the slits were placed for the spectroscopic observation as well as for estimating the inclination and position angle of each galaxy. Table 2 summarizes the information for these observations.

After the mask design the spectroscopic observations were carried out doing individual exposures from 960 to 1200 seconds using the B600\_G5303 grism centered in two different wavelengths. Both observations for each galaxy were planned to cover all the spectral range from 3500 Å to 7100 Å, where the main spectral lines required for metallicity evaluation can be found, considering the systemic velocity of the galaxies. No spectral dithering was used to cover the GMOS gaps on the final spectra. So, taking this into account, the choice of H II regions also only considered the slits in positions that would not generate important spectral lines on the gaps. A CuAr arc lamp and a flat-field frame were observed in the sequence of the spectroscopic acquisition, while the telescope was still following the source, to guarantee the quality of the calibrations by avoiding any effect caused by torques over the instrument. The same OIWFS stars used in the pre-image process were used for the spectroscopy ;

<sup>1</sup> <http://www.astro.iag.usp.br/~scarano/pamaskgem.pro>

**Table 2.** Observational parameters for the pre-imaging process of the galaxies IC0167, NGC1042 and NGC6907 in each one of the filters  $g'$  and  $r'$ .  $UT$  is the universal time when the observation started,  $t_{exp}$  is the exposition time,  $n_{exp}$  is the number of exposures for the dithering pattern,  $PA_{instr}$  is the instrumental position angle and  $OIWFS$  is the USNO UCAC2 Catalog index of the star used as the on-instrument wavefront sensor. All the observations were conducted at  $2 \times 2$  binned mode.

Parameter	IC0167		NGC1042		NGC6907	
	$g'$	$r'$	$g'$	$r'$	$g'$	$r'$
$UT$	16/8/2005 14:31:36	16/8/2005 14:38:57	6/9/2005 12:58:18	6/9/2005 13:09:54	1/8/2005 08:03:12	1/8/2005 08:09:04
$t_{exp}$ [s]	150	120	240	90	360	120
$n_{exp}$	5	4	8	3	12	4
$PA_{instr}$ [°]	265	265	19	19	243	243
$Airmass$	1.001	1.001	1.179	1.163	1.691	1.66
$Seeing$ ["]	0.99	0.74	0.78	0.68	0.63	0.63
$OIWFS$ Star	39427277	39427277	28845687	28845687	21894023	21894023

the overall spectral resolution achieved was  $5 \text{ \AA}$ . Information about the observations can be found in Table 3 and the details of the slits in Tables A1 to A9.

#### 4 DATA REDUCTION AND ANALYSIS

Standard procedures for reduction of GMOS imaging and spectroscopy were followed. In both cases the general Gemini Data Reduction Software was used. The details about this can be found in Scarano et al. (2008) for the specific case of NGC6907. The same procedures were carried out for IC0167 and NGC1042.

The multiple dithered frames were mosaiced and co-added to improve the signal-to-noise ratio and to remove the cosmic rays and GMOS gaps of the final images in each filter. Since the spectroscopic data corresponds to a single frame, the cosmic rays events were synthetically removed using the task GSCRREJ. In these cases the GMOS gaps were linearly interpolated. Wavelength calibration was performed using the individual arc lamps observed just after the spectroscopic acquisition. For each individual slit the spatial distribution was used to improve the spectral calibration. The sky lines and the continuum were removed from the main source using the contiguous data in the spatial direction of each slit.

##### 4.1 Photometry

The photometric calibration in filters  $g'$  and  $r'$  was performed using the photometric standard stars supplied by the Gemini baseline, related in Table 3. Usual procedures applying DAOPHOT IRAF tasks enable us to recover the zero point magnitudes, taking into account the effects of the atmospheric extinction and the corrections for the galactic extinction by Schlegel et al. (1998) and Amôres & Lépine (2005). Assuming the limit of detection of the galaxies as the  $3\sigma$  limit of dispersion of the local sky level, elliptical fittings were performed for the estimation of the inclination and position angle of the galaxies.

After the conversion of the  $g'$  and  $r'$  images to the B and V bands, using the expressions by Fukugita et al. (1996) and Hook et al. (2004), no significant difference could be found between the surface brightness profile we observed and

those presented by Canzian (1998). However the inclination and position angles registered by us and different references in literature (eg. Canzian (1998) and de Vaucouleurs et al. (1992)) do not match with each other, even when we consider corrections by masking the data from the contribution of stellar fields, the interarm regions and the disturbed parts of the galaxies. This may be a consequence of the dominant emission of the spiral arms causing the so called Stock's effect (Stock 1955). For this reason an alternative method to determine the inclination and the position angle must be used to derive distances on the galactic plane. Ma (2001) proposed a method that uses the spiral arms for these purposes and applied it several galaxies, including IC0167 and NGC6907. Applying his method to both arms of NGC1042 we got consistent values for inclination at a given position angle. In this work we only used the inclinations and position angles derived from the spiral arms.

The radial surface brightness profiles were obtained performing the integration of the flux on elliptical rings with the same thickness of the seeing and following the parameters of projection imposed by the spiral arms (4). Since the interaction between NGC6907 and NGC6908 were confirmed a detailed discussion about the photometry of NGC6907 can be found separately in Scarano et al. (2008).

##### 4.2 Spectroscopy

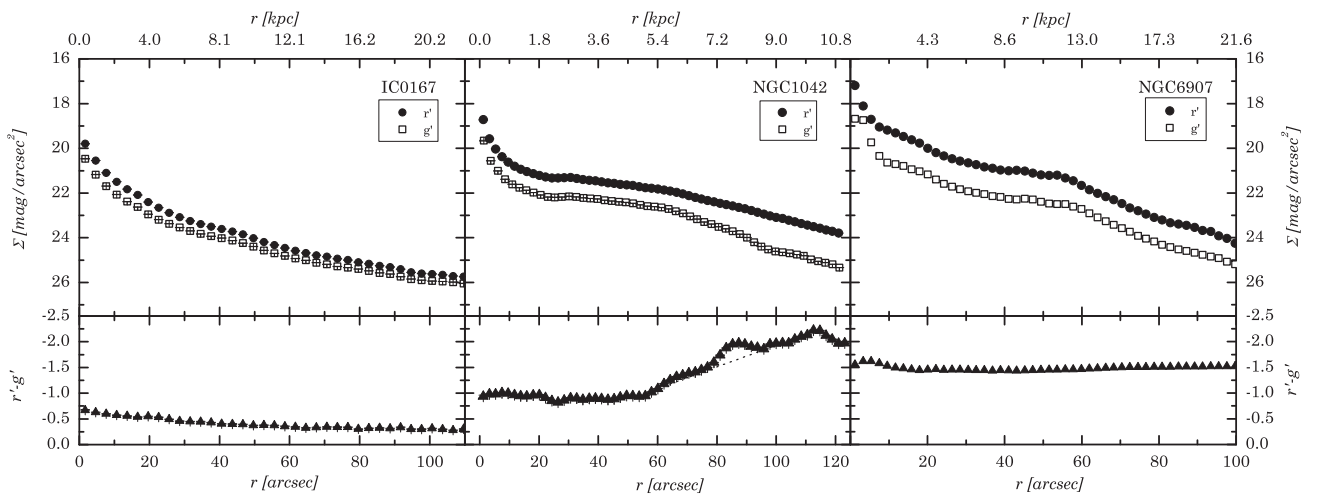
With the spectrophotometric calibration stars supplied by the Gemini baseline (3) we determined the sensitivity function and then each spectrum could be flux calibrated.

Considering that all spectral lines have their wavelength systematically changed by the systemic velocity of the galaxies, and locally changed by the projection of the rotation curves on the line of sight, we used the IRAF package RVSAO (Kurtz & Mink (1998)) to determine radial velocities and identify the typical spectral lines observed in H II regions by cross-correlating a template spectrum to the observed spectra. A set of shifts and errors were determined for each spectral line (results in Tables A1 to A8). This information was used to integrate the flux of the lines and then to calculate the metallicities according to the following steps:

- (1) According to the galactic coordinates of each slit the

**Table 3.** Observational details for the GMOS spectroscopy of the galaxies IC0167, NGC1042 and NGC6907 in 2005 and 2006.  $UT$  is the universal time when the observation started,  $t_{exp}$  is the exposition time  $\lambda_c$  is the central wavelength of the dispersed light,  $Band$  is the spectral range coverage,  $n_{slit}$  is the total number of slits. The instrumental position angle was de same used for the pre-images and an 1 arcsec slit width was used. In 2005 the height of the slits were fixed in 5 arcsec but in 2006 it doesn't happened and their sizes were allowed to change to improve the number of H II regions observed.

	IC0167		NGC1042		NGC6907	
Parameter	2005	2006	2005	2006	2005	2006
$UT$	6/9/2005	23/8/2006	5/11/2005	24/8/2006	2/9/2005	22/8/2006
	11:40:27	14:41:54	10:34:08	14:56:00	06:04:33	09:30:27
$t_{exp}$ [s]	960	1200	1200	1200	960	1200
$\lambda_c$ [Å]	5000	5900	5000	5850	5000	5950
$Band$ [Å]	3500-6300	4400-7200	3500-6300	4350-7150	3500-6300	4450-7250
$n_{slits}$	34	52	35	68	36	57
$Airmass$	1.06	1.018	1.154	1.137	1.618	1.453
$Calib. Star$	G191B2B	Feige34	G191B2B	Feige34	G191B2B	Feige34



**Figure 4.**  $g'$  and  $r'$  radial surface brightness (top) and color profiles (bottom).

related spectrum was corrected by the galactic extinction using the reddening calculated by the code EXTIN written by Amôres & Lépine (2005) and an IDL adaptation of the code FMCURVE by Fitzpatrick (1999) called FM\_UNRED;

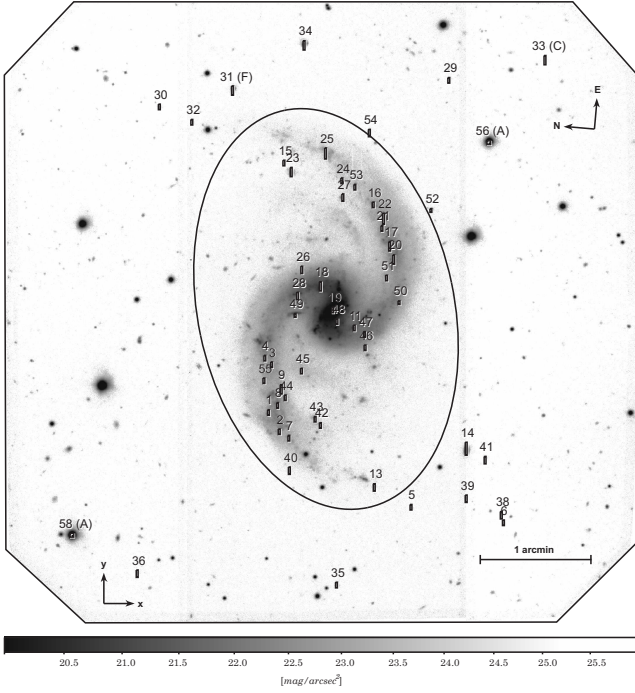
(2) Since the previous correction only changes the flux in function of the wavelength, the position of the spectral lines was preserved. Using the expected ratios between Balmer lines (Osterbrock (1989)) we measured the flux of the identified hydrogen lines and estimated the intrinsic reddening using the relations written by Fitzpatrick (1999), which was applied again in the code FM\_UNRED to provide the spectra corrected by intrinsic reddening;

