

Ministério da Ciência e Tecnologia  
Observatório Nacional do Rio de Janeiro  
Coordenadoria de Astronomia e Astrofísica

# **Propriedades do Gás Ionizado em Galáxias III**

**Tese de Doutorado**

**Carolina Kehrig**

**Orientador : Eduardo Telles**

**Co-orientador externo : José Manuel Vílchez Medina**

Apresentada como requisito para  
a obtenção do grau de doutor em  
Astrofísica pelo MCT/ON.

Rio de Janeiro - Março de 2007



*Aos meus pais*



## RESUMO

Galáxias *starburst* são caracterizadas por terem altas taxas de formação estelar recente: milhares de estrelas massivas do tipo O e B estão se formando num curto intervalo de tempo. O fenômeno *starburst* ocorre em uma grande faixa de luminosidade (massa). Nesta tese nosso estudo está centrado nas galáxias *starburst* de baixa massa ou galáxias HII. Nosso objetivo é estudar as propriedades do meio interestelar nestes objetos. Para isso utilizamos principalmente duas técnicas observacionais: espectroscopia de fenda e espectroscopia de campo integral.

Através da análise dos dados de espectroscopia de fenda, primeiramente, determinamos as condições físicas e abundâncias químicas dos elementos oxigênio e enxofre para uma amostra de 34 galáxias HII observadas no telescópio 1.52 m do ESO com o espectrógrafo Boller & Chivens. Com isso, derivamos a maior amostra de galáxias HII com abundâncias acuradas de enxofre. Concluímos, entre outras coisas, que a razão de abundâncias S/O parece permanecer constante para o intervalo de metalicidade apresentado por galáxias HII, sugerindo que a relação nucleossintética do enxofre com o oxigênio parece ser constante neste tipo de objeto.

Posteriormente, fizemos um estudo sobre o fator de correção de ionização (ICF) do enxofre, fundamental para determinações precisas da abundância deste elemento em nebulosas de alta excitação, já que uma fração importante do enxofre se encontra na forma de [SIV] neste tipo de objetos. Para este estudo utilizamos dados de regiões HII em cujos espectros se pôde observar a linha de emissão do [SIV] $10.52\mu\text{m}$ , e os resultados parecem indicar que os ICFs são bem reproduzidos pela fórmula proposta por Barker (1980) com  $\alpha = 2.5$ . Porém a questão do ICF do enxofre continua sendo uma questão em aberto, e é necessário uma base de dados maior no infravermelho médio para chegar a uma conclusão mais significativa.

Compilamos também uma grande amostra de objetos com espectros de linhas de emissão (regiões HII da Galáxia, regiões HII gigantes extragalácticas e galáxias HII), para os quais pudemos determinar diretamente a temperatura eletrônica, e a partir daí obtivemos uma calibração empírica de  $S/H$  versus  $S_{23}$ . O interessante desta calibração é que através dela podemos derivar a abundância total de S/H, independentemente da abundância do O/H, usando somente as linhas fortes nebulares do enxofre no intervalo espectral entre o vermelho e o infravermelho-próximo. O avanço dos atuais e futuros espectrógrafos infravermelhos fazem desta calibração uma ferramenta útil para a derivação de abundâncias em regiões HII extragalácticas.

Para esta amostra verificamos como a razão de abundâncias S/O varia em função da abundância de oxigênio. Vimos que para as regiões HII tal razão parece não ser constante, diferentemente do

comportamento apresentado pelas galáxias HII. Este tipo de estudo é importante pois variações no quociente entre as abundância de diferentes elementos químicos desempenham um papel fundamental na hora de distinguir os processos que regem a nucleossíntese destes elementos e o tipo de estrelas que contribuem para o seu enriquecimento durante a vida da galáxia.

Imagens em alta resolução de galáxias HII, obtidas recentemente com telescópios da classe de 4 e 8 m, estão nos mostrando que estas galáxias não são sistemas tão simples como se pensava, e que seu gás ionizado apresenta uma estrutura complexa. Utilizando dados de espectroscopia de campo integral para a galáxia HII IIZw70 (a qual está interagindo com sua companheira IIZw71), obtivemos mapas de contínuos, de linhas de emissão e de quocientes de linhas que nos permitiram fazer um estudo sobre a distribuição espacial de várias propriedades físicas e cinemáticas do gás ionizado nesta galáxia.

Identificamos pela primeira vez a presença de estrelas Wolf-Rayet (WR) na galáxia IIZw70. Verificamos que o máximo associado à emissão do gás ionizado coincide com o pico de emissão do contínuo estelar e com a emissão a partir das estrelas WR. A região da galáxia com menos extinção está próxima da zona que apresenta os menores valores para a velocidade radial. Este cenário poderia estar sugerindo que o meio interestelar ao redor do “burst” central está sofrendo os efeitos dos ventos estelares e a poeira poderia estar localizada na fronteira da região ocupada pelo aglomerado ionizante. Vimos também que a emissão nebular na linha HeII $\lambda$ 4686 está associada à zona ocupada pelo aglomerado jovem ionizante, indicando que a radiação responsável pela emissão nebular do HeII $\lambda$ 4686 provavelmente está relacionada às estrelas jovens. Derivamos também as abundância de oxigênio (a partir da temperatura eletrônica medida através da linha [OIII] $\lambda$ 4363) dentro de uma área de aproximadamente  $0.4 \times 0.3 \text{ kpc}^2$  na região do “burst central”. Os valores derivados para  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  variam entre 7.65 e 8.05 dex; considerando os erros estimados para as abundâncias de oxigênio vemos que as variações observadas entre as medidas de  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  podem não ser estatisticamente significantes, e que dentro de  $\sim \pm 0.2$  dex nossas observações indicam que o gás ionizado é quimicamente homogêneo em escalas de centenas de parsecs para a galáxia IIZw70.

**Palavras-chave:** Galáxias: HII - Regiões HII - MIS: condições físicas - MIS: abundância química



## ABSTRACT

The starburst galaxies are characterized for the present high star formation rate in a short time scale. The starburst phenomenon is observed over a large luminosity (mass) range. This PhD thesis work is focused on the HII galaxies that are low mass dwarf galaxies member of the starburst galaxy class. Our main goal is to study the properties of the interstellar medium in this kind of object. For this, we essentially made use of two observational technics: long-slit and integral field spectroscopy (IFS).

From the analysis of long-slit spectrophotometric observations we derived physical conditions and chemical abundances for a sample of 34 HII galaxies. The spectra were obtained on the 1.52m telescope at ESO with the Boller & Chivens spectrograph. It is important to emphasize that we produced the largest sample of HII galaxies, up to now, with accurate sulphur abundance determinations. Our data are consistent with the conclusion that S/O remains constant as O/H varies among the sample of HII galaxies. This result indicates that sulphur and oxygen appear to have the same nucleosynthetic origin (as expected by current nucleosynthesis prescriptions) for this type of emission-line object.

We performed a study on the ionization correction factor (ICF) for sulphur using selected data of HII regions including [SIV] infrared line fluxes (ISO observations), together with the predictions of photoionisation models. In high excitation nebulae a large fraction of the sulphur can be found in the  $S^{3+}$  stage, whose prominent emission line of [SIV] is observed in the mid-IR at  $10.52 \mu$ . We showed that ICFs, as derived from this emission line, are well reproduced by Barker's formula for a value of  $\alpha = 2.5$ . However it is necessary to enlarge the mid-IR database of gaseous nebula, at present very scarce, in order to draw a more significant conclusion on the ICF for sulphur.

We derived an empirical calibration of the abundance of S/H as a function of the  $S_{23}$  parameter, defined using the bright sulphur lines of [SII] and [SIII]. The calibration is based on a large sample of 171 emission line objects (ionised by young massive stars) for which direct determinations of electron temperatures exist and the sulphur chemical abundances can be directly derived. This calibration is independent of O/H and is especially suited for observations including only the red to near-infrared spectral ranges. The advent of the future infrared spectrographs turns this calibration an useful tool for deriving abundances in extragalactic HII regions. We also compared the S/O ratio with  $12+\log(O/H)$  for the objects in our sample. We saw that HII galaxy data are consistent with a constant S/O ratio, but lower than the solar ratio. Regarding disk HII regions the dispersion is much larger and the assumptions of a constant S/O is highly questionable. This study is important



because variations in the ratio between different chemical elements play a fundamental role in distinguishing the processes that rule the nucleosynthesis of such elements.

Higher spatial resolution imaging has revealed that in many HII galaxies the ionized material presents a complex structure combining star clusters in the main body (with a nonuniform distribution of star-forming knots, ensembles of star clusters, or individual super stellar clusters) of the galaxy and a diffuse ionized gas external component. Using IFS data (taken with PMAS at the Calar Alto Observatory 3.5 m Telescope) for the galaxy IIZw70, we obtained emission-line, continuum-emission and emission-line ratios maps. From them we performed a study on the spatial distribution of physical and kinematic properties (gaseous metal abundances, extinction, excitation, velocity field, velocity dispersion) of the ionized gas in this galaxy. For first time we detected the presence of WR stars in IIZw70. We verified that the peak of the ionized gas emission coincides with the stellar continuum emission maximum and with the WR bump. The region of the galaxy with lower dust extinction corresponds to the region that shows the lowest values of velocity dispersion and possibly radial velocity. This picture suggests that the surrounding interstellar medium is being disrupted via photoionization and stellar winds, with a spatial decoupling between gas+stars and dust clouds. The dust should be located at the boundaries of the region occupied by the ionizing cluster. We find that the nebular emission of the HeII 4686 is associated to the maximum of emission in most of lines and with the brightest clusters. This indicates that the hard ionizing radiation responsible for the HeII emission is related to the youngest stars. We also derived a range of oxygen abundances calculated within  $\sim 0.4 \times 0.3 \text{ kpc}^2$  in the central burst. There are some variations of the calculated oxygen abundance in the range 7.65 - 8.05. Bearing in mind that the errors in the oxygen abundance do not account for observational uncertainties (e.g. pointing errors, seeing variations) nor for reddening and flux calibration errors, we must conclude that the variations in the derived oxygen abundance may not be statistically significant; within  $\sim \pm 0.2$  dex, our observations indicate that the ionized gas in IIZw70 is chemically homogeneous over spatial scales of hundred of parsecs.

**Keywords:** Galaxies: HII - HII regions - ISM: physical conditions - ISM: chemical abundances



*Hay una pena en graná  
un niño que nació ciego.  
Escucha el agua correr  
y el canto de los jilgueros.*

*Hay una pena en graná  
son los llantos de ese niño,  
que suspira por la alhambra  
sueña con ver su vestido.*

*Su mama no le consuela,  
no sabe como decirle.  
Lo bonita que es graná  
y esa magia que le embiste.*

*Ay niño mío!,  
luz de mis entrañas  
dame tu manita  
toca esta guitarra.*

*Verás que en tus dedos  
suenan melodías,  
cómo en sacromonte  
cantan bulerías.*

*Toma este ramito  
que huele a romero.  
Es tan exquisito  
sin siquiera serlo*

*Sientete dichoso  
por ser de tu tierra.  
Dicen que es preciosa  
sin siquiera verla.*

Una pena en Graná, autor desconhecido

## Agradecimentos

Quero dedicar especialmente este trabalho a duas pessoas: minha mãe Claudia e ao meu pai José Carlos que desde o primeiro dia em que eu lhes disse que queria estudar astronomia, sempre estiveram ao meu lado, me dando apoio. Mesmo sem entender muito bem este trabalho um tanto quanto diferente, os dois sempre mostraram interesse e alegria por saber que eu estava fazendo aquilo que eu havia escolhido. Mesmo de longe, durante os quase 3 anos que estive em Granada, eu não me sentia sozinha porque sabia que eles estavam torcendo por mim, fazendo de tudo para me ajudar em TODOS os momentos.