(3) Taking into account the determination of the wavelength for all recognized spectral line's we perform the integration of the flux of them, by considering the robust mean of the area under the line profile evaluated by the following procedures: (a) Gaussian fitting; (b) Lorentzian fitting; (c) numerical integration; (d) double gaussian fitting;

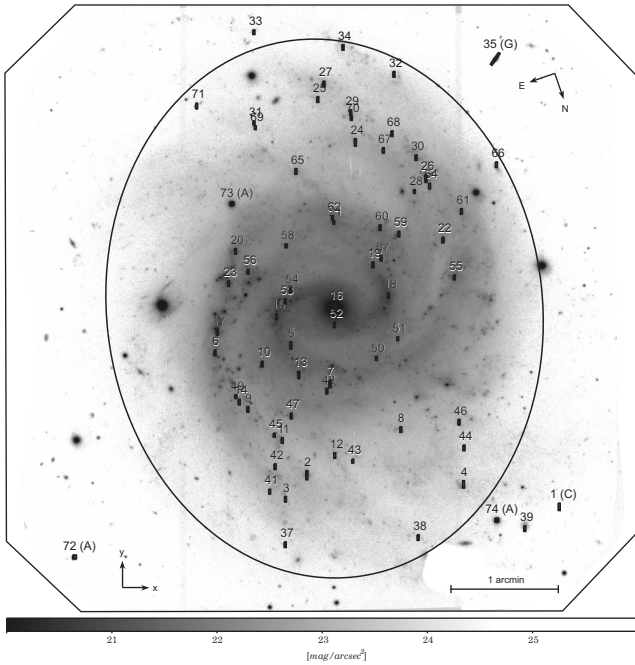
(4) With the fluxes and uncertainties evaluated in the previous step, the metallicities were calculated using the statistical methods for the Oxygen abundances. The methods applied were the O23 method by Pagel et al. (1979) with the considerations of McGaugh (1994), the  $[O III]/[N II]$

method by Pettini & Pagel (2004) and Stasińska (2006), the  $[N II]/H\alpha$  method by Pettini & Pagel (2004), the  $[Ar III]/[O III]$  method by Stasińska (2006) and the method p by Pilyugin (2000) and Pilyugin (2001) under the same considerations by McGaugh (1994).

Extinction corrections are fundamental to estimate metallicities in the optical part of the spectrum, since the interstellar medium affects differentially the flux of the lines used for this purpose. Considering that the observed galaxies have their own physical conditions in their interstellar medium we need to distinguish the extinction contribution from our Galaxy (the galactic extinction) from that inside the observed galaxies (the intrinsic extinction). Since a model for the galactic extinction is well established (Amôres & Lépine 2005), we used it to correct all spectra from the galactic extinction. Supposing that the remaining differences in the ratio of the Balmer lines are a consequence of the intrinsic extinction in the observed galaxies and that their extinction laws are similar to that of the Galaxy, each spectrum can be corrected by determining the reddening from the Balmer line ratios and using it in the Fitzpatrick (1999) code. There are few works about extragalactic extinctions (eg. Gordon et al. (2003) and Finkelman et al. (2008)), but



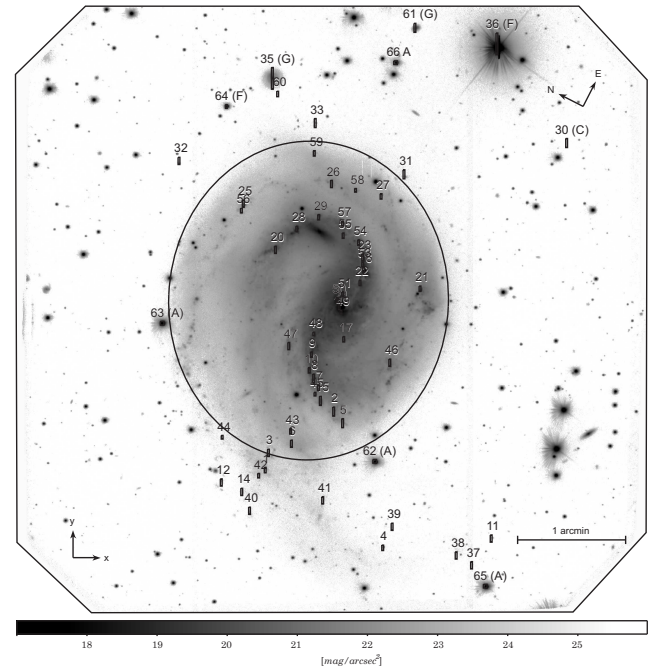
**Figure 1.** Slits and elliptical fitting superimposed to the  $r'$  image of the galaxy IC0167. Only the slits used in the 2006 observations are presented. "A" are the stars used for alignment, "F" are reference stars for flux calibration and "C" is a slit used for sky sampling. The sky orientation is given by the N-E compass and the spectral dispersion follows the x direction of the x-y compass.



**Figure 2.** Slits and elliptical fitting superimposed to the  $r'$  image of the galaxy NGC1042. The same definitions used in the previous picture are used here. Slits with a "G" have sampled a galaxy in the field.

**Table 4.** Photometric and morphological results for IC0167, NGC1042 and NGC6907 using GMOS. The results with a "\*" are from Ma (2001). For the photometry, the symbol  $m$  is used for total magnitude,  $\Sigma$  for surface brightness, measured in  $\text{mag}/\text{arcsec}^{-2}$ ,  $M$  is the absolute magnitude and  $L$  the luminosity, in  $L_{\odot}$ . From the morphology,  $i$  and  $\phi$  are the inclination and the position angle (*isoph* index for isophotal elliptical fitting and *spir* index for the results derived from the spiral arms),  $RA_0$  and  $Dec_0$  are the equatorial coordinates of the center of the fitted ellipse,  $\alpha$  is the pitch angle of the spiral arms, all in degrees and finally  $a$  and  $b$  are major and minor semi-axis of the ellipse, in arcmin.

Parameter	IC0167	NGC1042	NGC6907
$m_{0,g}$	$31.49 \pm 0,15$	$31.47 \pm 0,16$	$31.4 \pm 0,15$
$m_{0,r}$	$31.79 \pm 0,17$	$31.77 \pm 0,21$	$31.72 \pm 0,14$
$m_g$	$11.11 \pm 0,29$	$9.84 \pm 0,20$	$10.45 \pm 0,04$
$m_r$	$10.26 \pm 0,27$	$9.16 \pm 0,19$	$8.90 \pm 0,03$
$\Sigma_g$	$21.95 \pm 0,57$	$21.80 \pm 0,44$	$21.3 \pm 0,08$
$\Sigma_r$	$21.17 \pm 0,56$	$20.95 \pm 0,44$	$19.7 \pm 0,07$
$M_B$	$-21.07 \pm 0,47$	$-20.63 \pm 0,41$	$-21.70 \pm 0,35$
$L_B [10^{10}]$	$3.9 \pm 1.7$	$2.6 \pm 1.0$	$7.0 \pm 2.2$
$\Sigma_{lim}^g$	$26.26 \pm 0,57$	$26.33 \pm 0,44$	$25.74 \pm 0,08$
$\Sigma_{lim}^r$	$25.44 \pm 0,56$	$25.4 \pm 0,44$	$24.86 \pm 0,07$
$RA_0$	27.785886	40.101332	306.276200
$Dec_0$	21.913743	-8.433879	-24.804523
$a$	$1.82 \pm 0.04$	$2.49 \pm 0.15$	$1.47 \pm 0.02$
$b$	$1.15 \pm 0.03$	$2.01 \pm 0.10$	$1.29 \pm 0.02$
$i_{isoph}$	$51.5 \pm 3.0$	$36.3 \pm 3.1$	$29.1 \pm 3.0$
$\phi_{isoph}$	$73.1 \pm 15.8$	$12.5 \pm 8.5$	$254.1 \pm 3.3$
$i_{spir}$	$38.0 \pm 3.0^*$	$29.0 \pm 2.9$	$49.5 \pm 3.0^*$
$\phi_{spir}$	$134.0 \pm 3.0^*$	$277.4 \pm 5.1$	$239.9 \pm 3.0^*$
$\alpha$	$26.6 \pm 1.9^*$	$13.3 \pm 2.5$	$23.5 \pm 5.0^*$



**Figure 3.** Slits and elliptical fitting superimposed to the  $r'$  image of the galaxy NGC6907. The definitions here follows those used in the two previous pictures.

all of them point to similarities between the galactic and extragalactic extinction laws, at least in the optical part of the spectrum where the Oxygen abundances are calculated. This procedure is reinforced by McCall (2004) and successfully applied by Misselt et al. (1999) to eleven spiral galaxies. Moreover, it has the advantage of correcting the rising of the extinction as a function of the galactic inclination Unterborn & Ryden (2008). The Tables B1 to B6 contain the evaluated intrinsic extinctions. Typical spectra for each one of the observed galaxies corrected for both extinctions can be seen in Figure 4.

The measured fluxes for each spectral line used to calculate Oxygen abundances were registered in the Tables C1 to C3. The uncertainties were evaluated from the flux dispersion of all procedures employed to measure the line fluxes, and are typically lower than 4%.

## 5 RESULTS AND DISCUSSION

Supposing that the inclinations and position angles of IC0167, NGC1042 and NG6907 describe correctly their projection on the plane of the sky, the distances in the galactic planes of the H II regions sampled by the slits (Tables A1 to A8) can be calculated using the expressions given by Scarano et al. (2008), which introduce important corrections to the most traditional expression (eg. Begeman (1987)). For these galaxies the corrections can represent up to 20% more or less the distances calculated without these corrections. Since the standard deviation of the corotation radius evaluated by different methods are typically 2 kpc or 3 kpc (eg. Gonzalez & Graham (1996), Kranz et al. (2001) and Elmegreen et al. (1992) for NGC4254) then the mentioned corrections are necessary to avoid the spatial smoothing of the metallicities when they are plotted as a function of radius.

Taking into account the radial velocities measured for all observed spectra in each galaxy, the systemic velocities can be derived from the histogram of radial velocities by calculating the weighted mean of their distribution. For this purpose we only considered the velocities between three standard deviations of the gaussian fitted to the distribution. Such fit does not reflect the real distribution of velocities, but only a raw measure of the possible line-of-sight velocities from the rotating disk, assuming that the receding and the approaching side of the galaxies were evenly sampled. The same criterium was used to distinguish if the observed spectrum belongs or not to the galaxy. Once these values are in agreement with those presented in 1 (from where we derived the distances to the galaxies) we used the spatial distribution of velocities to derive the kinematic center used to measure the distances in the plane of the galaxies.