Agradeço ao meu orientador Eduardo Telles pela confiança depositada em mim e pelo apoio durante estes 4 anos de tese, e principalmente na reta final que é uma fase bem complicada. Agradeço também pelas importantes oportunidades que me ofereceu durante esse trabalho. Espero que possamos continuar desenvolvendo muitos trabalhos e projetos juntos!

Ao Prof. François Cuisinier agradeço por seus importantes comentários e por sua colaboração durante a realização deste trabalho, e também pela amizade.

Agradeço a CAPES, ao CNPq e ao Observatório Nacional pelo apoio concedido.

Aos funcionários, amigos e professores do ON com quem convivi ao longo de anos, obrigada.

Não poderia deixar de fazer um agradecimento especial ao Claudioooo, que me ajudou imprimindo vários artigos e tornando esta fase final um pouco menos estressante!!

A todos aqueles que de uma maneira ou outra contribuíram para que este trabalho se tornasse realidade, o meu muito obrigada!

O resto dos agradecimentos desta tese de doutorado, eu gostaria de expressar em espanhol já que grande parte deste trabalho foi desenvolvido em terras espanholas, mais especificamente em Andalucía!

Primeramente me gustaría dar las gracias a todo el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-

CSIC): amigos, compañeros de trabajo y funcionarios. Un agradecimiento especial va dirigido a Paco y Elisa.

Quiero dedicarle un agradecimiento más que especial a mi jefe en España, Dr. José Manuel Vílchez Medina. Pepe Vílchez ha sabido guiarme y aconsejarme en los momentos de mayor duda. Ha confiado en mí para poder desarrollar este trabajo mostrándome su apoyo y su ánimo. Además se ha mostrado un gran amigo. He tenido mucha suerte de trabajar contigo y conocerte. Gracias, Pepe!

A Jorge le agradezco mucho su ayuda y amistad!

No podría olvidarme de la gente de mi grupo de trabajo en España: Pepe, Jorge, Sebastian, Dani, David, Jonathan, Enrique, Mercedes, Angeles y Rubén, también quiero expresar mis agradecimientos. Vuestra ayuda ha sido fundamental para darle un empujón a todo esto. Trabajar con vosotros ha sido un placer!

A Antonio Claret y Rosana, mis compatriotas, les agradezco su apoyo cuando llegué a Granada sin conocer a nadie y también sus consejos en momentos un poco difíciles. Ellos siempre me decían que todo iba a terminar bien. Obrigada!

Quiero dar las gracias a la chica del coro Asa Branca. Todos los jueves por la tarde, cuando nos juntábamos para cantar canciones de Brasil, me desconectaba un poco del trabajo y recargaba las pilas!

A Lourdes, Matilde, Miguel, Valentina, Antxon, Pablo, Gabi y Montse les agradezco su apoyo y amistad.

A Pepe Palmer, Víctor, Antonio, Lourdes, Pepe Vílchez, Valentina, Miguel y respectivas familias quiero daros las gracias porque no habéis dejado que me sienta sola en Navidades y Nochevieja durante mis 3 años en España. Eso no se me olvidará!

Ahora vienen los bundistas. Unos más que otros, pero al final son todos bundistas! Fofó, Lucky,

Víctor, Antonio, Martinha, Diego, Walter, Gatão, Carlinhos, Vicent, Jaramillo, AJ, Açúcar, Pepe Palmer, Alcione !!! Con algunos he convivido más y he compartido más cosas que con otros, pero que sepais que siempre vais a estar todos en mi corazón. Cuando empecé a escribir las primeras palabras de estos agradecimientos tenía la sensación de que era un sueño. No podía ser verdad que yo estuviera entregando la tesis!! En pocos minutos se me pasó por la cabeza un montón de recuerdos, imágenes y momentos inolvidables en Granada, como si fuera una película. Después pensé: me gustaría ser como Antonio (nuestro líder) para poder expresar con palabras lo que estoy sintiendo. Pero como no tengo el don de escribir os quiero simplemente decir: MUCHAS MUCHAS MUCHAS GRACIAS POR TODO !!! Algunos de vosotros estuvisteis conmigo a mi lado en momentos bastante difíciles, cuando muchas veces me sentía sola por no tener a mi familia cerca. Bueno, sois unos fofos todos! Viva el bundismo y el fofismo también!

AJ: gracias por haberme pasado el link brutal de la radio M80, que fue mi compañera mientras escribía la tesis!

Fofa: gracias por contarme tantas historias fofas de Granada y por leerme libros antes de dormir (creo que llevamos unas 900 páginas en total; que le habrá pasado a Tom el maestro constructor?). Mientras me leías, se me olvidaba un poquito el trabajo y me sentía más tranquila. Perdoname por no dejarte dormir a veces con mis ataques de risa!Um beijinho pra você!

Finalmente, gracias a los moros por haber construido la Alhambra y el Albaycín, que indirectamente son parte de esta tesis y son sitios que me traen recuerdos que tendré durante toda mi vida, dondequiera que esté.

Creo que lo que dicen sobre el embrujo de Granada, es una realidad!

*“Dale limosna, mujer, que no hay en la vida nada como la pena de ser ciego en Granada.”*

– Francisco Alarcón de Icaza





# Conteúdo

<b>Resumo</b>	<b>i</b>
<b>Abstract</b>	<b>iv</b>
	<b>vii</b>
<b>Agradecimentos</b>	<b>viii</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Galáxias anãs com formação estelar . . . . .	1
1.1.1 Regiões HII . . . . .	4
1.2 Esquema deste trabalho . . . . .	15
<b>2 Estudo Espectroscópico das Linhas do [SIII] no Infravermelho Próximo para uma Amostra de Galáxias HII</b>	<b>17</b>
2.1 Introdução . . . . .	17
2.2 Observações . . . . .	18
2.2.1 Amostra . . . . .	18
2.2.2 Redução de dados e correção de absorção atmosférica . . . . .	21
2.3 Intensidade de linhas . . . . .	26
2.4 $S_{23}$ como um indicador de metalicidade . . . . .	32
<b>3 Uma Nova Calibração Empírica: S/H versus <math>S_{23}</math></b>	<b>43</b>
3.1 Introdução . . . . .	43
3.2 O Fator de Correção de Ionização para o Enxofre . . . . .	45

<b>4</b>	<b>Espectroscopia de campo integral: IIZw70</b>	<b>58</b>
4.1	Introdução . . . . .	58
4.2	Espectroscopia de campo integral: a técnica e suas vantagens . . . . .	59
4.3	Observação, redução e análise dos dados 3D . . . . .	66
4.4	Considerações adicionais sobre o artigo . . . . .	85
<b>5</b>	<b>Conclusões Gerais</b>	<b>90</b>
<b>6</b>	<b>Trabalhos em Andamento e Projetos Futuros</b>	<b>94</b>
	<b>Referências</b>	<b>100</b>
<b>A</b>		<b>105</b>
<b>B</b>		<b>117</b>

# Lista de Figuras

1.1	Níveis de energia do átomo de hidrogênio com as várias séries identificadas (Ten-nyson 2005). . . . .	5
1.2	Níveis de energia para OII e SII (Osterbrock & Ferland 2006). . . . .	8
1.3	Variação das razões de intensidade do [OII] (linha sólida) e do [SII] (linha trace-jada) em função da $n_e$ para uma $T_e=10^4$ K (Osterbrock & Ferland 2006). . . . .	9
1.4	Níveis inferiores de energia para OIII e NII (Osterbrock & Ferland 2006). . . . .	10
1.5	Relação entre o logaritmo do parâmetro de ionização, $\log U$ , e o quociente de linhas de [SII] e [SIII] deduzido mediante modelos de fotoionização (Díaz et al. 1991). . . . .	13
1.6	Nesta figura, tirada de Vílchez & Pagel (1988), se observa o valor aproximada-mente constante do $\log \eta$ em objetos com uma grande variação interna do $\log S^+/S^{2+}$ , usado como indicador do parâmetro de ionização. Círculos abertos, quadra-dos e triângulos representam observações espacialmente resolvidas da nebulosa de Orion, 30 Doradus e NGC 604, respectivamente. As linhas pontilhadas mostram modelos de fotoionização para diferentes modelos de atmosfera (M: Mihalas, K: Kurucz) e temperaturas efetivas. Modelos de regiões HII individuais estão repre-sentados pelos pontos negros; cada conjunto de modelos com a mesma temperatura efetiva está conectado por uma linha contínua. . . . .	14
1.7	Relação entre o quociente $[OIII]\lambda 5007/H\beta$ e a temperatura efetiva para distintos valores do parâmetro de ionização e para uma metalicidade $Z = 0.2 Z_\odot$ (Pérez-Montero 2002). . . . .	15
2.1	Distribuição de <i>redshifts</i> para as galáxias HII da amostra. . . . .	21
2.2	Distribuição da largura equivalente de $H\alpha$ ( $EW(H\alpha)$ ) para nossa amostra. . . . .	22

- 2.3 Método de correção de absorção atmosférica. As quatro figuras na parte superior representam espectros estelares normalizados pelo ajuste de seus correspondentes contínuos; no canto inferior esquerdo e direito mostramos, respectivamente, a função de correção (que representa a mediana entre os 4 espectros normalizados) e o seu erro associado. Ver o texto para maiores detalhes. . . . . 23
- 2.4 Exemplo de um espectro antes e depois da correção de absorção. Nota-se um aumento na intensidade da linha  $[\text{SIII}]\lambda 9069 \text{ \AA}$  após a correção de absorção atmosférica. . . . . 24
- 2.5 Histograma dos fluxos corrigidos para  $\text{Pa}8/\text{H}\alpha, \text{Pa}9/\text{H}\alpha, \text{Pa}10/\text{H}\alpha$  e  $\text{Pa}11/\text{H}\alpha$ . As linhas tracejadas indicam o valor teórico de  $\text{Pa}\lambda/\text{H}\alpha$ . Os fluxos são relativos a  $I(\text{H}\alpha)=1000$ . . . . . 25
- 2.6 Distribuição da razão  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}/\lambda 9069 \text{ \AA}$  para as galáxias da amostra. A linha vertical representa o valor teórico de 2.44 (Mendoza & Zeippen 1982). . . . . 26
- 2.7 Distribuição da razão  $[\text{NII}]\lambda 6584/[\text{NII}]\lambda 6548$  observada. A linha vertical representa o valor teórico de 2.88 (Mendoza 1983). A média e o desvio padrão dos valores observados são mostrados no canto superior esquerdo. . . . . 29
- 2.8 Distribuição do quociente  $[\text{SII}]\lambda 6717/\lambda 6731$ ; as linhas verde e rosa correspondem a  $n_e=1000 \text{ cm}^{-3}$  e  $100 \text{ cm}^{-3}$ , respectivamente; as linhas azul e vermelha representam os limites de saturação para baixa e alta densidade. . . . . 30
- 2.9 Comparação entre a abundância de S/H derivada a partir da  $T_e[\text{SIII}]$  e abundância de S/H derivada a partir de  $S_{23}$ . Se os valores de  $(\text{S}/\text{H})_{T_e[\text{SIII}]}$  fossem iguais aos valores de  $(\text{S}/\text{H})_{S_{23}}$  os pontos deveriam cair sobre a linha contínua; as linhas tracejadas correspondem a  $\pm 1\sigma$  da calibração empírica derivada em Pérez-Montero et al. 2006 (ver próximo capítulo). . . . . 31
- 3.1 Relação entre  $\log O_{23}$  ( $=R_{23}$ ) e  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  (painel esquerdo), e uma comparação com modelos de fotoionização (painel direito) para diferentes valores da temperatura efetiva (35000 e 50000 K), metalicidade (de 0.08 a  $1.6Z_\odot$ ) e parâmetro de ionização,  $\log U = -2.0$  (círculos) e  $-3.0$  (diamantes) (Pérez-Montero & Díaz 2005). 44
- 3.2 Log S/O (usando a equação (1)) em Orion (círculos cheios), LMC (círculos abertos) e SMC (cruzes) em função da abundância relativa de  $\text{O}^{2+}$  (Pagel 1978). . . . . 46

- 3.3 ICF do enxofre *versus* idade do *burst* para uma série de modelos de fotoionização. A metalicidade está indicada pelos seguintes símbolos: triângulo para  $Z/Z_{\odot}=0.05$ , quadrado para  $Z/Z_{\odot}=0.2$ , e losango para  $Z/Z_{\odot}=0.4$ . . . . . 47
- 4.1 Técnicas clássicas de observação: imagem e espectroscopia de fenda (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno). . . . . 60
- 4.2 Exemplos de métodos sequenciais: Fabry-Pèrot e escaneado com fenda (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno). . . . . 61
- 4.3 A imagem do objeto é dividida através de uma matriz de fibras, as quais estão alinhadas na entrada do espectrógrafo formando uma pseudo-fenda. No outro extremo, as fibras se dispõem de forma alinhada formando uma pseudo-fenda na entrada do espectrógrafo (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno). . . . . 62
- 4.4 Princípio de operação da espectroscopia de campo integral. . . . . 63
- 4.5 PMAS montado no foco Cassegrain do telescópio de 3.5 m em Calar Alto . . . . . 63
- 4.6 Observatório de Calar Alto (Almeria, Espanha) . . . . . 64
- 4.7 Dados originais obtidos com PMAS para a região central da galáxia IIZw70. Cada linha corresponde à projeção de um espectro ao longo do eixo de dispersão, que neste caso, é o eixo  $x$ . Os espectros estão separados por 4 pixels através do eixo  $y$ . . . . . 64
- 4.8 Exemplo do uso da rotina `peak-find.pl`, a qual localiza os espectros no CCD. . . . . 65
- 4.9 Espectros extraídos a partir da exposição de uma lâmpada de HgNe. As imagens da esquerda e da direita mostram os espectros extraídos antes e depois da correção de distorção. O eixo  $x$  corresponde ao eixo de dispersão. . . . . 66
- 4.10 Exemplo do uso do pacote FIT3D. Os dados observados são representados pela cor branca; as cores vermelha e azul correspondem ao ajuste das linhas de emissão e do contínuo, respectivamente; finalmente a cor verde mostra o resíduo do ajuste. . . . . 67
- 4.11 A primeira e segunda imagens mostram o ajuste das linhas  $H\beta$ ,  $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$  para um conjunto de espectros do cubo e os mesmos espectros correspondentes ao cubo observado, respectivamente. O terceiro painel representa os resíduos do ajuste, que nada mais é do que o resultado da subtração entre a segunda e a primeira imagem. . . . . 68
- 4.12 Janela principal do pacote E3D. Cada linha horizontal representa um espectro contido no cubo de dados (já reduzido) obtido com PMAS para a galáxia IIZw70. . . . . 68
- 4.13 “Spaxel Inspector”. Mapa policromático (5020 - 5030 Å) para IIZw70. . . . . 69

- 4.14 “Spectra Inspector”. A parte superior mostra a imagem dos espectros selecionados na figura 4.13; a parte de baixo representa o espectro médio das fibras selecionadas; o fluxo está em unidades de  $10^{-15}$  erg  $\text{cm}^{-2}$   $\text{s}^{-1}$ . . . . . 71
- 4.15 Exemplos de mapas criados a partir do E3D. No sentido esquerda - direita mostramos os seguintes mapas: contínuo próximo a  $H\alpha$ , contínuo próximo a  $H\beta$ , linha de emissão em  $H\alpha$  (*primeira fila*); linhas de emissão em  $H\beta$ , [OII] $\lambda 3727$  e [OIII] $\lambda 5007$ , respectivamente (*segunda fila*); linhas de emissão em [NeIII] $\lambda 3869$ , e [SII] $\lambda \lambda 6717, 31$ , respectivamente (*terceira fila*). Os mapas de linhas de emissão estão descontaminados de seus contínuos correspondentes. Para todos os mapas a escala é de  $11'' \times 11''$ , com a direção norte apontando para cima e direção leste apontando para a direita. . . . . 74
- 4.16 Erro relativo associado ao fluxo da linha [OIII] $\lambda 4363$  Å em função da temperatura eletrônica do [OIII] (em unidades de  $10^4$  K). . . . . 85
- 4.17 Abundância de oxigênio derivada diretamente a partir da temperatura eletrônica em função do quociente  $O^{++}/O^+$ . . . . . 86
- 4.18 Abundâncias de oxigênio com determinação da temperatura eletrônica. As linhas tracejadas, pontilhadas e tracejada-pontilhadas correspondem a  $\pm 1\sigma$ ,  $\pm 2\sigma$  e  $\pm 3\sigma$ , respectivamente, onde  $\sigma$  representa o erro associado a média ponderada (indicada pela linha contínua) dos valores derivados para a abundância de oxigênio. . . . . 87
- 4.19  $\log ([\text{OIII}]/[\text{OII}])$  vs.  $\log R_{23}$ ; as linhas contínuas mostram os modelos de McGaugh (1991) para abundâncias no intervalo entre  $7.4 \leq 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.2$ . Cada linha corresponde a uma abundância de oxigênio, começando com  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.4$  (primeira linha a esquerda); a diferença em abundância entre uma linha e outra é de 0.1 dex. Triângulos representam medidas para diferentes posições na galáxia IZw18 a partir de Vílchez & Iglesias-Páramo (1998); losangos mostram nossas medidas para IIZw70. . . . . 88
- 6.1 Contornos de HI superpostos a uma imagem óptica (banda B). Nesta figura vemos as duas galáxias IIZw71 (esquerda) e IIZw70 (direita), e a nuvem de HI entre os dois objetos. (Cox et al. 2001) . . . . . 95
- 6.2 Imagem  $H\alpha$  de IIZw71 e a posição da fenda em cada RFE. . . . . 95
- 6.3 Mapas do fluxo de  $H\beta$ , de  $H\alpha$  e de [OIII] $\lambda 5007$  para a galáxia IZw18. . . . . 97

6.4	Esta imagem é uma composição dos 3 filtros Johnson, U,V e R, para a galáxia ultraluminosa IRAS18131 observada no dia 15/08/2005 no Observatório de Calar Alto. . . . .	98
6.5	Relação entre os quocientes de [SIII]/[SIV] e [SII]/[SIII] para a amostra mais atual de galáxias HII observadas no óptico e IR-médio. Os modelos de fotoionização foram calculados com CLOUDY e Starburst99 para um aglomerado ionizante de $10^6$ anos (cedido por Díaz A.I.) . . . . .	98
6.6	Relação entre o parâmetro $S_{234}$ e abundância de oxigênio para a amostra mais atual de regiões HII e galáxias HII observadas no óptico e IR-médio (cedido por Díaz A.I.). . . . .	99
B.1	Nestas figuras mostramos a chamada “função de correção” que foi aplicada a cada galáxia da amostra. As linhas vermelha e azul mostram, respectivamente, os comprimentos de onda $(1+z) \times 9069 \text{ \AA}$ e $(1+z) \times 9532 \text{ \AA}$ , onde $z$ corresponde ao “redshift” de cada galáxia. . . . .	118
B.2	Continuação . . . . .	119
B.3	Continuação . . . . .	120
B.4	Continuação . . . . .	121
B.5	Continuação . . . . .	122
B.6	Continuação . . . . .	123





# Lista de Tabelas

2.1	A amostra de galáxias. . . . .	19
2.2	Fluxos de linhas (relativo a $H\beta=100$ ) corrigidos de extinção, e o valor de $C(H\beta)$ para as galáxias da amostra. . . . .	27
2.2	continuação. . . . .	28
2.3	II Zw40: Intensidades das linhas $H\alpha$ e Paschen 17-8, relativas a $H\beta=100$ . . . . .	29
2.4	Indicadores de abundância e de estrutura de ionização. . . . .	32
4.1	Um resumo sobre os espectrógrafos de campo integral operacionais atualmente. (1) instrumento (2) telescópio (3) diâmetro do telescópio em metros (4) tecnologia utilizada (5) intervalo espectral no qual opera cada espectrógrafo (6) escala espacial em segarc . . . . .	70



# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Galáxias anãs com formação estelar

Tradicionalmente, as galáxias com magnitude absoluta azul maior que  $M_B = -18$  são chamadas galáxias anãs. Desde o ponto de vista cosmológico, o estudo das galáxias anãs é importante pois se quisermos compreender o processo de formação e evolução de galáxias é necessário primeiro entender como se formam e evoluem as galáxias anãs, as quais seriam os elementos formadores de sistemas maiores de acordo com o modelo hierárquico (Kauffmann et al. 1993; Cole et al. 1994) para formação de galáxias.

Existem três classes principais de galáxia anãs: anãs elípticas ou esferoidais (dE/dSph), anãs irregulares (dI) e anãs com formação estelar (FE) intensa (ex: Mateo 1998). Esta última classe inclui as chamadas anãs compactas azuis, ou BCDs<sup>1</sup>, e galáxias HII. Diferentes cenários evolutivos entre BCDs, dI e dE têm sido propostos na literatura (ex: Davies & Phillips 1988, Lin & Faber 1983, Silk et al. 1987). De acordo com o cenário sugerido por Davies & Phillips (1988), por exemplo, uma galáxia anã irregular rica em gás poderia sofrer um episódio de FE intenso durante o qual esta galáxia mostraria propriedades de uma BCD. Depois de alguns poucos milhões de anos esta FE cessaria consumindo o gás neutro disponível e transformando a BCD numa galáxia anã elíptica (ou anã esferoidal).

As galáxias anãs com FE ativa são o tema desta tese de doutorado. Durante os últimos anos estes sistemas vêm ganhando muito interesse no campo da astrofísica. Isto é em parte devido a um excesso de galáxias azuis fracas observadas em *redshifts* intermediários, quando comparado

---

<sup>1</sup>Blue Compact Dwarf

com o que se espera a partir da função de luminosidade local. Uma evolução fotométrica e/ou uma evolução na densidade numérica de galáxias com o *redshift* poderiam ser possíveis explicações para a redução da população de galáxias azuis em épocas atuais (ex: Ellis 1997).

O grupo de galáxias anãs com FE ativa inclui galáxias ricas em gás que estão sofrendo uma intensa atividade de FE recente, muitas vezes em toda a extensão da galáxia. Fanelli, O’Connell & Thuan (1988) estimaram uma taxa de FE massiva em galáxias HII entre  $0.1$  e  $1 M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ . Estes objetos foram identificados pela primeira vez por Zwicky (1964; listas I e II do catálogo “*Compact Galaxies and Compact Parts of Galaxies, Eruptive and Post-eruptive Galaxies*”) e receberam o nome de galáxias compactas devido ao seu alto brilho superficial. Anos depois Sargent & Searle (1970), entre outros, encontraram que alguns destes objetos apresentavam espectros similares aos espectros de regiões HII em galáxias espirais. A estes novos objetos eles deram o nome de “regiões HII extragalácticas isoladas”. Hoje em dia diferentes nomes são usados para se referir a estes objetos, sendo BCD e/ou galáxias HII os mais comuns. Embora estes dois nomes sejam correntemente usados de maneira indiscriminada, eles foram definidos com bases em dois critérios diferentes: galáxias HII foram selecionadas a partir de suas fortes linhas de emissão observadas em placas de prisma objetivo (Smith et al. 1976, Salzer et al. 1989), enquanto as BCDs são objetos que foram selecionados com base em suas cor azul e compacticidade. Existe uma grande interseção entre as duas classes, porém dizer que todas as BCDs são galáxias HII ou vice-versa não é correto.