The Oxygen abundances calculated using the  $O III]/[N II]$  method are sensibly more independent of the extinction than the other methods. We chose the calibration by Stasińska (2006) to present the metallicities from the 2006 observation because it is based on a larger sample than the Pettini & Pagel (2004) calibration. In spite of that, both provide similar results. On the other hand the 2005 observations contain the  $[O II]$  emission line, which is an important reference for the Oxygen abundance. For this reason we chose the p-method by Pilyugin (2000) and

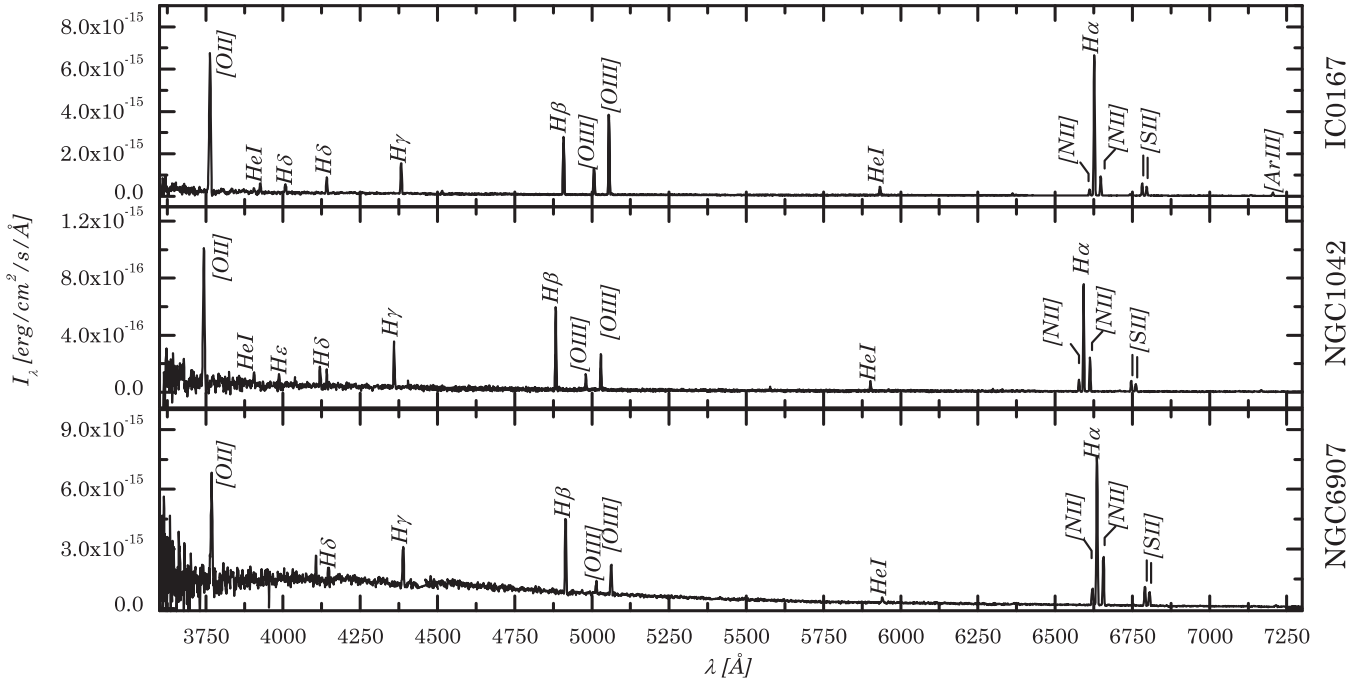
Pilyugin (2001) to represent the metallicities derived from the 2005 observations. It is worth to note that the 2005 observations could be corrected by the intrinsic extinction only considering the spectral lines  $H\beta$ ,  $H\gamma$ , since the  $H\alpha$  was not available. It provides a poorer correction compared to the use of the  $H\alpha$  to  $H\beta$  ratio. The results can be seen in Figure 6.

It is possible to note that the metallicity distribution of the three galaxies is nearly linear with a declining behavior in a first-order approach. Nevertheless, fitting the data with a fourth order polynomial, which allows to reproduce a declining gradient of metallicity (as expected for most of the chemical evolution models) superimposed with a minimum (as a consequence of the corotation), then we can compare the observed gradients of metallicity to those observed by Andrievsky et al. (2004) and modeled by Mishurov et al. (2002) for our own galaxy.

The different statistical methods used to calculate metallicities from Oxygen abundances can provide slightly different absolute values for the same spectrum, and depending on how they are related to the the Oxygen abundance they can produce different degrees of dispersion on the metallicities profiles and even small differences in the gradients. For the observed galaxies the most radical differences was found between the p-method and all the other mentioned methods. This may be a consequence of the strong dependence of the p-method to the  $[O II]$  emission line, which is found at the limit of the instrumental sensitivity, and for this reason has larger uncertainties.

For IC0167 all methods provide a minimum in the metallicity profile with a lower magnitude than found for the Galaxy (between 0.02 to 0.04 dex/kpc, according the curve by Mishurov et al. (2002)). The gradients of metallicity found using  $[O III]/[N II]$  method are an exception to that, but they are representative of the general behavior of the other curves but with less dispersion. The median of the minimum found for all the methods is  $13.0 \pm 2.7$  kpc and following the idea of Mishurov et al. (2002) it may be associated to the corotation radius. Obviously it is necessary to take care about the interpretation of the fitted curves, specially in their extremes or in regions where few observational points can be found. This is exactly the problem that happens with the fitted curve for p-method's metallicities. There are few points covering the break in the metallicity distribution using this method and the minimum found is considerably displaced when compared with the other methods, but it is clear that this galaxy admit two gradients in different parts of its disk.

On the other hand any minimum could be found for NGC1042, but a curious plateau is present in the metallicity profile of this galaxy when it is evaluated by means of the  $[O III]/[N II]$ , p and O23 methods. This plateau can be interpreted as a consequence of the corotation as well, but in this case its depth and elevation would not be enough to contrast with the dispersion of the data. In this sense the dispersion produced by the two calibrations of  $[N II]/H\alpha$  method by Pettini & Pagel (2004) and the  $[Ar III]/[O III]$  is so high that any meaningful information can be extracted from their distribution. The uncertainties about the inclination and the position angle of this galaxy may introduce a random component in the distances measured in the galactic plane, intensifying the intrinsic dispersion of the statistical methods.



**Figure 5.** Typical spectra for the galaxies IC0167 (top), associated to slit 18 (2006), NGC1042 (middle) from slit 21 (2006) and NGC6907 (bottom) related to the slit 8 (2006). Each spectrum combines the data from 2005 and 2006 observations

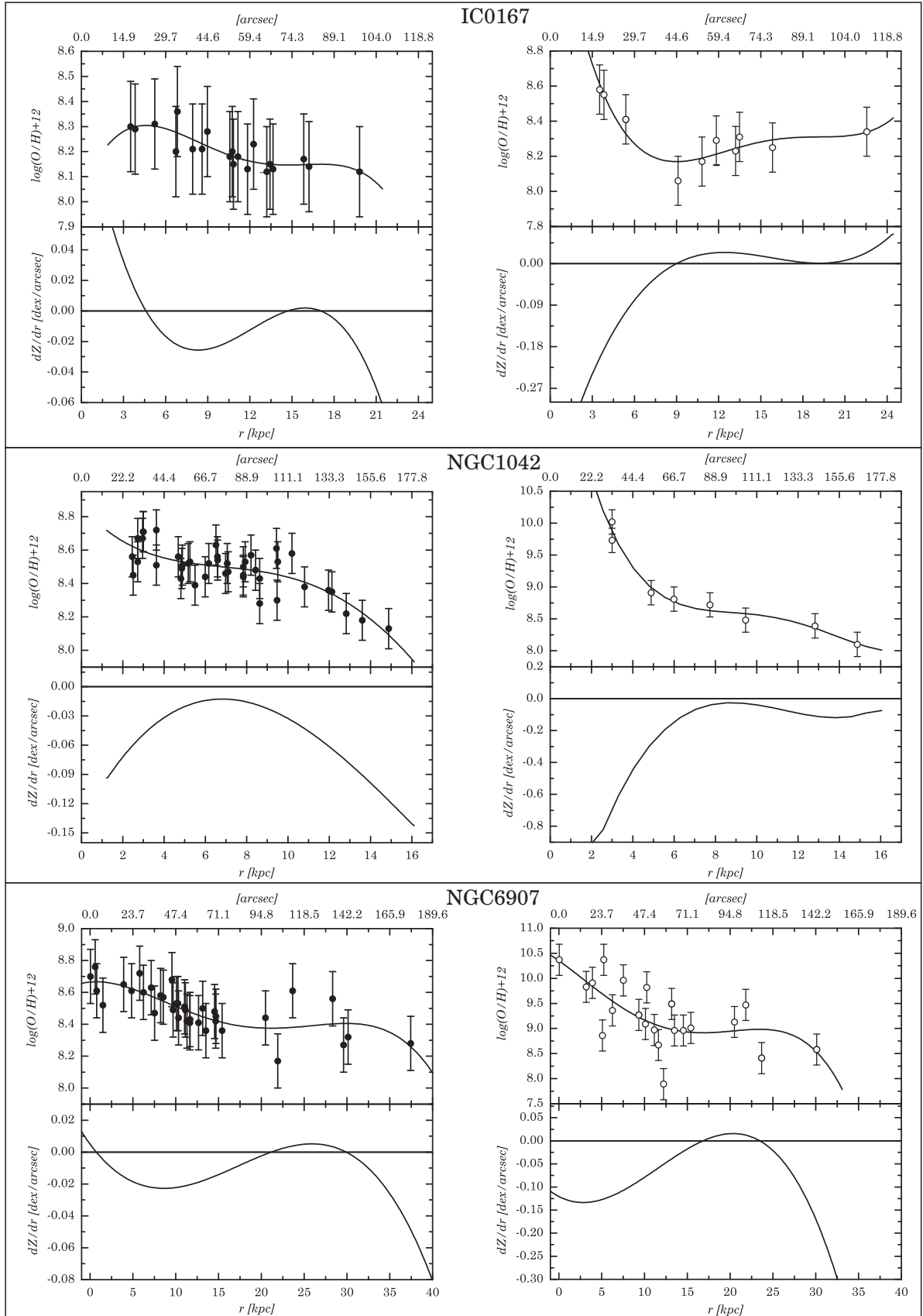
This panorama have support in the work by Kornreich et al. (2000) where deviations from axisymmetry in NGC1042's morphology and dynamics is confirmed. Considering the inflexions in the gradients of metallicity as an indication of the corotation so the median of the inflexions provides an estimation of the corotation radius of about  $7.8 \pm 3.4$  kpc. It is curious that at this same position a small bump also can be found in the color distribution of these galaxy, which can be interpreted as consequence of the corotation as well, since in the place where the corotation is found it is expected a lower density of new stars, making this region slightly redder than its neighborhood. Such effect would be detected only for this galaxy because it is the only one in our sample with interarm emission comparable with the spiral arms.

Finally, also for NGC6907 a bimodal behavior in the radial distribution of metallicities can be found, specially when the  $[O \text{ III}]/[N \text{ II}]$ , p and O23 methods are considered. Once the Argonium line is not detected along all the galaxy, the spatial distribution of metallicities derived from this element is inconclusive. The same happens for the  $[N \text{ II}]/H\alpha$  method, for which after 15 kpc the dispersion makes it unappropriated to measure the gradients of metallicity. Taking into account only the median of the minima found using the other statistical methods there is an indication that the corotation radius may be found at  $19.0 \pm 2.4$  kpc from NGC6907's center.