Concentraremos nosso trabalho sobre o estudo de galáxias classificadas como galáxias HII. Estas galáxias pertencem a uma família de objetos, pouco evoluídos quimicamente, que apresentam um espectro dominado por linhas de emissão características de regiões de FE ativa. Entre elas observamos linhas de recombinação do HI ( $H\alpha$ ,  $H\beta$ ,  $H\gamma$ , ...) e do He ( $\text{HeI}\lambda 5876$ ,  $\text{HeII}\lambda 4686$ , ...), e linhas proibidas excitadas colisionalmente como, por exemplo, as linhas de [OII], [OIII], [NII], etc. Em 2004 publicamos um catálogo espectrofotométrico de galáxias HII composto por 111 galáxias selecionadas a partir dos catálogos de Terlevich (1991), Calán-Tololo (Maza et al. 1991), Marseille (Surace & Comte 1998) e galáxias SBNG (Coziol et al. 1994). Este catálogo contém um total de 188 espectros, entre espectros integrados espacialmente ao longo de toda a extensão da galáxia e espectros de regiões HII individuais de uma mesma galáxia (Kehrig, Telles & Cuisinier 2004). Atualmente nossa amostra pode ser considerada uma das mais completas e homogêneas do gênero, no sentido de que as observações foram feitas com mesmo telescópio, instrumentação e redução de dados (ver Apêndice A).

Galáxias HII tendem a ser sistemas de baixa metalicidade, com valores variando entre  $1/40$  e

1/3 do valor solar, sendo IZw18 o caso mais extremo, com uma metalicidade de aproximadamente 1/50 solar (Skillman & Kennicutt 1993, Vílchez & Iglesias-Páramo 1998, Izotov & Thuan 1998). O estudo destes objetos tão pouco evoluídos, de baixa metalicidade, é muito importante pois nos permite uma melhor determinação empírica das abundâncias primordiais, nos proporcionando pistas sobre como foi a evolução química primitiva do Universo. O baixo conteúdo de metais destas galáxias junto com suas altas taxas de FE têm levantado a questão de se as galáxias HII são ou não objetos genuinamente jovens sofrendo seu primeiro episódio de FE (Searle & Sargent 1972, Lequeux & Viallefond 1980, Kunth & Sargent 1986). Esta é ainda uma questão em aberto mas existe uma crescente evidência de que o que nós estamos vendo poderia ser um intenso e jovem episódio de FE ocorrendo atualmente numa galáxia mais velha (ex: Thuan 1985, Papaderos et al. 1996b). Westera, Cuisinier, Telles & Kehrig (2004), a partir do contínuo e linhas de absorção presentes nos espectros de galáxias HII do nosso catálogo (Kehrig et al. 2004), realizaram um estudo sobre as populações estelares destas galáxias. Nós encontramos que todas as galáxias da amostra apresentam uma população estelar velha com idade superior a  $1 \times 10^9$  ano, e também que  $\sim 60\%$  dos espectros mostram uma população de idade intermediária ( $20 \times 10^6$  anos  $<$  idade  $<$   $50 \times 10^6$  anos). Imagens CCD de galáxias HII também vêm mostrando a existência de extensos envelopes de cor vermelha ao redor de regiões de FE (Loose & Thuan 1986, Kunth & Sargent 1986, Telles et al. 1997).

Devido a suas proximidades, galáxias HII são também laboratórios ideais para estudar episódios de FE em ambientes de baixa metalicidade, com uma acurácia e resolução espacial que não podem ser alcançadas em estudos similares do Universo distante. Modelos de síntese evolutiva são usados para investigar o regime da FE, função de massa inicial, conteúdo estelar (ex: presença de estrelas Wolf-Rayet) e idade do *burst* atual (Olofsson 1989, Mas-Hesse & Kunth 1999).

A origem da atividade *starburst* em galáxias HII também é um outro tema de grande importância. Qual é o mecanismo que dispara a FE? Como a FE ocorre depois do seu disparo? Estas questões fundamentais para o estudo deste tipo de objetos ainda estão em aberto. Uma vez disparada a FE, um modo de FE estocástico poderia manter o processo de FE dentro da galáxia. Entretanto ainda não está claro qual é o mecanismo que dispara o primeiro *burst*. Alguns autores (ex: Campos-Aguilar & Moles 1991; Campos-Aguilar, Moles & Masegosa 1993) propuseram as interações entre galáxias como mecanismo de disparo, e procuraram evidências observacionais. Campos-Aguilar & Moles (1991) selecionaram uma amostra de 70 galáxias HII a partir do catálogo espectroscópico de galáxias HII de Terlevich et al. (1991), e encontraram que mais de 1/3 da

amostra provavelmente estava isolada. Campos-Aguilar, Moles & Masegosa (1993), examinaram uma amostra de 85 objetos também selecionados a partir do mesmo catálogo, e 64% das galáxias pareciam estar isoladas; apenas 11 dos 85 objetos tinham companheiras massivas. Portanto, estes trabalhos concluíram que interações gravitacionais com galáxia brilhantes no óptico não pareciam desempenhar um papel importante no disparo de FE em galáxias HII. O trabalho apresentado por Telles & Terlevich (1995) corrobora este resultado. Estudando uma amostra de 51 galáxias HII, este autores mostraram que as galáxias HII com companheiras tendem a apresentar morfologia regular, ao contrário das galáxias HII isoladas, que mostram uma morfologia distorcida.

Brinks (1990) sugeriu, como uma possível alternativa, que interações com nuvens de HI poderiam ser responsáveis pelo disparo da FE em galáxias HII. Taylor et al. (1995, 1996a,b), a partir de observações obtidas com o *Very Large Array (VLA)*, analisaram uma amostra de 20 galáxias HII e encontraram que 12 dos 20 objetos tinham companheiras ricas em gás. Estas provavelmente estariam interagindo com as galáxia HII disparando novos episódios de FE. Entretanto, Telles & Maddox (2000) concluíram que a FE em galáxias anãs nem sempre é produzida através de interações.

As galáxias HII são o tema central de estudo desta tese. Na faixa do óptico seus espectros são dominados por regiões HII. Na seção seguinte faço uma descrição sobre o que é uma região HII e suas principais características e propriedades.

### 1.1.1 Regiões HII

Uma região HII é uma nuvem de gás fotoionizado existente ao redor de uma ou várias estrelas massivas. Estas estrelas, com massa aproximadamente maior que  $20 M_{\odot}$ , apresentam uma alta temperatura efetiva ( $3 \times 10^4 \text{ K} < T_{eff} < 5 \times 10^4 \text{ K}$ ) e emitem uma radiação que ioniza o gás interestelar em torno delas; tais estrelas são do tipo espectral O,B. O hidrogênio é de longe o elemento mais abundante no meio interestelar, fazendo com que as regiões HII sejam formadas predominantemente por hidrogênio ionizado. Os outros elementos (He, O, C, N, S, ...) estão também presentes mas em frações menores.

Nas regiões HII, como vimos acima, a fonte de energia são as estrelas, que com sua radiação ultravioleta e em particular com os fótons cuja energia excede os 13,6 eV, isto é, que se encontram no contínuo de Lyman ( $\lambda < 912 \text{ \AA}$ ), são capazes de ionizar os átomos de hidrogênio. O excesso desta energia (nos fótons) dá lugar a energia cinética dos elétrons. As colisões entre elétrons ou de elétrons com íons redistribuem a energia com uma temperatura que pode variar aproximadamente

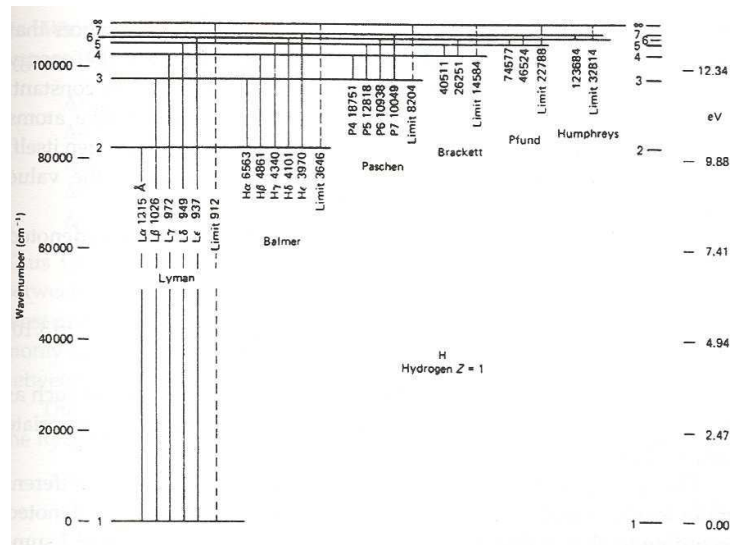


Figura 1.1: Níveis de energia do átomo de hidrogênio com as várias séries identificadas (Tennyson 2005).

entre 5.000 e 20.000 K. A recombinação dos elétrons pelos íons é o que posteriormente dá lugar às linhas de emissão. Dado que o elemento mais abundante na nebulosa é o hidrogênio, o qual é excitado e ionizado continuamente, grande parte da radiação que recebemos é a radiação devida às linhas de emissão deste elemento.

As linhas do hidrogênio que mais facilmente podem ser observadas são aquelas que estão na parte óptica do espectro, que são as linhas da série de Balmer, como por exemplo  $H\alpha$  ( $\lambda 6563 \text{ \AA}$ ),  $H\beta$  ( $\lambda 4861 \text{ \AA}$ ) e  $H\gamma$  ( $\lambda 4340 \text{ \AA}$ ) (ver figura 1.1). A fotoionização é o processo responsável pelo ganho de energia na nebulosa.

Outros processos importantes, através dos quais a nebulosa perde energia, são os seguintes. (a) A recombinação dos elétrons aos níveis excitados de H e He: os íons  $H^+$  e  $He^{++}$  capturam elétrons em níveis excitados, e os átomos excitados decaem a níveis de menor energia emitindo fótons através de transições radiativas. (b) Colisões entre elétrons e íons: estas colisões excitam os níveis de mais baixa energia dos íons<sup>2</sup>. (c) A perda de energia através da radiação livre-livre (ou radiação *bremsstrahlung*)

O equilíbrio térmico ocorre quando  $G = L_R + L_{FF} + L_C$ , onde  $G$  é o ganho de energia,  $L_R$  representa a perda de energia por recombinação,  $L_{FF}$  a perda de energia através da radiação livre-

<sup>2</sup>Este processo ocorre em íons como  $N^+$ ,  $O^+$  e  $O^{++}$ , que têm níveis excitados de energia relativamente próximos ao nível fundamental

livre (ou radiação *bremsstrahlung*) e  $L_C$ , através das linhas de emissão excitadas colisionalmente.

A separação energética entre os níveis de íons como  $O^+$ ,  $O^{2+}$ ,  $N^+$ ,  $S^+$  é muito pequena (da ordem de  $kT_e$ , onde  $T_e$  é a temperatura eletrônica e  $k$  é a constante de Boltzmann), o que faz com que estes níveis possam ser facilmente povoados através da excitação colisional em temperaturas nebulares ( $T_e \sim 10^4$  K). Desexcitações radiativas a partir destes níveis excitados têm probabilidades de transição muito pequenas, mas no regime de baixas densidades (que é o caso de regiões HII), a desexcitação colisional é ainda menos provável; então quase toda excitação resultante de uma colisão é seguida da emissão de um fóton, o qual contribui para o resfriamento do gás ao escapar da nebulosa.

As linhas proibidas<sup>3</sup> podem tornar-se tão intensas quanto as linhas permitidas, uma vez que a densidade do gás numa região HII é muito menor que em qualquer experimento que se possa fazer num laboratório; um exemplo bem conhecido e presente nos espectros de regiões HII são as linhas proibidas do  $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$  e  $[OII]\lambda 3727$ . Num gás comum os átomos excitados não têm tempo para irradiar as linhas proibidas, já que muito antes de que isto possa ocorrer, chocarão com outras partículas, sobre tudo com elétrons, e lhes comunicarão sua energia sem irradiar um fóton. Entretanto para uma nebulosa o tempo medio entre colisões é de aproximadamente um mês, que supera enormemente o tempo de vida de um átomo num estado excitado para a maioria das transições proibidas. No óptico o resfriamento do gás se deve especialmente a estas linhas. Os potenciais de excitação das linhas do hidrogênio são muito mais altos (ex: a diferença de energia entre os dois primeiros níveis é de 10.2 eV), de forma que a excitação colisional do HI pode se tornar importante apenas em altas temperaturas eletrônicas.

A partir das linhas de emissão observadas no espectro das regiões HII podemos derivar parâmetros da nebulosa e podemos também inferir as condições físico-químicas presentes.

---

<sup>3</sup>A forma mais comum de ocorrer o regresso ao estado fundamental é através de uma interação dipolar elétrica. Estas transições têm valores elevados de  $A_{ij}$  (probabilidade da transição eletrônica de um nível quântico de energia  $i$  para o nível de energia  $j$  de um átomo), tipicamente  $10^4 - 10^9$  s<sup>-1</sup>), e por tanto tempos característicos curtos e recebem o nome de transições permitidas. Algumas transições não podem ocorrer por meio da interação dipolar elétrica e realizam-se por mecanismos alternativos, como a interação dipolar magnética ou a quadropolar elétrica (Shu 1991a). Estas transições têm valores de  $A_{ij}$  muito mais reduzidos (tipicamente  $10^{-4} - 10^0$  s<sup>-1</sup>) e, por tanto, tempos característicos elevados e recebem o nome de transições proibidas (com respeito a transição dipolar elétrica).



## Determinação de Parâmetros em Regiões HII

### A Extinção Interestelar

A presença de distintos tipos e tamanhos de grãos de poeira no espaço tem como consequência mais imediata uma extinção da radiação que chega até nós desde estrelas e nebulosas, e que temos que levar em conta nas nossas medidas. Esta extinção se traduz numa perda de intensidade da seguinte forma:

$$I_{\lambda} = I_{\lambda 0} e^{-\sigma_{\lambda}},$$

onde  $I_{\lambda 0}$  é a intensidade que seria observada na ausência de extinção interestelar ao longo da linha de visada,  $I_{\lambda}$  é a intensidade observada e  $\sigma_{\lambda}$  é a profundidade óptica no comprimento de onda  $\lambda$  que estamos observando. A partir de espectros de regiões HII, o procedimento mais comumente usado para corrigir de extinção os fluxos de linhas de emissão medidos segue a seguinte equação:

$$\log I(\lambda)/I(H\beta) = \log F(\lambda)/F(H\beta) + C(H\beta)f(\lambda),$$

onde  $f(\lambda)$  é a função de avermelhamento normalizada em  $H\beta$  e  $C(H\beta)$  é a correção de avermelhamento logarítmica em  $H\beta$  ou constante de avermelhamento.

Para determinar o valor da constante de avermelhamento,  $C(H\beta)$ , o que fazemos é comparar duas linhas da nebulosa que tenham uma relação entre elas que não dependa de nenhuma quantidade física e que seja estritamente teórica. O método mais usado é o de comparar o coeficiente observado entre duas ou mais linhas de Balmer de HI, por exemplo  $H\alpha/H\beta$ ,  $H\beta/H\gamma$  ou  $H\delta/H\beta$ , com o valor teórico esperado para tal coeficiente. Utilizam-se normalmente as linhas de Balmer do HI porque seus coeficientes dependem pouco da temperatura, são linhas que costumam ser intensas e além disso se encontram na parte observada do espectro. Em alguns casos o contínuo estelar é muito importante podendo provocar uma absorção nas linhas de Balmer devido a presença de estrelas do tipo K e M. Nestes casos é recomendável usar o coeficiente das linhas de Paschen em relação a  $H\alpha$ .

### Densidade e Temperatura Eletrônica

A densidade eletrônica ( $n_e$ ) numa nebulosa pode ser medida comparando-se as intensidades de certos pares de linhas: aquelas emitidas por um mesmo íon a partir de dois níveis com energias de excitação aproximadamente iguais. Este é o caso do  $[OII]\lambda 3729/\lambda 3726$  e do  $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$

(ver figura 1.2). A relação entre o quociente de linhas do [OII] e [SII], e a densidade eletrônica é mostrada na figura 1.3.

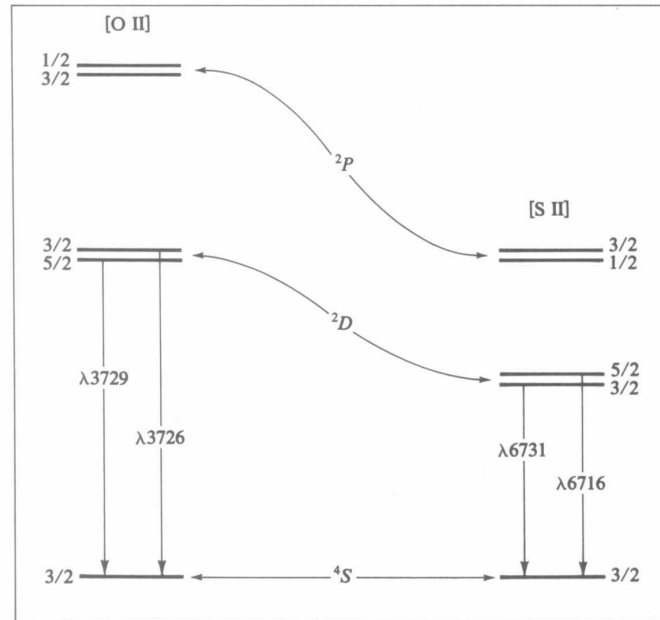


Figura 1.2: Níveis de energia para OII e SII (Osterbrock & Ferland 2006).

Pelo fato do resfriamento do gás ocorrer principalmente através dos fótons gerados na desexcitação espontânea dos íons metálicos (ex: oxigênio, nitrogênio e enxofre), a intensidade das linhas de emissão desses íons é um indicador da temperatura eletrônica ( $T_e$ ).

Para derivar a temperatura eletrônica utilizam-se quocientes de linhas do mesmo íon e originadas a partir de dois níveis com energias de excitação consideravelmente diferentes. No caso do [OIII],  $\lambda 4363 \text{ \AA}$ , denominada linha auroral, vem de um nível superior  $^1S_0$ , enquanto que  $\lambda \lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$ , denominadas linhas nebulares, vêm de um nível intermediário,  $^1D_2$ . Devido a grande diferença de energia entre os dois níveis, a taxa relativa de excitação tem uma grande dependência com a temperatura eletrônica para uma dada densidade. Da mesma maneira é também usual utilizar os quocientes: [SIII] $\lambda 9069, 9532/6312$ , [SII] $\lambda 4068, 76/6717, 31$  e [NII] $\lambda 6548, 84/5755$ .

Para [OIII], no limite de baixa densidade, no qual a desexcitação colisional desempenha um papel menor, se cumpre a seguinte relação:

$$\frac{j\lambda 4959 + j\lambda 5007}{j\lambda 4363} = \frac{7.73 \times e^{(3.29 \times 10^4 / T_e)}}{1 + 4.5 \times 10^{-4} (n_e / T_e^{1/2})}$$

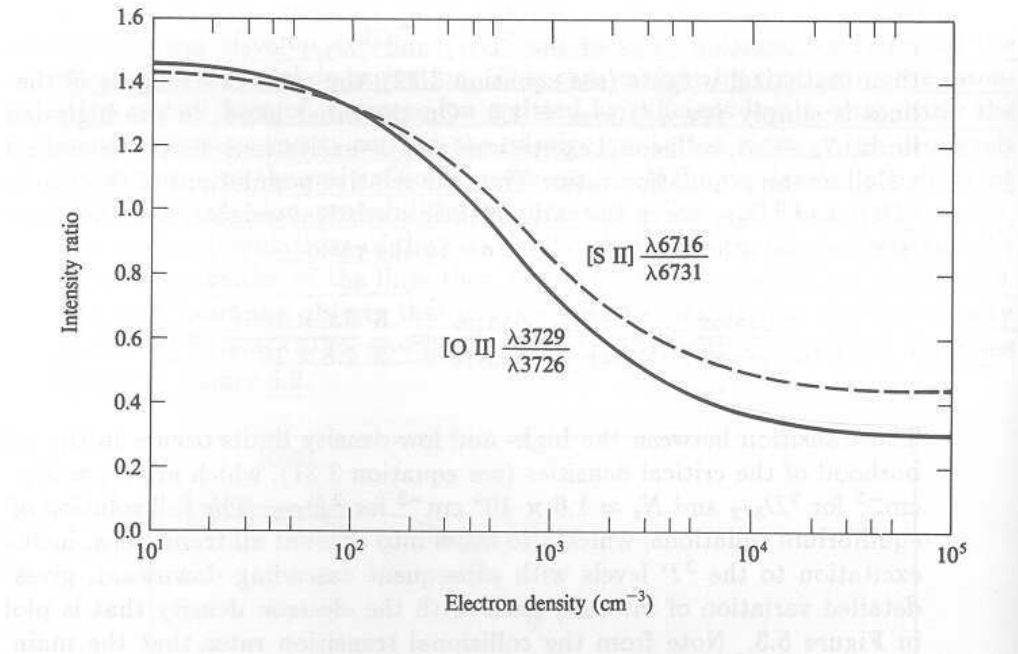


Figura 1.3: Variação das razões de intensidade do [OII] (linha sólida) e do [SII] (linha tracejada) em função da  $n_e$  para uma  $T_e=10^4$  K (Osterbrock & Ferland 2006).

onde  $j\lambda$  representa a emissividade correspondente a cada comprimento de onda  $\lambda$ .

Quando as linhas aurorais representativas das zonas de baixa excitação não podem ser medidas é comum o uso de calibrações teóricas ou empíricas para deduzir a temperatura característica destas zonas.

Os diagramas de níveis dos íons [OIII] e [NII] são mostrados na figura 1.4.

### Determinação de Abundâncias

As regiões HII, desde as menos brilhantes no disco da Galáxia, passando pelas regiões HII gigantes extragalácticas, até as galáxias HII são a principal fonte de informação sobre a metalicidade em objetos com FE, incluindo os mais distantes. A análise de seus espectros nebulares constitui o melhor método para determinar as abundâncias químicas de elementos como hélio, enxofre, nitrogênio, oxigênio, neônio, com linhas de emissão, na faixa de óptico, correspondentes a diferentes estados de ionização. A determinação acurada das abundâncias químicas é fundamental para uma melhor compreensão da evolução do gás e das estrelas, e conseqüentemente da história de enriquecimento químico das galáxias.