Although the interpretation of the NGC6907's gradient of metallicity may seem dangerous, since it is interacting with NGC6908 as discussed by Scarano et al. (2008), the same authors have shown that the influence of this galaxy on the NGC6907 gas distribution is restrict to about  $20^\circ$  around NGC6908. Taking into consideration that except for the slit 25 in the 2006 set of observations, all the other slits associated to distances greater than 15 kpc comes from the oppo-

site side where NGC6908 can be found, then the metallicities for the H II regions presented here were not affected by the interaction just as the gaseous rotation curve presented by Scarano et al. (2008).

Pilyugin (2003) have argued that the bends in the slopes of radial abundance gradients in the disks of spiral galaxies is a consequence of a systematic error involving the excitation parameter P, which would cause a more or less realistic oxygen abundances in high-excitation H II regions and yields an overestimated oxygen abundances in low excitation H II regions. For a measured value of O23, there are two possible solutions for the oxygen abundance. For instance, according to Pilyugin, the positive slope of the observed oxygen abundance by Roy & Walsh (1997) in the external regions of the galaxy NGC1365 would be changed into a negative slope, and the break would disappear, if one used the lower branch of the oxygen abundance versus O23 graph for these regions. The question, then, is when one must move from one branch to the other, to use correctly the method. According to Pilyugin's calibrations (Pilyugin (2001)), the upper branch corresponds to  $12 + \log(O/H) > 8.15$ . As can be seen from Figure 6, the slope breaks are situated well above this abundance threshold for two of the galaxies we have studied (NGC1042 and NGC6907), so that they cannot be explained by a change of the oxygen abundance versus O23 law. In fact, for IC0167 the bend found in its radial metallicity distribution is in the limit of the threshold mentioned by Pilyugin, but it is curious to see that even with a declining behavior of the extinction factor after the radius identified as the corotation radius for this galaxy, the distribution remains flat. For NGC1042 the overall decreasing behavior of the radial metallicity distribution is not flattened by the almost linear radial increase of the excitation parameter P with a small step in the region where the corotation may be



**Figure 6.** Radial metallicity distribution measured by the oxygen abundance (at the top of each graphic) and the correspondent radial gradient of metallicities related to a 4th order polynomial fitted to the abundances (at the bottom of each graphic). The results using the Stasinska method are represented by filled circles and the results from the Pilyugin method by open circles.

found. Something similar happens to NGC6907, for which the maximum of the radial excitation parameter coincides with the region associated to the corotation radius, but the decreasing of this parameter to larger radius does not affect the bend in the external part of the galaxy. The behavior of the excitation parameter may suggest a correlation with the corotation radius but this affirmation has to be investigated in a large sample of galaxies.

This is not the first time that breaks in the radial distribution of metallicities are associated to the corotation radius. Roy & Walsh (1997) verified that the position of the metallicity break they found for NGC1365 is a little beyond the corotation radius found by Jorsater & van Moorsel (1995). Remembering that the Mishurov's model claims that the chemical evolution of a galaxy is proportional not only to the difference between the spiral pattern speed and the angular velocity of the rotation curve, but it also depends on the surface density of the gas, then the displacement between the corotation radius and the radius of the metallicity break may be understood as consequence of the migration of the enriched gas. Just before the corotation radius there is an intense star formation activity in NGC1365's bar, in a region where the density of the gas is more elevated. Nevertheless, just after the corotation radius there is steep declination in the gas density Jorsater & van Moorsel (1995) favoring the displacement of the less enriched gas in the corotation to larger radius. Since there is no evidence for a strong stellar formation in the internal part of the galaxies presented in this work, and, on the other hand, the corotation radius seems to be deep inserted in the optical part of the galaxy (as advocated by Canzian (1998)) then there is no reason to suppose that the same problem that happens to NGC1365 could not happens also for the galaxies presented here.

## 6 CONCLUSIONS

The work by Mishurov et al. (2002) provide us an important confirmation that a minimum or an inflexion on the radial gradient of metallicity of our galaxy may be positively correlated with the corotation. Based on this result we perform photometric and spectroscopic observations to verify if the same effect also happen in three of the best candidates pointed by Canzian (1998) to have the corotation inside the optical disk, IC0167, NGC1042 and NGC6907.

After the pre-image observations obtained with the Gemini Telescope a careful procedure to select H II regions were conducted and then the spectroscopy of these objects were performed using GMOS.

To avoid the problems with the isophotal elliptical fittings caused by the prominent spiral structure of these galaxies the independent procedure to determine the inclinations and the position angles by Ma (2001) was adopted. It allowed us to calculate more reliable distances in the galactic plane of these galaxies, since the uncertainties of isophotal elliptical fittings are larger.

The number of observed and effectively used spectra in this project overcome the minimum data sample advocated by Dutil & Roy (2001) and for each one of these spectra the Oxygen abundance taken as a metallicity index could be determined by empirical methods. All data was corrected by galactic and intrinsical extinction. By fitting a lower or-

der polynomial to the data with the purpose of getting the overall behavior of the radial metallicity distribution, the gradients of metallicity could be derived.

For each one of the observed galaxies was possible to detect radial alterations in the metallicity distribution, with minima and inflexion coincident for different methods. In spite of the magnitude of these gradients be lower than the one found for our galaxy, they are still statistically significative inside 2 or 3 dex, specially for NGC6907. Assuming that these minima and inflections are related to the corotation radius, then for IC0167, NGC1042 and NGC6907 they are placed at  $13.0 \pm 2.7$ ,  $7.8 \pm 3.4$  and  $19.0 \pm 2.4$  kpc respectively.

Further studies must be conducted to verify if these estimates are confirmed by other observations, particularly those involving the kinematics procedures by Tremaine & Weinberg (1984) and Canzian (1993) which use the whole velocity field of the galaxies and the direct effect of the spiral arms on it. A combination between the observational methods and the Mishurov et al. (2002) model must also be considered, specially the use of narrow band filters do determine the radial  $H\alpha$  emission, from which the star formation rate can be calculated using the Kennicutt et al. (1994) method, imposing observational constrains to the application of the Mishurov's method.

## 7 ACKNOWLEDGEMENTS

Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the Science and Technology Facilities Council (United Kingdom), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência e Tecnologia (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina) Financial support for this work was provided by Conselho Nacional para o Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq). This research has been benefited by the NASA's Astrophysics Data System (ADS) and Extra-galactic Database (NED) services. Their open software used in this research is greatly acknowledged. The Gemini programme ID for the data used in this paper is the GN-2005B-Q-39 and GN-2006B-Q-89 (PI:S. Scarano Jr).

## REFERENCES

- Amôres E. B., Lépine J. R. D., 2005, *Astron. J.*, 130, 659
- Andrievsky S. M., Luck R. E., Martin P., Lépine J. R. D., 2004, *A&A*, 413, 159
- Begeman K. G., 1987, PhD thesis, , Kapteyn Institute, (1987)
- Canzian B., 1993, *Astrophysical Journal*, 414, 487
- Canzian B., 1998, *ApJ*, 502, 582
- de Vaucouleurs G., de Vaucouleurs A., Corwin Jr. H. G., Buta R. J., Paturel G., Fouque P., 1992, *VizieR Online Data Catalog*, 7137, 0
- Dutil Y., Roy J.-R., 2001, *Astron. J.*, 122, 1644



Elmegreen B. G., Elmegreen D. M., Montenegro L., 1992, *Astrophysical Journal, Supplement*, 79, 37

Finkelman I., Brosch N., Kniazev A. Y., Buckley D. A. H., O'Donoghue D., Hashimoto Y., Loaring N., Romero-Colmenero E., Still M., Sefako R., Väisänen P., 2008, *MNRAS*, 390, 969

Fitzpatrick E. L., 1999, *Publications of the ASP*, 111, 63

Fukugita M., Ichikawa T., Gunn J. E., Doi M., Shimasaku K., Schneider D. P., 1996, *Astron. J.*, 111, 1748

Gonzalez R. A., Graham J. R., 1996, *Astrophysical Journal*, 460, 651

Gordon K. D., Clayton G. C., Misselt K. A., Landolt A. U., Wolf M. J., 2003, *Astrophysical Journal*, 594, 279

Henry R. B. C., Edmunds M. G., Köppen J., 2000, *ApJ*, 541, 660

Hook I. M., Jørgensen I., Allington-Smith J. R., Davies R. L., Metcalfe N., Murowinski R. G., Crampton D., 2004, *Publications of the ASP*, 116, 425

Jorsater S., van Moorsel G. A., 1995, *Astron. J.*, 110, 2037

Kennicutt Jr. R. C., 1982, *Astronomical Journal*, 87, 255

Kennicutt Jr. R. C., Tamblyn P., Congdon C. E., 1994, *Astrophysical Journal*, 435, 22

Kornreich D. A., Haynes M. P., Lovelace R. V. E., van Zee L., 2000, *Astronomical Journal*, 120, 139

Kranz T., Slyz A., Rix H.-W., 2001, *Astrophysical Journal*, 562, 164

Kurtz M. J., Mink D. J., 1998, *Publications of the ASP*, 110, 934

Ma J., 2001, *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, 1, 395

Maciel W. J., Quireza C., 1999, *A&A*, 345, 629

McCall M. L., 2004, *Astronomical Journal*, 128, 2144

McGaugh S. S., 1994, *Astrophysical Journal*, 426, 135

Mishurov Y. N., Lépine J. R. D., Acharova I. A., 2002, *ApJ*, 571, L113

Misselt K. A., Clayton G. C., Gordon K. D., 1999, *Publications of the ASP*, 111, 1398

Osterbrock D. E., 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989, 422 p.

Pagel B. E. J., Edmunds M. G., Blackwell D. E., Chum M. S., Smith G., 1979, *Monthly Notices of the RAS*, 189, 95

Pettini M., Pagel B. E. J., 2004, *Monthly Notices of the RAS*, 348, L59

Pilyugin L. S., 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 362, 325

Pilyugin L. S., 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 369, 594

Pilyugin L. S., 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 397, 109

Roy J.-R., Walsh J. R., 1997, *Monthly Notices of the RAS*, 288, 715

Scarano S., Madsen F. R. H., Roy N., Lépine J. R. D., 2008, *MNRAS*, 386, 963

Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525

Stasińska G., 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 454, L127

Stock J., 1955, *Astron. J.*, 60, 216

Tremaine S., Weinberg M. D., 1984, *Astrophysical Journal, Letters*, 282, L5

Unterborn C. T., Ryden B. S., 2008, *ApJ*, 687, 976

**Table A3.** Correspondences between the slits observed in 2006 (ID06) and the slits observed in 2005 (ID05) for the galaxy IC0167.

IC0167 - Correspondences 2006 / 2005					
ID06	ID05	ID06	ID05	ID06	ID05
1	24	15	6	24	9
2	25	16	10	25	8
3	21	17	13	26	44
4	20	18	15	27	43
5	42	19	16	28	17
7	26	20	14	30	4
8	23	21	12	31	7
9	22	22	11	34	2
11	18	23	5		

**Table A6.** Correspondences between the slits observed in 2006 (ID06) and the slits observed in 2005 (ID05) for the galaxy NGC1042.

NGC1042 - Correspondences 2006 / 2005					
ID06	ID05	ID06	ID05	ID06	ID05
2	29	15	19	27	3
3	31	16	15	29	5 (middle)
4	30	17	20	30	9
5	21	18	18	32	4
6	23	19	16	33	2
8	28	20	14	34	1
10	22	21	12	35	37
11	35	22	13	47	26
13	24	24	7	70	5 (bottom)

## APPENDIX A: POSITIONS, DISTANCES AND VELOCITIES ASSOCIATED TO THE SLITS

In this appendix we compile the information about the coordinates of the slits, the distances measured from the kinematic center of the galaxies and the cross-correlated velocities evaluated from the observed spectra.

## APPENDIX B: INTRINSIC EXTINCTIONS

The following tables in this appendix contain the intrinsic extinctions calculated using the Balmer lines observed in the

**Table A9.** Correspondences between the slits observed in 2006 (ID06) and the slits observed in 2005 (ID05) for the galaxy NGC6907.

NGC6907 - Correspondences 2006 / 2005					
ID06	ID05	ID06	ID05	ID06	ID05
1	34	15	27	26	8
2	28	16	16	27	10
5	29	17	22	29	12
7	26	20	14	35	3
8	25	21	18	53	16
9	23	23	15	59	7
10	24	24	19		
12	35	25	11		

Table A1.

IC0167 - Slit's Related Information - 2005 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ [']	r [']	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	27.81954	21.94981	5	221.80	-87.73	1615.61	156.86	5	8
2	27.82779	21.92064	5	170.76	-51.82	74129.69	46.21	9	11
4	27.81574	21.94136	5	182.56	-83.98	-	-	-	-
5	27.80700	21.92086	5	94.75	-62.03	2961.74	46.74	12	14
6	27.80872	21.92206	5	103.63	-63.21	2937.05	19.22	11	13
7	27.81970	21.93063	5	163.28	-68.83	-582.46	76.78	6	10
8	27.81044	21.91590	5	98.09	-48.35	2982.72	42.34	8	9
9	27.80664	21.91318	5	80.25	-42.05	-	-	-	-
10	27.80330	21.90819	5	65.36	-25.42	2976.61	56.12	10	14
11	27.80114	21.90644	5	58.62	-17.15	2969.3	10.67	18	20
12	27.79967	21.90658	5	53.52	-15.43	2961.81	53.96	11	15
13	27.79671	21.90507	5	46.46	-3.53	2877.79	34.79	6	11
14	27.79455	21.90426	5	42.76	5.97	3042.09	85.99	9	14
15	27.78900	21.91500	5	17.40	-74.36	2935.19	40.59	15	16
16	27.78563	21.91277	5	0.04	41.84	2934.2	81.31	8	9
17	27.78760	21.91856	5	26.64	-109.64	2903.26	22.17	7	7
18	27.78301	21.90939	5	18.97	87.86	2908.76	13.13	15	18
19	27.77967	21.92359	5	45.10	-155.74	2936.89	34.74	8	12
20	27.77690	21.92238	5	45.37	-169.72	2943.26	101.71	7	10
21	27.77587	21.92118	5	44.46	-177.16	-	-	-	-
22	27.77214	21.91953	5	52.31	167.59	2885.92	43.97	13	15
23	27.76972	21.91996	5	60.81	165.1	2896.45	82.65	10	11
24	27.76830	21.92109	5	66.78	166.53	2861.84	21.9	10	11
25	27.76555	21.91926	5	74.74	158.17	2866.12	68.3	11	13
26	27.76441	21.91773	5	78.42	153.06	2873.4	54.94	11	12
27	27.76197	21.91504	5	88.18	144.86	38.43	163.55	3	9
28	27.75883	21.90606	5	111.64	124.61	2921.08	19.69	14	17
29	27.75690	21.91215	5	109.81	137.8	-404.68	180.58	5	8
30	27.75034	21.91627	5	131.49	145.06	-	-	-	-
31	27.81456	21.92928	5	142.21	-70.83	-	-	-	-
32	27.82522	21.91857	5	157.75	-49.54	13670.47	141.25	3	6
33	27.74418	21.90626	2	165.90	129.84	-	-	-	-
40	27.74569	21.94885	2	186.13	-175.69	-	-	-	-
41	27.81480	21.89176	2	123.80	-2.51	-	-	-	-
42	27.75487	21.89852	5	142.63	113.87	2252.45	91.69	9	10
43	27.80357	21.91290	5	68.29	-41.32	-	-	-	-
44	27.79156	21.91796	5	34.52	-81.78	2912.01	60.04	12	12

Table B1.

IC0167 - Extinction - 2005							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
2	0.16	11	0.02	17	0.09	26	0.09
5	0.02	12	0.05	18	0.07	28	0.09
8	0.15	13	0.10	19	0.09	43	0.11
9	0.04	14	0.08	21	0.12		
10	0.10	15	0.06	24	0.07		

Table B2.

IC0167 - Extinction - 2006							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
1	0.02	15	0.04	24	0.01	46	0.13
3	0.16	16	0.01	25	0.20	50	0.04
7	0.16	18	0.07	27	0.09	51	0.14
8	0.09	20	0.02	28	0.11	55	0.16
9	0.19	21	0.01	43	0.05		
11	0.18	22	0.12	44	0.09		

spectrum associated to each slit. They were evaluated using the  $H\gamma/H\beta$  ratio for the 2005 observations and the  $H\alpha/H\beta$  ratio for the 2006 observations. ID is the identification number of the slit and the  $E_{B-V}$  is the intrinsic extinction.

### APPENDIX C: SPECTRAL LINES FLUXES

The tables in this appendix show the mean flux measured for each spectral line used to evaluate the metallicities, according to the different procedures mentioned on the paper. In general the uncertainties of the fluxes are lower than 3%,

Table A2.

IC0167 - Slit's Related Information - 2006 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ ["]	$r$ ["]	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	27.76827	21.92110	3	66.87	166.52	2831.97	35.52	17	18
2	27.76503	21.91920	3	76.55	157.56	2748.57	53.79	8	14
3	27.77588	21.92118	3	44.45	-177.11	2838.78	27.56	15	16
4	27.77720	21.92236	3	44.72	-168.69	2953.96	54.06	12	16
5	27.75487	21.89853	3	142.62	113.88	133705.60	13.50	5	5
6	27.75374	21.88457	3	186.69	97.89	141121.80	60.10	10	11
7	27.76441	21.91776	3	78.41	153.13	2884.85	36.89	17	18
8	27.76970	21.91980	3	60.70	164.54	2818.02	52.56	14	14
9	27.77215	21.91954	5	52.31	167.63	2878.54	10.25	16	18
11	27.78302	21.90939	3	18.96	87.72	2893.50	29.00	15	20
13	27.75782	21.90430	4	118.84	121.71	128188.40	81.92	10	11
14	27.76476	21.89109	7	132.76	93.57	63376.43	48.06	8	8
15	27.80871	21.92206	3	103.59	-63.21	2896.64	29.88	13	17
16	27.80330	21.90818	3	65.38	-25.42	2956.99	42.48	15	16
17	27.79624	21.90514	5	45.01	-2.53	16071.60	74.53	11	16
18	27.78900	21.91499	5	17.39	-74.3	2933.97	19.05	17	19
19	27.78563	21.91277	3	0.02	31.44	2883.47	63.93	9	15
20	27.79458	21.90438	5	42.54	5.44	2956.49	42.54	15	19
21	27.79969	21.90659	3	53.58	-15.51	2941.72	32.65	15	18
22	27.80113	21.90645	6	58.61	-17.18	2949.04	26.85	21	22
23	27.80697	21.92082	5	94.53	-61.96	133296.20	379.03	2	3
24	27.80665	21.91318	3	80.26	-42.04	2961.75	30.29	18	23
25	27.81044	21.91590	6	98.11	-48.34	2944.95	17.45	16	21
26	27.79155	21.91796	4	34.49	-81.82	213817.50	28.68	3	4
27	27.80343	21.91271	4	67.59	-40.68	2916.65	35.18	17	18
28	27.78778	21.91828	4	25.90	-107.33	2892.12	22.88	13	18
29	27.82433	21.89848	3	145.10	-19.28	62651.51	146.77	2	6
30	27.81576	21.94137	3	182.64	-83.97	-3158.00	161.32	3	7
31	27.81969	21.93062	5	163.23	-68.83	63632.61	120.01	4	7
32	27.81367	21.93628	3	160.01	-80.64	96611.80	73.40	7	10
33	27.82881	21.88441	5	177.96	-5.18	14958.14	88.34	6	12
34	27.82780	21.92064	5	170.79	-51.82	74124.93	13.55	9	10
35	27.74179	21.90871	3	171.29	133.58	73826.96	65.49	9	11
36	27.74074	21.93860	4	178.77	171.2	6284.37	127.40	6	9
38	27.75508	21.88497	4	181.39	97.13	171163.90	419.36	2	2
39	27.75728	21.89046	4	157.27	101	-5967.74	89.89	6	11
40	27.75896	21.91724	4	98.69	149.15	65284.13	155.84	5	10
41	27.76403	21.88812	4	144.98	91.06	71081.70	277.94	2	7
42	27.76696	21.91310	3	70.66	140.14	71268.95	111.35	6	11
43	27.76785	21.91406	3	66.51	143.45	2897.28	26.37	16	17
44	27.77104	21.91882	3	55.21	163.16	2876.55	19.00	16	18
45	27.77558	21.91676	3	37.89	162.18	3644.93	72.20	6	12
46	27.78011	21.90758	3	33.33	96.19	2884.43	19.28	12	15
47	27.78245	21.90780	3	26.18	83.07	-2116.05	103.08	9	13
48	27.78366	21.91201	3	8.79	117.58	3154.13	81.29	4	12
49	27.78442	21.91839	2	22.54	-138.99	88891.17	158.42	3	5
50	27.78765	21.90302	2	39.23	41.44	2988.63	17.48	13	18
51	27.79142	21.90519	3	33.82	15.51	2932.62	29.27	13	18
52	27.80306	21.89946	2	75.56	-0.77	49652.69	107.54	2	3
53	27.80601	21.91116	3	76.16	-36.12	3018.41	23.16	10	21
54	27.81475	21.90967	4	108.39	-34.47	216205.90	43.89	3	3
55	27.77338	21.92219	3	53.21	179.44	2895.01	26.01	12	14
56	27.81480	21.89176	2	123.80	-2.51	-	-	-	-
58	27.74569	21.94885	2	186.15	-175.69	-	-	-	-

Table A4.