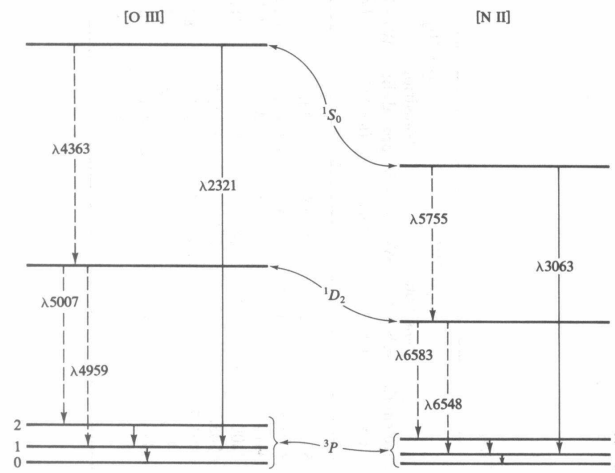


Figura 1.4: Níveis inferiores de energia para OIII e NII (Osterbrock & Ferland 2006).

As abundâncias químicas numa nebulosa fotoionizada podem ser determinadas basicamente através de três métodos: modelos de fotoionização, método direto e métodos empíricos. Os modelos de fotoionização são construídos de forma a tentar obter a melhor consistência física com as observações; dadas as características da fonte ionizante (quantidade de estrelas e tipos espectrais para, com auxílio de modelos de atmosferas estelares, obter o campo de radiação ionizante) e a distribuição e composição química do gás, calcula-se o espectro resultante; para fins práticos, os modelos para as regiões HII são criados estudando-se regiões HII próximas que podem ser resolvidas (isto é, seu conteúdo estelar pode ser observado). Quando a determinação das condições físicas do gás é possível, utilizamos o método direto. No caso em que se possa medir a linha de recombinação de um íon, é possível determinar sua abundância de uma maneira não complicada, já que a dependência das intensidades destas linhas com a abundância do íon e com as condições físicas do gás é conhecida. A principal vantagem que as linhas de recombinação apresentam com relação às linhas excitadas colisionalmente é que as abundâncias iônicas relativas ao  $H^+$ , obtidas a partir destas linhas, não dependem da estrutura de ionização da nebulosa. Isto se deve a que a emissividade de todas as linhas de recombinação é proporcional a  $T_e^{-m}$ , onde  $m \sim 1$  (Osterbrock & Ferland 2006). De fato, para  $H\beta$ ,  $m = 0.9$ , fazendo com que o quociente das emissividades seja praticamente independente de  $T_e$ . Porém as linhas de recombinação são muito mais debéis do que as linhas de excitação colisional, e grandes telescópios com espectrógrafos de alta resolução

são necessários para que possamos detectá-las. A emissividade das linhas excitadas colisionalmente apresenta uma dependência com a temperatura bem diferente das linhas de recombinação, o que faz com que as abundâncias derivadas a partir de linhas de excitação colisional dependam fortemente da  $T_e$ . Muitas vezes não é possível medir as linhas aurorais necessárias para determinar a temperatura eletrônica. Isto pode dever-se a uma má relação sinal-ruído do espectro e/ou a uma baixa temperatura da nebulosa. Nestes casos recorremos normalmente a calibrações empíricas. Os primeiros autores a usarem uma calibração empírica foram Jensen et al. (1976). Estes definiram o parâmetro  $R_3 = [I(\text{OIII})\lambda 4959] + I(\text{OIII})\lambda 5007]/I(\text{H}\beta)$  para estudar o gradiente de composição química em galáxias espirais. Um dos parâmetros mais comumente usados é  $R_{23}$ , definido por Pagel et al. (1979) como:  $R_{23} = R_3 + R_2$ , onde  $R_2 = (I(\text{OII})\lambda 3726,29)/I(\text{H}\beta)$ . Esta calibração foi sendo aprimorada ao longo do tempo (Edmunds & Pagel 1984, Pilyugin & Thuan 2005). Outra calibração muito utilizada é a que faz uso do parâmetro  $N_2$ , definido por Storchi-Bergmann et al. (1994) como:  $I([\text{NII}]\lambda 6584)/I(\text{H}\alpha)$ . Tal calibração foi melhorada posteriormente por Pettini & Pagel (2004) mediante um aumento significativo da amostra de dados e também do intervalo de metalicidades coberto. Outros parâmetros usados para calibrar abundâncias são  $S_{23}$  (Vílchez & Esteban 1996; Díaz & Pérez-Montero 2000, Pérez-Montero et al. 2006) e  $O_3N_2$  (Alloin et al. 1979; Pettini & Pagel 2004).

Inclusive, nos casos em que a  $T_e$  é determinada com precisão, existem problemas que limitam a confiança nos resultados alcançados como, por exemplo, quando não vemos as linhas de emissão dos estados de ionização mais avançados de alguns elementos, por se encontrarem em bandas não acessíveis ou por serem demasiado débeis. A correção necessária para levar em conta os íons que não vemos no cálculo da abundância total de uma espécie se faz através do “*Ionization Correction Factor*” (*ICF*), o qual deve ser derivado para cada elemento com a ajuda de modelos. Esta correção se aplica em cada caso da seguinte maneira:

$$\frac{N(X)}{N(\text{H}^+)} = ICF(X) \times \frac{N(X_{\text{obs}})}{N(\text{H}^+)}$$

O trabalho de Peimbert & Costero (1969) foi um dos primeiros a apresentar fórmulas empíricas para calcular os ICFs de distintas espécies. Eles apresentam fórmulas que estão baseadas na semelhança entre os potenciais de ionização de distintos íons. Atualmente a maioria destas fórmulas foram melhoradas graças a utilização de parâmetros atômicos mais recentes. Uma discussão mais detalhada sobre os ICF do enxofre é apresentada no capítulo 3.

Nos últimos anos tem havido um grande número de trabalhos dedicados ao tema das variações de abundância e enriquecimento químico em galáxias anãs de baixa metalicidade (ex: Skillman

& Kennicutt 1993; Kobulnicky & Skillman 1996, 1997; Vílchez & Iglesias-Páramo 1998; Lee et al. 2005, 2006; Izotov et al. 2006). Este tipo de estudo é importante pois fornece vínculos aos modelos de evolução química; a evolução das abundâncias químicas com o tempo está relacionada diretamente com os processos de FE e o consequente enriquecimento do meio interestelar a partir das estrelas massivas. Porém, mesmo com o avanço dos grandes telescópios, até hoje nenhum gradiente de abundância foi observado numa galáxia anã. Uma explicação para isso seria que os ventos estelares e remanescentes de supernovas não estão “poluindo” o meio interestelar morno, o qual observamos através das linhas de emissão no óptico. Os metais recentemente sintetizados retornariam para a fase quente do meio interestelar, existindo um intervalo de tempo antes que estes metais possam ser detectados na fase morna do gás (Tenorio-Tagle 1996, Stasińska et al. 2007). O destino do meio interestelar quente e rico em metais é amplamente discutido e é uma questão que ainda está em aberto.

### Parâmetro de Ionização

O parâmetro de ionização,  $U$ , se define como sendo o quociente entre a densidade de fótons ionizantes e a densidade de partículas:

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi r^2 n_H c},$$

onde  $Q(H)$  é a taxa de produção de fótons com energia acima de 13.6 eV (fótons de Lyman),  $r$  é a distância num ponto qualquer do gás a partir da estrela ou aglomerado ionizante,  $n_H$  é a densidade de átomos de hidrogênio e  $c$  é a velocidade da luz. Quando  $r$  é o raio da esfera de Stromgren,  $r_s$ , temos o valor efetivo do parâmetro de ionização:

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi r_s^2 n_H c} = (Q(H)\epsilon n_H)^{1/3},$$

onde  $\epsilon$  é o fator de preenchimento (*filling factor*), que indica as irregularidades e inhomogeneidades na densidade da nebulosa e influencia a emissividade e profundidade óptica.

Para determinar o parâmetro de ionização é bastante comum usar quocientes de abundâncias de espécies em estados consecutivos de ionização como pode ser o caso de  $O^+/O^{++}$  ou de  $S^+/S^{++}$ , propostos por Mathis (1982). No entanto, pela dificuldade que às vezes existe em derivar abundâncias iônicas, usamos os quocientes de linhas de um mesmo elemento em dois estados diferentes de ionização, como por exemplo  $[OII]/[OIII]$  ou  $[SII]/[SIII]$ . Ambos têm um comportamento que depende da temperatura efetiva da estrela ou do aglomerado ionizante. Aumentando a  $T_{eff}$ , um maior número de  $O^+$  vai sendo convertido em  $O^{++}$ , o que faz com que quociente  $[OII]/[OIII]$  diminua.

Outro indicador do parâmetro de ionização é o quociente entre linhas colisionalmente excitadas e linhas de recombinação, como é o caso do  $[SII]\lambda\lambda 6717,31/H\alpha$  ou  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  que são menos afetados pelo avermelhamento, porém dependem fortemente da metalicidade.

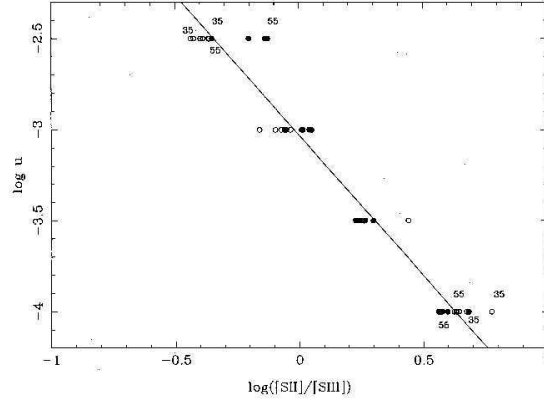


Figura 1.5: Relação entre o logaritmo do parâmetro de ionização,  $\log U$ , e o quociente de linhas de  $[SII]$  e  $[SIII]$  deduzido mediante modelos de fotoionização (Díaz et al. 1991).

### Temperatura Efetiva

A temperatura efetiva das estrelas ionizantes numa região HII é um parâmetro difícil de se determinar, porque não há nenhum quociente de linhas espectrais em íons que dependa unicamente dela.

Vílchez & Pagel (1988) propuseram um método baseado num parâmetro independente de  $U$ , com o objetivo de estudar a variação da temperatura efetiva de ionização com respeito a abundância de metais. Eles definiram o parâmetro  $\eta$  ou parâmetro de *softness*:

$$\eta \equiv \frac{O^+/O^{2+}}{S^+/S^{2+}}$$

$$\log \eta = \log \eta' + \frac{0.14}{t_e} + 0.16$$

onde  $t_e = T_e/10^4$  e

$$\log \eta' = \frac{[OII]\lambda\lambda 3726, 29\text{\AA}/[OIII]\lambda\lambda 4959, 5007\text{\AA}}{[SII]\lambda\lambda 6717, 31\text{\AA}/[SIII]\lambda\lambda 9069, 9532\text{\AA}}$$

Dado a baixa sensibilidade de  $\eta$  com respeito a variações em  $U$ , Vílchez & Pagel (1988) enfatizam a importância deste parâmetro para estudar o fluxo ionizante independentemente da estrutura nebulosa (ver figura 1.6). Além disso o parâmetro  $\eta$  depende pouco da correção de extinção, da temperatura e da densidade eletrônica.

Vílchez & Pagel (1988) foram capazes de demonstrar a dependência de  $T_{eff}$  com a metalicidade, comprovando um aumento da temperatura efetiva em objetos com menor abundância de oxigênio. Ultimamente vem sendo proposto o uso do quociente  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  como indicador da  $T_{eff}$ . Apesar do fato de que  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  depende de  $U$  e da metalicidade, podemos isolar a dependência com a  $T_{eff}$  se conhecemos os outros dois parâmetros (ver figure 1.7).