NGC1042 - Slit's Related Information - 2005 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ [']	r [']	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	40.08535	-8.47102	5	165.28	-84.39	1334.11	17.22	13	14
2	40.09769	-8.47767	5	181.30	-100.76	1405.96	101.26	8	12
3	40.09000	-8.46668	5	142.52	-88.56	1350.48	46.28	14	16
4	40.07942	-8.46420	5	149.63	-72.82	-	-	-	-
5	40.08778	-8.46018	5	120.11	-81.49	-	-	-	-
6	40.09790	-8.46650	5	135.65	-100.27	1395.65	15.58	19	21
7	40.08837	-8.45649	5	105.20	-79.49	1335.07	17.54	16	18
8	40.05157	-8.44623	5	184.52	-30.17	1440.15	57.96	10	15
9	40.08024	-8.45138	5	104.92	-59.30	1355.45	61.59	12	13
10	40.07981	-8.44785	5	95.93	-52.49	1401.33	24.85	19	21
11	40.08402	-8.44697	5	81.84	-57.39	1515.73	72.01	6	12
12	40.09561	-8.44597	5	54.30	-86.70	1323.20	13.72	13	15
13	40.08045	-8.43797	5	73.23	-28.31	1407.27	63.46	14	17
14	40.11136	-8.44704	5	67.12	-140.34	1376.23	143.17	7	10
15	40.09981	-8.43343	5	0.03	97.32	1334.15	15.46	8	8
16	40.09208	-8.43751	5	33.31	-44.20	1407.34	76.76	10	16
17	40.11113	-8.44141	5	50.40	-155.00	1342.71	23.66	16	19
18	40.09140	-8.43235	5	30.27	-5.25	1403.61	38.65	16	19
19	40.10891	-8.43478	5	32.86	175.82	1369.08	34.86	9	14
20	40.11828	-8.43583	5	66.54	174.72	1355.69	37.08	16	17
21	40.10813	-8.43036	5	33.28	143.85	1249.26	59.83	9	11
22	40.11342	-8.42865	5	53.97	144.86	-	-	-	-
23	40.11985	-8.43258	5	72.43	163.66	1229.54	89.20	5	7
24	40.10844	-8.42579	5	45.53	121.65	-	-	-	-
25	40.11856	-8.42471	5	78.42	138.82	-	-	-	-
26	40.11167	-8.41981	5	72.38	114.37	1339.64	14.43	14	16
27	40.11416	-8.41398	5	97.63	109.90	1356.69	24.39	7	9
28	40.09642	-8.41211	5	87.12	68.79	1328.22	57.65	13	16
29	40.11231	-8.41070	5	105.87	102.74	1373.75	5.58	18	21
30	40.08998	-8.40103	5	134.69	61.73	-	-	-	-
31	40.11676	-8.40817	5	123.35	107.47	-	-	-	-
32	40.08676	-8.39441	2	163.12	60.26	-	-	-	-
33	40.10964	-8.45367	2	87.65	-126.60	-	-	-	-
34	40.15069	-8.41016	2	211.87	139.23	-	-	-	-
35	40.11408	-8.41737	5	86.01	114.92	1382.56	64.45	10	13
36	40.15255	-8.41420	5	210.21	144.13	3248.36	123.64	5	8
37	40.06366	-8.46152	5	179.03	-54.59	55627.03	80.92	9	10
38	40.08724	-8.41665	5	79.57	43.10	1402.92	21.32	17	19

Table B3.

NGC1042 - Extinction - 2005							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
1	0.21	10	0.18	20	0.16	28	0.16
3	0.11	12	0.09	21	0.10	30	0.14
7	0.16	16	0.16	22	0.18	35	0.19
9	0.14	18	0.12	25	0.15	37	0.18

except for the [O II] spectral line, for which the uncertainties are about 30% in reason of the limit of CCD's sensitivity.

Table B4.

NGC1042 - Extinction - 2006							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
2	0.10	17	0.13	34	0.08	56	0.16
4	0.10	18	0.23	43	0.13	57	0.13
5	0.21	19	0.08	45	0.09	59	0.06
6	0.13	21	0.16	48	0.27	61	0.17
8	0.15	22	0.12	49	0.17	62	0.16
9	0.25	23	0.15	50	0.07	64	0.22
10	0.12	24	0.12	51	0.25	65	0.23
12	0.22	25	0.29	53	0.17	68	0.13
14	0.20	27	0.16	54	0.23	70	0.20
15	0.22	32	0.14	55	0.11		

Table A5.

NGC1042 - Slit's Related Information - 2006 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ [']	r [']	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	40.07691	-8.39319	4	178.86	49.95	18916.77	92.86	7	13
2	40.11228	-8.41074	5	105.66	102.74	1319.73	23.38	9	12
3	40.11674	-8.40818	3	123.26	107.46	31232.21	124.04	5	7
4	40.08996	-8.40102	4	134.74	61.70	1394.11	22.62	18	20
5	40.10812	-8.43035	4	33.24	143.79	1321.49	50.02	12	15
6	40.11982	-8.43255	3	72.35	163.55	1285.53	38.63	14	17
7	40.10435	-8.42266	4	47.96	97.28	32868.21	142.73	7	11
8	40.09642	-8.41212	3	87.11	68.78	1337.59	35.00	13	15
9	40.11766	-8.42318	3	79.00	133.62	1334.46	28.46	14	15
10	40.11343	-8.42866	3	53.96	144.91	1342.97	23.64	16	18
11	40.11415	-8.41697	3	87.48	114.36	69391.37	99.55	4	5
12	40.10732	-8.41190	3	93.73	93.99	1386.14	45.87	14	18
13	40.10844	-8.42579	4	45.52	121.68	529.10	131.75	4	9
14	40.11857	-8.42473	3	78.41	138.89	1342.17	42.37	16	21
15	40.10891	-8.43478	3	32.86	175.85	1357.19	40.71	15	17
16	40.09980	-8.43344	3	0.01	-83.69	1330.86	30.18	12	15
17	40.11828	-8.43583	3	66.54	174.72	1343.43	11.90	16	20
18	40.09140	-8.43234	3	30.28	-5.17	1405.47	38.23	17	21
19	40.09209	-8.43751	3	33.30	-44.23	1415.94	44.96	15	19
20	40.11146	-8.44683	3	66.63	-141.01	1335.86	89.09	8	15
21	40.09561	-8.44597	2	54.30	-86.70	1359.80	21.75	13	21
22	40.08043	-8.43799	3	73.30	-28.35	1367.38	11.89	10	12
23	40.11415	-8.44235	3	61.12	-158.46	1297.30	46.13	15	17
24	40.08837	-8.45649	4	105.21	-79.49	1370.17	15.04	13	17
25	40.09170	-8.46475	3	133.01	-90.28	1364.67	21.39	12	13
26	40.07981	-8.44785	4	95.94	-52.51	1390.89	5.24	16	19
27	40.09001	-8.46669	3	142.54	-88.56	1358.60	11.91	15	17
28	40.08225	-8.44625	2	84.66	-52.84	13343.06	83.08	8	15
29	40.08767	-8.46076	3	122.47	-81.74	1387.22	63.84	8	12
30	40.08022	-8.45137	3	104.95	-59.27	1360.83	56.75	10	18
31	40.10233	-8.46432	2	125.81	-107.34	154868.00	53.36	1	3
32	40.07924	-8.46454	3	151.17	-72.88	1477.22	34.78	10	14
33	40.09769	-8.47768	2.5	181.34	-100.76	1374.26	91.58	6	14
34	40.08535	-8.47104	3	165.36	-84.39	1362.92	36.52	18	19
35*	40.06371	-8.46147	8	178.74	-54.59	-	-	-	-
37	40.11904	-8.40159	3	151.38	104.92	55004.42	60.77	12	13
38	40.09910	-8.39607	3	152.46	75.86	1354.34	44.59	14	20
39	40.08300	-8.39194	3	176.06	57.00	27651.24	83.61	9	14
41	40.11873	-8.40970	2.5	122.17	111.96	38155.74	222.55	3	7
42	40.11671	-8.41305	3	106.36	113.01	6361.52	149.73	4	12
43	40.10502	-8.41011	2	98.31	88.02	16120.95	85.05	10	12
44	40.08801	-8.40634	3	115.85	55.64	1435.41	51.55	7	16
45	40.11517	-8.41784	2	87.12	117.79	1361.32	8.65	14	19
46	40.08726	-8.41074	3	100.34	50.62	1496.86	82.24	4	9
47	40.11170	-8.41983	3	72.39	114.45	13449.71	231.72	4	8
48	40.10514	-8.42189	3	52.08	99.04	1332.86	38.39	11	19
49	40.11881	-8.42555	2	77.53	141.43	1335.92	29.96	13	21
50	40.09632	-8.42386	2	40.29	58.90	1387.03	43.48	15	20
51	40.09211	-8.42586	2	40.09	34.63	1372.54	37.15	9	12
52	40.10068	-8.43114	3	10.12	95.34	1286.77	68.42	12	15
53	40.10681	-8.43673	2.5	27.76	-165.59	1455.35	54.53	9	12
54	40.10534	-8.43835	2.5	27.28	-148.41	1312.16	51.42	15	17
55	40.08072	-8.43180	2.5	68.53	-8.02	1396.62	38.78	11	16
56	40.11078	-8.44297	2.5	53.54	-149.00	1348.70	52.18	14	18
57	40.09048	-8.43839	3	40.29	-44.34	1401.51	39.27	15	16
58	40.10392	-8.44468	2	47.28	-121.24	84291.46	166.71	4	6
59	40.08665	-8.44106	3	58.33	-46.58	1410.95	44.29	16	18
60	40.08922	-8.44243	3	54.62	-57.15	6318.01	74.39	7	12
61	40.07642	-8.44084	3	91.29	-33.15	1409.45	19.69	17	22
62	40.09554	-8.44676	2	57.49	-87.38	1351.95	54.69	14	17
64	40.07985	-8.44607	3	91.13	-48.92	1395.41	56.08	11	14
65	40.09874	-8.45494	3	88.13	-100.69	1372.75	25.11	16	19
66	40.06881	-8.44617	3	126.15	-38.33	1420.53	31.97	12	16
67	40.08476	-8.45375	3	102.01	-69.98	6601.65	55.28	11	18
68	40.08262	-8.45569	3	113.25	-68.88	1356.30	38.91	12	17
69	40.10245	-8.46342	2	122.16	-107.67	17090.19	160.46	4	7
70	40.08774	-8.46016	2	120.09	-81.41	1335.46	36.67	15	21

Table A7.

NGC6907 - Slit's Related Information - 2005 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ [']	r [']	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	306.30016	-24.76257	5	222.89	137.02	6283.26	182.36	4	9
3	306.30690	-24.78402	5	136.57	-176.06	29816.98	96.58	2	3
4	306.30758	-24.78843	5	124.58	-162.98	3487.77	143.39	5	10
5	306.30240	-24.79045	5	107.52	-168.08	16326.73	96.26	5	7
6	306.29779	-24.78856	5	105.87	172.65	14758.06	98.29	7	12
7	306.29837	-24.79510	5	85.54	-161.83	21428.97	87.12	2	5
8	306.29569	-24.79942	5	68.82	-150.67	2979.12	45.51	10	12
9	306.29950	-24.80399	5	77.48	-129.12	27889.52	96.17	5	8
10	306.29771	-24.80711	5	73.04	-121.63	3084.97	74.10	12	18
11	306.28559	-24.78892	5	97.20	131.06	3025.42	41.33	13	14
12	306.28975	-24.79998	5	52.76	-168.25	2943.56	42.70	11	13
13	306.28735	-24.80114	5	44.39	-173.55	3118.03	53.37	6	6
14	306.28166	-24.79628	5	62.35	126.16	3062.63	48.20	9	14
15	306.28661	-24.80923	5	34.20	-116.57	3135.58	41.99	11	13
16	306.28493	-24.81003	5	29.57	-112.11	3135.88	6.56	12	13
17	306.28356	-24.80989	5	24.09	-111.99	3048.31	20.74	12	13
18	306.28631	-24.81907	5	69.63	-90.93	3140.19	27.00	21	22
19	306.27762	-24.80917	5	0.16	144.44	3208.72	21.16	10	12
20	306.27464	-24.80787	5	15.09	78.00	3169.93	102.00	7	9
21	306.27259	-24.80716	5	24.76	76.96	3183.23	74.67	12	12
22	306.27295	-24.81212	5	18.56	22.30	3366.30	20.93	6	13
23	306.26854	-24.80855	5	35.66	66.29	3219.03	30.95	13	14
24	306.26581	-24.80943	5	44.26	62.42	3349.89	23.55	7	8
25	306.26433	-24.81088	5	47.87	57.22	3316.52	12.67	10	13
26	306.26391	-24.81185	5	48.66	53.52	3313.84	30.13	14	16
27	306.26202	-24.81307	5	55.09	50.28	3322.85	18.39	10	12
28	306.26152	-24.81566	5	57.92	39.99	3542.79	76.99	8	12
29	306.26044	-24.81773	5	63.95	32.81	3361.96	72.17	12	13
30	306.25306	-24.81374	5	87.35	54.02	17630.56	100.96	1	6
31	306.24982	-24.81024	5	103.47	61.61	3276.75	51.69	8	12
32	306.24525	-24.81579	5	114.82	52.95	3490.21	91.14	7	9
33	306.24448	-24.82100	5	118.05	43.22	19090.42	102.47	7	8
34	306.24745	-24.81038	5	112.21	61.52	3265.18	137.89	6	9
35	306.24231	-24.80511	5	142.64	68.00	3209.00	106.70	12	12
36	306.24143	-24.82679	5	134.18	33.66	4233.94	163.77	3	8
37	306.23286	-24.80769	5	172.49	64.75	3672.22	236.45	4	8
40	306.29915	-24.77971	2	143.57	154.98	-	-	-	-
41	306.31874	-24.79983	2	145.66	-128.51	-	-	-	-
43	306.23708	-24.83209	2	156.04	27.47	-	-	-	-

Table B5.

NGC6907 - Extinction - 2005							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
8	0.50	17	0.47	24	0.51	33	0.48
10	0.38	18	0.60	25	0.49	34	0.36
11	0.42	19	0.56	26	0.39	35	0.48
12	0.50	20	0.60	27	0.41		
14	0.42	21	0.48	28	0.48		
15	0.40	22	0.46	29	0.25		
16	0.32	23	0.77	31	0.26		

Table B6.

NGC6907 - Extinction - 2006							
ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$	ID	$E_{B-V}$
1	0.33	15	0.25	27	0.54	50	0.55
2	0.34	16	0.47	28	0.27	51	0.43
3	0.48	17	0.52	29	0.52	53	0.55
5	0.15	20	0.54	37	0.27	54	0.54
7	0.40	21	0.61	40	0.38	55	0.57
8	0.55	22	0.36	45	0.25	57	0.30
9	0.28	23	0.79	46	0.37	61	0.42
10	0.15	24	0.55	47	0.12		
12	0.35	25	0.10	48	0.41		
14	0.36	26	0.29	49	0.59		

Table A8.

NGC6907 - Slit's Related Information - 2006 Observation									
ID	RA [°]	Dec [°]	$\Delta y$ [']	r [']	$\theta$ [°]	$v_{obs}$ [km/s]	$\sigma_{v_{obs}}$ [km/s]	$n_{us}$	$n_{lin}$
1	306.24745	-24.81042	3	112.15	61.47	3261.37	46.23	12	16
2	306.26098	-24.81597	5	59.96	39.56	3373.96	42.21	16	17
3	306.24993	-24.80975	4	103.88	62.42	3318.09	40.71	15	17
4	306.24475	-24.83186	3	136.22	17.35	64208.06	53.41	1	3
5	306.26041	-24.81775	5	64.07	32.80	3341.83	39.52	14	18
6	306.25295	-24.81230	4	88.93	57.26	20177.61	95.01	10	11
7	306.26392	-24.81185	3	48.62	53.50	3315.59	28.72	15	22
8	306.26435	-24.81085	5	47.81	57.29	3301.62	9.04	17	19
9	306.26855	-24.80854	3	35.66	66.36	3088.76	57.00	15	20
10	306.26544	-24.80965	3	45.30	61.64	3187.43	18.24	13	18
11	306.25448	-24.84611	4	177.51	-32.75	229218.90	22.83	3	4
12	306.24226	-24.80511	4	142.83	67.99	3233.46	47.02	17	19
14	306.24247	-24.80859	4	134.28	64.05	3245.46	60.00	10	13
15	306.26200	-24.81308	5	55.16	50.23	3336.59	17.35	18	20
16	306.28491	-24.81004	3	29.52	-112.05	3139.16	19.30	20	22
17	306.27296	-24.81213	3	18.55	22.10	3359.17	30.84	17	22
20	306.28168	-24.79628	4	62.33	126.25	3065.66	24.20	14	18
21	306.28631	-24.81904	3	69.49	-90.96	3181.36	15.78	19	20
22	306.28298	-24.81026	3	22.92	-109.13	3155.37	29.98	15	20
23	306.28660	-24.80905	4	33.84	-117.43	3113.00	25.67	18	21
24	306.27763	-24.80916	3	0.22	150.22	3172.38	10.72	16	17
25	306.28559	-24.78894	4	97.10	131.09	3045.67	29.05	17	21
26	306.29571	-24.79942	4	68.87	-150.61	2990.62	40.00	17	21
27	306.29771	-24.80711	3	73.03	-121.64	3071.93	20.83	14	18
28	306.28616	-24.79790	3	55.26	156.96	3036.54	30.46	17	21
29	306.28974	-24.79998	3	52.74	-168.31	2961.14	34.28	17	19
30	306.31981	-24.82889	5	217.67	-101.61	14726.65	85.89	6	12
31	306.30219	-24.80894	5	92.71	-117.17	114881.70	37.14	4	6
32	306.28694	-24.77717	4	154.95	124.84	82269.09	24.48	6	10
33	306.30347	-24.79303	5	103.06	-157.46	71096.58	116.55	8	9
35	306.30690	-24.78402	12	136.58	-176.06	29811.82	76.37	3	4
36	306.32937	-24.81241	12	202.69	-114.08	-13.46	-	0	1
37	306.24888	-24.84526	4	177.47	-20.10	3357.73	59.88	10	15
38	306.24946	-24.84238	4	164.94	-16.32	3918.29	252.00	3	10
39	306.24845	-24.83173	4	127.83	10.66	-11421.80	42.91	4	10
40	306.23969	-24.81119	4	140.30	60.90	3247.95	57.90	12	14
41	306.24741	-24.82028	4	107.84	42.47	3314.46	63.47	8	10
42	306.24620	-24.80985	2.5	117.82	62.37	3258.82	52.61	7	15
43	306.25525	-24.81115	3	81.62	59.21	121300.90	211.48	3	7
44	306.24874	-24.80227	2	126.58	72.25	3380.40	164.58	4	11
45	306.26255	-24.81194	2	53.60	54.20	3362.71	30.35	18	24
46	306.27284	-24.82012	4	52.25	-46.21	3297.45	34.62	11	20
47	306.26797	-24.80492	4	48.89	77.85	3203.79	5.56	13	16
48	306.27135	-24.80769	2	27.45	72.32	3247.59	21.33	10	17
49	306.27703	-24.80972	2	2.76	0.24	3276.46	34.29	13	16
50	306.27821	-24.80848	3	3.58	163.49	2975.24	45.12	14	15
51	306.27957	-24.80886	2.5	7.03	-125.35	2995.20	41.10	18	21
53	306.28564	-24.80950	2.5	31.05	-115.12	3163.02	39.63	14	18
54	306.28847	-24.80758	3	38.97	-124.02	3045.24	51.18	10	17
55	306.28883	-24.80464	3	40.51	-140.38	3007.74	45.31	19	20
56	306.28434	-24.78921	2.5	96.21	127.53	11434.94	183.64	3	8
57	306.29026	-24.80388	2.5	45.85	-141.41	2968.88	22.57	15	18
58	306.29636	-24.80341	2	66.44	-133.58	13502.69	160.15	2	10
59	306.29867	-24.79504	3	86.41	-161.29	12759.46	55.98	3	8
60	306.30497	-24.78583	3	127.07	-175.64	14803.45	21.98	4	11
61	306.32546	-24.80010	5	170.22	-126.30	37512.92	68.80	9	10
62	306.25697	-24.82483	2	89.52	11.86	-	-	-	-
63	306.26155	-24.78608	2	151.42	92.00	-	-	-	-
64	306.29918	-24.77972	2	143.55	155.07	-13.46	0.00	0	4
65	306.24667	-24.84868	2	193.84	-21.06	-	-	-	-
66	306.31876	-24.79984	2	145.74	-128.49	-	-	-	-

Table C1.

IC0167 - Fluxes [ $10^{-17}$ erg/cm <sup>2</sup> /s/Å]								
Slit Year_ID	[O II] (3727Å)	Hβ (4861Å)	[O III] (4959Å)	[O III] (5007Å)	[N II] (6548Å)	Hα (6563Å)	[N II] (6584Å)	[Ar III] (7136Å)
05_02	112.40	33.62	15.33	46.34	-	-	-	-
05_05	-	7.01	-	-	-	-	-	-
05_08	-	217.00	223.40	629.10	-	-	-	-
05_09	316.70	104.20	92.88	263.50	-	-	-	-
05_10	70.65	26.93	31.74	109.50	-	-	-	-
05_11	1618.00	864.50	1392.00	3763.00	-	-	-	-
05_12	208.90	47.25	37.67	101.20	-	-	-	-
05_13	-	6.12	1.56	5.98	-	-	-	-
05_14	-	11.49	12.46	39.98	0.56	-	-	-
05_15	3433.00	1380.00	621.30	1832.00	-	-	-	-
05_17	246.60	68.50	25.63	80.26	-	-	-	-
05_18	512.70	205.50	100.40	298.10	-	-	-	-
05_19	154.10	29.47	24.00	75.07	-	-	-	-
05_21	193.10	94.37	55.40	169.30	-	-	-	-
05_24	217.50	81.19	81.93	243.20	-	-	-	-
05_26	218.40	68.45	66.11	199.90	-	-	-	-
05_28	423.90	173.20	180.10	526.20	-	-	-	-
05_43	28.96	16.60	15.19	54.07	-	-	-	-
06_01	-	44.86	49.61	149.20	0.79	116.10	4.22	-
06_03	-	47.91	22.06	60.99	3.70	135.30	16.70	-
06_07	-	73.78	65.03	195.80	4.12	167.90	13.80	5.03
06_08	-	16.09	8.47	30.81	0.86	40.80	4.53	-
06_09	-	251.60	192.10	583.30	13.67	551.70	44.46	10.26
06_11	-	212.40	112.20	308.80	26.65	592.10	82.91	11.70
06_15	-	32.94	41.19	120.00	0.63	85.24	4.01	1.57
06_16	-	19.61	20.14	52.22	0.43	54.34	3.41	1.35
06_18	-	1076.00	498.50	1559.00	135.70	2981.00	421.50	66.79
06_20	-	11.36	6.29	22.29	1.07	31.40	2.45	-
06_21	-	32.45	22.31	71.05	0.82	89.62	5.67	1.97
06_22	-	817.00	1326.00	4099.00	26.10	1883.00	82.24	47.00
06_24	-	69.48	55.14	182.20	3.28	191.80	11.90	3.94
06_25	-	175.50	167.10	492.70	5.71	359.60	19.73	7.08
06_27	-	16.45	12.26	37.29	0.91	32.14	1.21	1.29
06_28	-	63.55	29.09	78.23	8.53	177.00	24.81	1.16
06_43	-	31.26	33.29	90.94	1.55	86.49	6.96	1.78
06_44	-	77.03	68.82	197.70	8.38	218.60	16.50	0.91
06_46	-	4.67	2.15	10.72	0.37	13.73	1.16	0.33
06_50	-	12.36	7.89	28.01	1.46	34.44	2.99	0.13
06_51	-	34.82	6.32	24.97	3.72	96.77	11.56	1.18
06_55	-	27.78	21.81	58.21	1.67	77.33	7.44	-



Table C2.