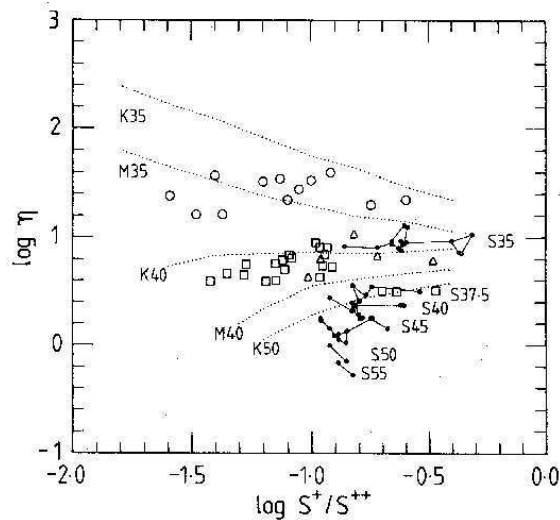


Figura 1.6: Nesta figura, tirada de Vílchez & Pagel (1988), se observa o valor aproximadamente constante do  $\log \eta$  em objetos com uma grande variação interna do  $\log S^+/S^{2+}$ , usado como indicador do parâmetro de ionização. Círculos abertos, quadrados e triângulos representam observações espacialmente resolvidas da nebulosa de Orion, 30 Doradus e NGC 604, respectivamente. As linhas pontilhadas mostram modelos de fotoionização para diferentes modelos de atmosfera (M: Mihalas, K: Kurucz) e temperaturas efetivas. Modelos de regiões H III individuais estão representados pelos pontos negros; cada conjunto de modelos com a mesma temperatura efetiva está conectado por uma linha contínua.



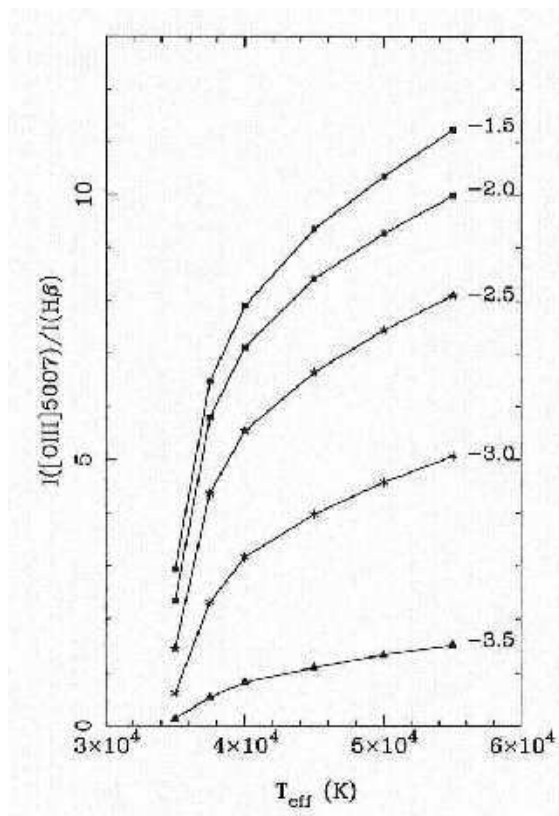


Figura 1.7: Relação entre o quociente  $[OIII]\lambda 5007/H\beta$  e a temperatura efetiva para distintos valores do parâmetro de ionização e para uma metalicidade  $Z = 0.2 Z_{\odot}$  (Pérez-Montero 2002).

## 1.2 Esquema deste trabalho

O principal objetivo desta tese de doutorado é o estudo das propriedades do gás ionizado em galáxias *starbursts* anãs ou galáxias HII, que são caracterizadas por estarem passando por uma fase de formação estelar (FE) intensa.

No capítulo 2 apresentamos um estudo sobre as linhas de emissão nebulares do [SIII] no vermelho distante. O intuito deste trabalho foi o de obter a maior amostra de galáxias HII com determinações acuradas para a abundância do enxofre, utilizando as linhas [SIII] $\lambda\lambda 9069, 9532$  Å.

Em seguida, derivamos uma nova calibração empírica da abundância total de enxofre, S/H em função do indicador de metalicidade,  $S_{23}$ , utilizando somente linhas de emissão na parte vermelha e infravermelha do espectro. Tal calibração é uma ferramenta útil para a derivação de abundâncias em regiões HII extragalácticas e galáxias HII. Apresentamos também os resultados de um estudo

sobre o ICF do enxofre, fundamental para a derivação da abundância total deste elemento. Uma descrição do trabalho é apresentada no capítulo 3.

Com o objetivo de melhor entender como estão distribuídas espacialmente as propriedades do gás ionizado em galáxias HII realizamos um estudo sobre a galáxia IIZw70, usando a técnica da espectroscopia de campo integral. Através desta técnica os espectros são armazenados num cubo de dados, a partir do qual podemos obter imagens monocromáticas do objeto observado. Mapas de extinção, excitação, abundância e também de campos de velocidade e dispersão de velocidade foram derivados. O trabalho é detalhado no capítulo 4.

As principais conclusões derivadas a partir desta tese de doutorado são descritas no capítulo 5. Por fim, no capítulo 6 são apresentados trabalhos em andamento e também algumas perspectivas futuras relacionadas ao tema de trabalho apresentado aqui.

## Capítulo 2

# Estudo Espectroscópico das Linhas do [SIII] no Infravermelho Próximo para uma Amostra de Galáxias HII

### 2.1 Introdução

Como já foi mencionado em trabalhos anteriores sobre abundâncias químicas de regiões HII, a importância em usar as linhas nebulares do [SIII] não deve ser perdida de vista (ex: Garnett 1989, Pérez-Montero & Díaz 2003, Bresolin et al. 2004). Previsões feitas por modelos de fotoionização e resultados empíricos indicam que as medidas dos fluxos das linhas de [SIII] no infravermelho (IR<sup>1</sup>) próximo são necessárias para obter abundâncias de enxofre acuradas em regiões HII e galáxias HII. Nestes objetos o S<sup>++</sup> é a espécie iônica majoritária do enxofre, de forma que a abundância iônica deste íon é de fundamental importância na hora de derivar a abundância total do S.

Embora o número de galáxias HII para as quais conhecemos a abundância de oxigênio, O/H, seja relativamente grande, e a quantidade de trabalhos publicados sobre abundâncias em galáxias HII venha crescendo nos últimos anos, este não é o caso para o número de artigos incluindo a derivação da abundância de enxofre a partir das linhas de [SIII] no IR-próximo (Garnett 1992; Pérez-Montero & Díaz 2003). Na literatura especializada a maioria das medidas de S<sup>++</sup>/H<sup>+</sup> estão baseadas em medidas da linha auroral [SIII] $\lambda$ 6312 Å, a qual é muito débil e depende muito da temperatura. Isto ocorre por causa da dificuldade de se observar e analisar as linhas nebulares

---

<sup>1</sup>IR=Infrared

do enxofre [SIII] $\lambda\lambda$ 9069,9532 Å, devido principalmente à contaminação proveniente da absorção atmosférica neste intervalo espectral. Portanto faltam determinações de S/H com qualidade suficiente. Izotov et al. (2006) por exemplo apresentam um importante número de espectros de galáxias HII (~ 300) selecionadas a partir do SDSS-RD3<sup>2</sup>. Neste artigo, entretanto a abundância de enxofre para todas as galáxias é derivada usando o fluxo da linha auroral [SIII] $\lambda$ 6312 Å. Por causa de restrições devido ao *redshift* da amostra, através de espectros do SDSS não se pode derivar de maneira direta abundâncias de S e O simultaneamente.

Para abordar as questões citadas acima, observamos no IR-próximo até 1  $\mu$ m aproximadamente, uma fração significativa de 34 galáxias selecionadas do nosso catálogo de galáxias HII (Kehrig et al. 2004), com objetivo central de estudar as linhas fortes do [SIII] $\lambda\lambda$ 9069,9532Å e produzir a maior amostra de galáxias HII com abundâncias acuradas de enxofre. Aproveitando que temos informação espectral desde 3700Å a 1  $\mu$ m para toda a amostra, fizemos também uma análise dos indicadores empíricos de metalicidade  $R_{23}$  e  $S_{23}$ , e estudamos a radiação do aglomerado ionizante.

Neste capítulo apresentamos os resultados de um estudo espectroscópico detalhado, para esta amostra de 34 galáxias HII. Abundâncias iônica e total de oxigênio e enxofre foram derivadas diretamente através da temperatura eletrônica. O valor para a razão média de S/O derivado neste trabalho é constante e levemente abaixo do valor solar. Além disso, derivamos parâmetros fundamentais das regiões HII e fontes ionizantes para as galáxias de nossa amostra. Apresentamos também um estudo sobre a “dureza” da radiação ionizante usando o parâmetro  $\eta'$  (Vílchez & Pagel 1988), e explorando o papel desempenhado pela metalicidade. Os principais resultados obtidos a partir deste estudo foram recentemente publicados na revista *Astronomy & Astrophysics*. Nas seções 2.2, 2.3 e 2.4 mostramos alguns detalhes do trabalho que não aparecem no artigo, o qual é apresentado no final do capítulo.

## 2.2 Observações

### 2.2.1 Amostra

Com o telescópio 1.52 m do ESO (La Silla, Chile), obtivemos espectros de 34 galáxias HII no intervalo espectral de  $\lambda\lambda$  6000 a 10000 Å, e desta forma fomos capazes de medir as linhas nebulares

---

<sup>2</sup>SDSS=Solan Digital Sky Survey

do enxofre [SIII] $\lambda\lambda$ 9062,9532Å. Esta amostra foi selecionada a partir do catálogo apresentado em Kehrig et al. (2004).

Fomos também capazes de resolver espacialmente regiões de formação estelar (RFE) distintas dentro de uma galáxia, obtendo desta forma espectros para a galáxia integrada e espectros para RFE. Isto foi possível para 8 galáxias da amostra.

Tabela 2.1: A amostra de galáxias.

Galáxia	tipo	AR(J2000)			DEC(J2000)			z	comp.fenda (seg arc)	AP (grs.)	MA
UM238	in	00	24	42.1	01	44	02	0.0143	7.38	90	1.5
UM69(E)	re	00	48	23.7	04	05	32	0.0066	9.02	90	1.2
UM69(W)	re								16.40		
Tol0104-388	in	01	07	02.1	-38	31	52	0.0228	6.56	90	1.3
UM306	in	01	10	35.0	02	06	51	0.0165	6.56	90	1.2
UM307	in	01	11	30.7	01	19	16	0.0227	12.3	90	1.3
Tol0117-414NS	in	01	19	56.8	-41	14	11	0.0176	9.02	11	1.1
Tol0117-414NS(N)	re								6.56		
Tol0117-414NS(S)	re								3.28		
Tol0117-414EW	in	01	19	56.8	-41	14	11	0.0176	16.4	90	1.2
Tol0117-414EW(EW)	re								4.10		
UM323	in	01	26	46.6	-00	38	46	0.0062	7.38	90	1.1
Tol0140-420	in	01	43	03.1	-41	49	41	0.0221	9.84	90	1.1
UM137	in	01	46	23.9	04	16	11	0.0061	10.66	90	1.2
UM151	in	01	57	38.8	02	25	24	0.0163	9.02	90	1.3
UM391	in	02	03	30.4	02	34	00	0.0213	9.84	90	1.2
UM396	in	02	07	26.5	02	56	55	0.0211	6.56	90	1.2
UM408	in	02	11	23.5	02	20	31	0.0119	9.02	90	1.4
UM417	in	02	19	30.3	-00	59	13	0.0087	7.38	90	1.2
Tol0226-390	in	02	28	12.1	-38	49	22	0.0479	6.56	90	1.0
Tol0306-405	in	03	08	43.2	-40	24	29	0.0473	7.38	90	1.2

Tabela 2.1: (continuação.)