NGC1042 - Fluxes [ $10^{-17}$ erg/cm <sup>2</sup> /s/Å]								
Slit Year_ID	[O II] (3727Å)	Hβ (4861Å)	[O III] (4959Å)	[O III] (5007Å)	[N II] (6548Å)	Hα (6563Å)	[N II] (6584Å)	[Ar III] (7136Å)
05_01	338.60	92.14	124.20	349.90	-	-	-	-
05_03	1218.00	475.10	400.30	1193.00	-	-	-	-
05_07	524.70	206.40	127.60	378.90	-	-	-	-
05_09	-	90.33	7.38	10.44	19.67	248.10	67.07	-
05_10	-	1510.00	385.00	1136.00	339.80	4162.00	1039.00	-
05_12	451.80	231.60	36.83	90.43	-	-	-	-
05_16	190.90	266.60	4.43	15.02	-	-	-	-
05_18	-	140.20	3.91	11.83	39.68	418.40	-	-
05_20	1231.00	586.40	129.20	356.50	-	-	-	-
05_21	56.48	131.00	3.82	11.30	-	-	-	-
05_22	1351.00	977.70	136.70	378.40	-	-	-	-
05_25	148.20	65.44	9.83	23.12	-	-	-	-
05_28	-	18.67	4.20	5.74	3.34	41.91	10.29	-
05_30	-	287.40	102.50	254.40	50.02	745.10	150.90	-
05_35	34.80	14.80	2.55	12.60	-	-	-	-
05_37	154.10	94.06	8.77	38.52	-	-	-	-
06_02	-	8.46	-	2.82	1.66	33.02	7.33	-
06_04	-	145.20	58.14	163.10	23.78	402.80	72.93	9.84
06_05	-	129.00	-	12.71	36.62	363.10	116.60	2.52
06_06	-	21.27	2.35	1.26	3.79	52.41	15.51	-
06_08	-	10.16	2.93	4.91	2.77	37.50	8.05	0.60
06_09	-	121.10	21.75	70.89	31.10	338.40	90.42	-
06_10	-	334.50	48.24	136.90	75.96	927.20	231.30	-
06_12	-	7.77	3.68	-	0.75	15.70	3.00	-
06_14	-	27.55	0.07	13.49	6.58	65.42	17.66	-
06_15	-	133.80	1.25	16.30	37.53	373.40	112.00	-
06_17	-	247.80	54.43	173.00	51.05	688.00	167.90	-
06_18	-	89.25	-	11.76	23.84	248.90	73.23	0.14
06_19	-	93.88	2.82	4.57	22.85	260.20	67.08	1.50
06_21	-	115.90	16.81	55.62	34.72	322.20	103.60	4.33
06_22	-	10.28	1.99	2.91	2.13	25.74	9.53	-
06_23	-	104.40	27.10	84.91	13.41	235.20	46.66	-
06_24	-	123.10	70.26	220.10	20.63	341.80	62.98	6.57
06_25	-	10.45	2.97	14.05	2.66	29.18	5.33	-
06_27	-	252.90	206.60	609.40	17.60	480.40	55.77	11.32
06_32	-	4.24	0.04	15.43	-	12.57	1.47	-
06_34	-	25.66	34.56	106.70	2.23	71.10	5.98	1.22
06_43	-	1.24	-	-	0.21	0.34	-	-
06_45	-	126.10	28.38	86.23	33.06	349.50	93.98	-
06_48	-	53.79	7.28	11.54	13.49	150.40	44.14	0.72
06_49	-	18.89	5.20	8.88	2.14	52.28	14.48	-
06_50	-	32.13	2.32	-	7.22	88.99	24.04	0.63
06_51	-	3.66	-	-	1.32	18.33	4.68	0.39
06_53	-	0.52	0.78	-	1.02	3.13	0.79	-
06_54	-	7.00	0.60	2.62	2.77	11.69	3.32	-
06_55	-	27.12	4.45	9.39	6.88	72.86	20.47	0.49
06_56	-	9.69	4.51	9.21	2.19	23.06	8.79	-
06_57	-	20.70	1.87	6.12	4.18	72.02	14.54	-
06_59	-	43.13	8.23	10.24	9.41	119.40	31.76	3.02
06_61	-	86.85	4.86	21.19	20.99	241.70	63.60	1.48
06_62	-	12.81	2.84	5.11	1.57	16.03	5.85	-
06_64	-	31.74	-	-	6.02	88.00	-	1.06
06_65	-	94.17	6.40	34.25	24.55	262.90	71.36	3.80
06_68	-	25.58	-	5.80	4.36	71.20	16.08	0.55
06_70	-	5.88	3.52	6.48	1.16	13.27	3.63	0.24

Table C3.

NGC6907 - Fluxes [ $10^{-17}$ erg/cm <sup>2</sup> /s/Å]								
Slit Year_ID	[O II] (3727Å)	Hβ (4861Å)	[O III] (4959Å)	[O III] (5007Å)	[N II] (6548Å)	Hα (6563Å)	[N II] (6584Å)	[Ar III] (7136Å)
05_08	389.10	227.70	43.25	116.00	-	-	-	-
05_10	123.20	110.70	46.03	107.40	-	-	-	-
05_11	723.70	764.30	236.10	682.90	-	-	-	-
05_12	3253.00	1963.00	360.60	1024.00	-	-	-	-
05_14	306.20	541.40	104.80	301.60	-	-	-	-
05_15	-	1335.00	52.07	332.30	-	-	-	-
05_16	9073.00	8157.00	457.70	1351.00	-	-	-	-
05_17	1476.00	610.10	14.76	82.00	-	-	-	-
05_18	-	2129.00	693.80	2031.00	548.00	4436.00	1620.00	-
05_19	3366.00	13540.00	175.50	1126.00	-	-	-	-
05_20	256.20	411.30	11.20	16.69	-	-	-	-
05_21	89.48	347.70	7.73	23.16	-	-	-	-
05_22	172.70	388.80	15.47	71.47	-	-	-	-
05_23	381.70	804.30	33.69	63.96	-	-	-	-
05_24	74.20	62.98	9.95	12.39	-	-	-	-
05_25	2833.00	1920.00	207.60	753.20	-	-	-	-
05_26	99.26	266.80	30.59	91.60	-	-	-	-
05_27	2859.00	1248.00	460.20	1309.00	-	-	-	-
05_28	34.35	4.97	3.02	15.53	-	-	-	-
05_29	48.31	72.78	50.03	136.20	-	-	-	-
05_31	5.73	48.05	27.00	73.01	-	-	-	-
05_33	13.41	4.01	-	3.18	-	-	-	-
05_34	49.95	11.88	3.39	4.90	-	-	-	-
05_35	71.78	37.04	26.93	70.46	-	-	-	-
06_01	-	18.28	2.14	2.70	2.48	44.72	19.03	-
06_02	-	12.25	9.77	8.59	2.76	30.31	9.54	0.58
06_03	-	194.20	260.30	749.10	14.88	439.20	54.12	-
06_05	-	41.73	21.89	78.62	12.04	113.80	35.66	1.49
06_07	-	162.50	36.22	54.62	54.14	457.90	160.80	3.04
06_08	-	2017.00	253.30	785.20	426.70	3996.00	1325.00	34.28
06_09	-	53.86	12.55	39.54	35.34	285.50	97.79	-
06_10	-	47.41	1.49	5.69	17.39	131.90	50.63	0.73
06_12	-	24.82	19.67	47.50	6.36	69.71	15.34	-
06_14	-	4.89	-	0.95	1.68	39.14	7.02	-
06_15	-	365.70	124.40	409.40	96.56	1021.00	300.40	18.00
06_16	-	3073.00	226.90	712.50	1049.00	8698.00	3307.00	69.50
06_17	-	172.10	9.93	18.59	46.96	488.10	164.20	2.41
06_20	-	409.20	77.55	210.90	123.30	1161.00	378.70	-
06_21	-	2515.00	888.80	2664.00	821.70	7166.00	2320.00	131.70
06_22	-	46.33	-	10.77	20.16	217.70	64.39	0.28
06_23	-	2663.00	146.50	551.50	1014.00	7670.00	3107.00	49.78
06_24	-	3222.00	100.30	370.90	1428.00	10280.00	4624.00	17.31
06_25	-	338.00	117.20	345.50	119.70	935.90	365.90	-
06_26	-	211.10	56.49	140.30	69.68	565.50	207.30	3.55
06_27	-	54.04	12.77	69.85	7.40	153.40	32.67	3.16
06_28	-	1006.00	271.60	852.80	271.20	2847.00	809.60	36.72
06_29	-	630.40	123.10	379.80	193.80	1787.00	596.00	19.42
06_37	-	9.12	4.68	20.12	-	16.64	3.66	0.18
06_40	-	5.18	4.94	20.59	1.30	13.57	3.87	-
06_45	-	77.62	36.41	77.19	39.82	353.00	119.00	6.81
06_46	-	17.36	-	9.15	3.92	85.11	28.40	1.85
06_47	-	54.80	14.45	42.58	14.82	151.80	45.24	3.64
06_48	-	139.90	9.43	5.95	34.16	309.30	131.30	-
06_49	-	126.60	1.80	7.17	59.31	500.80	191.80	-
06_50	-	84.59	9.15	9.80	44.57	523.20	164.80	-
06_51	-	80.41	9.69	44.84	38.99	306.30	124.10	1.35
06_53	-	194.30	0.50	0.86	26.82	239.30	101.40	-
06_54	-	6.49	0.29	3.09	2.34	12.23	5.79	-
06_55	-	49.21	11.49	16.94	14.67	80.50	39.92	-
06_57	-	244.80	42.48	145.40	74.15	685.00	229.20	9.18
06_61	-	7.33	22.95	69.91	0.85	0.95	2.64	-

# Livros Grátis

( <http://www.livrosgratis.com.br> )

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)  
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)  
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)  
[Baixar livros de Matemática](#)  
[Baixar livros de Medicina](#)  
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)  
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)  
[Baixar livros de Meteorologia](#)  
[Baixar Monografias e TCC](#)  
[Baixar livros Multidisciplinar](#)  
[Baixar livros de Música](#)  
[Baixar livros de Psicologia](#)  
[Baixar livros de Química](#)  
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)  
[Baixar livros de Serviço Social](#)  
[Baixar livros de Sociologia](#)  
[Baixar livros de Teologia](#)  
[Baixar livros de Trabalho](#)  
[Baixar livros de Turismo](#)