Galáxia	tipo	AR(J2000)			DEC(J2000)			z	comp.fenda (seg arc)	AP (grs.)	MA
Tol0341-407(W)	re	03	42	49.3	-40	35	55	0.0148	6.56	90	1.0
Tol0341-407(E)	re								6.56		
Cam0357-3915	in	03	59	08.9	-39	06	25	0.0746	4.92	90	1.0
CTS1006	in	04	42	10.5	-45	25	18	0.0209	12.30	90	1.0
CTS1008	in	04	51	39.3	-31	52	51	0.0609	6.56	90	1.0
Tol0528-383(E)	re	05	29	57.4	-38	18	07	0.0118	7.38	90	1.0
Tol0528-383(W)	re								6.56		
Tol0538-416	in	05	40	07.5	-41	37	07	0.0450	3.28	90	1.0
IIZw40	in	05	55	38.3	03	24	24	0.0026	10.66	90	1.3
Cam0840+1201	in	08	42	20.9	11	50	01	0.0299	4.92	90	1.4
Tol1924-416	in	19	27	57.6	-41	34	30	0.0097	13.12	90	1.2
Tol2019-405	in	20	23	06.2	-40	20	33	0.0148	11.48	65	1.1
Tol2019-405(NE)	re								7.38		
Tol2138-397	in	21	41	38.4	-39	31	33	0.0159	8.20	90	1.
Tol2146-391	in	21	49	48.2	-38	54	09	0.0295	8.20	90	1.4
MCG-05-52-065(E)	re	22	19	50.6	-26	20	30	0.0088	9.84	90	1.0
MCG-05-52-065(W)	re								17.22		
Tol2240-384	in	22	43	32.4	-38	11	24	0.0760	8.20	90	1.1
UM160(E)	re	23	24	19.8	-00	07	01	0.0091	12.30	90	1.2
UM160(W)	re								13.94		
UM166	in	23	32	45.0	-00	58	46	0.0239	6.56	30	1.3
UM167	in	23	36	14.0	02	09	19	0.0093	10.66	-90	1.3

A lista completa dos objetos é apresentada na Tabela 2.1. A primeira coluna lista o nome de cada galáxia. A segunda coluna diz se o espectro do objeto se refere a abertura integrada espacialmente (in) ou a uma RFE individual (re). Neste último caso, aos nomes das galáxias acrescentamos uma indicação da direção de onde foram extraídos os espectros destas regiões. A

terceira e quarta colunas fornecem as coordenadas dos objetos. A quinta, sexta e sétima colunas mostram respectivamente o *redshift*, o tamanho da abertura em segundos de arco, o ângulo de posição (em graus) e a massa de ar.

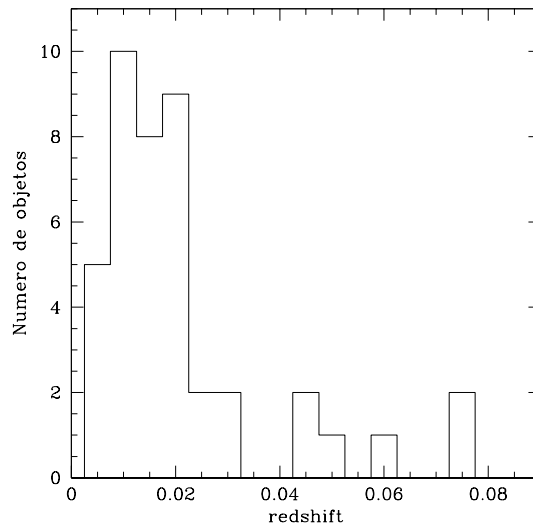


Figura 2.1: Distribuição de *redshifts* para as galáxias HII da amostra.

A figura 2.1 mostra a distribuição de *redshifts* para nossa amostra. Pelo fato de nossos objetos terem sido detectados originalmente devido as intensas linhas de emissão de  $H\beta$  e  $[OIII]\lambda 4959,5007\text{\AA}$  começamos a “perder” objetos quando estas linhas caem além do limite de sensibilidade das placas de prisma objetivo. Os poucos objetos com *redshifts*  $\geq 0.06$  foram selecionados pela presença da linha  $[OII]\lambda 3727\text{\AA}$ .

Na figura 2.2 apresentamos a distribuição da largura equivalente (EW) de  $H\alpha$  em  $\text{\AA}$ , definida como sendo a razão entre o fluxo da linha de  $H\alpha$  e o fluxo do contínuo na sua vizinhança. Este parâmetro é sensível à idade do aglomerado estelar ionizante e a distribuição indica que a maioria destes *starbursts* são tipicamente jovens (Copetti et al. 1986; Cerviño & Mas-Hesse 1994; Leitherer & Heckman 1995).

### 2.2.2 Redução de dados e correção de absorção atmosférica

A redução de dados foi realizada mediante o programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) seguindo os procedimentos habituais. Em primeiro lugar, fizemos a subtração do *bias* e a correção de *flat-field* dos espectros em duas dimensões. Utilizando a tarefa *apall* os espectros

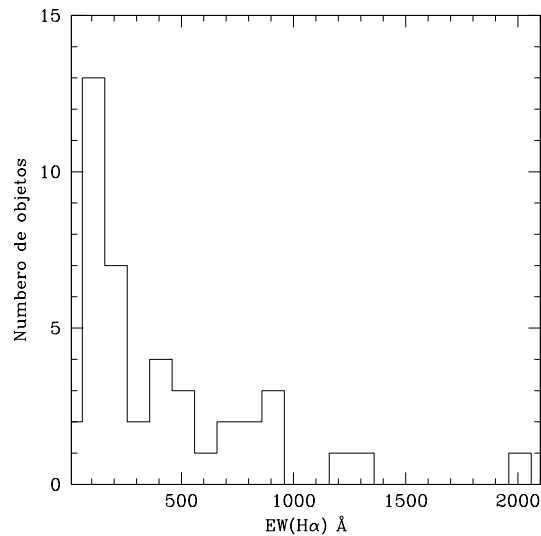


Figura 2.2: Distribuição da largura equivalente de  $H\alpha$  ( $EW(H\alpha)$ ) para nossa amostra.

foram reduzidos a uma dimensão. Posteriormente, a calibração em comprimento de onda foi feita através da comparação com espectros de lâmpadas de neônio e argônio, tomados no mesmo intervalo espectral antes e depois de cada objeto. Finalmente calibramos os espectros em fluxo usando estrelas padrão.

Um problema adicional, que afeta o fluxo das linhas no IR-próximo, é a absorção devido ao vapor d'água presente na atmosfera terrestre. A faixa espectral em torno das linhas [SIII] $\lambda$ 9069 Å e [SIII] $\lambda$ 9532 Å é fortemente afetada pelas bandas de absorção atmosférica. A correção devido a este efeito é um passo de fundamental importância para a análise das linhas de emissão do enxofre no IR próximo (Vacca et al. 2003; Díaz et al. 1987).

No trabalho apresentado em Kehrig et al. (2006) apenas mencionamos a importância desta correção, a qual foi utilizada para corrigir os espectros individuais de cada galáxia dos efeitos de absorção atmosférica na região entre  $\lambda$ 8500 Å e  $1 \mu\text{m}$ . Nesta subseção explicaremos com mais detalhes a técnica e a metodologia que foram aplicadas aos nossos dados.

### O Método de Correção

Para cada noite observamos um número suficiente de estrelas de calibração espectro-fotométrica apresentando poucas linhas/bandas na zona do IR próximo. O método que usamos para corrigir os espectros de absorção atmosférica consiste dos seguintes passos: (1) ajustamos um polinômio



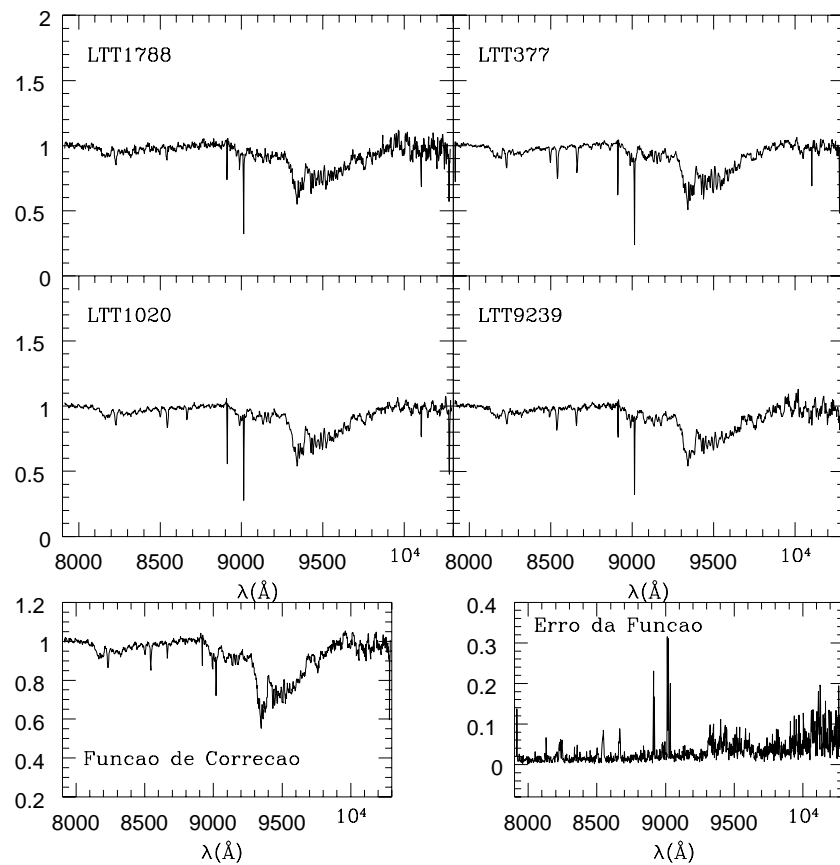


Figura 2.3: Método de correção de absorção atmosférica. As quatro figuras na parte superior representam espectros estelares normalizados pelo ajuste de seus correspondentes contínuos; no canto inferior esquerdo e direito mostramos, respectivamente, a função de correção (que representa a mediana entre os 4 espectros normalizados) e o seu erro associado. Ver o texto para maiores detalhes.

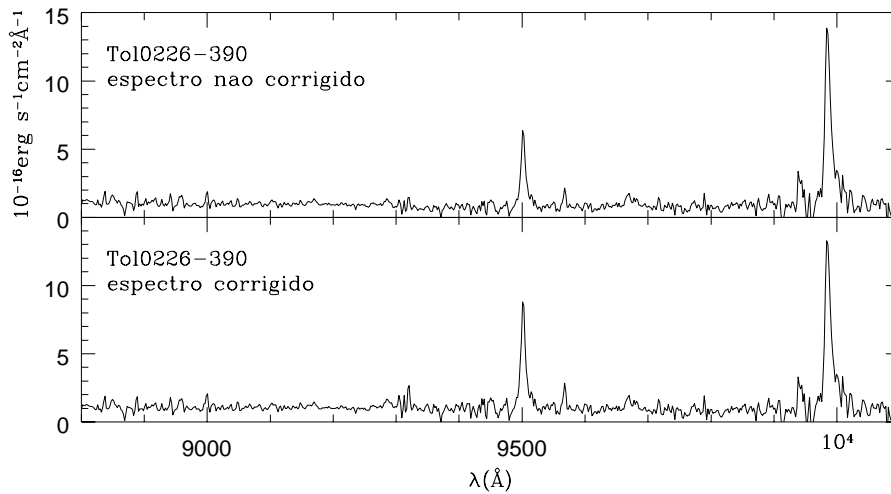


Figura 2.4: Exemplo de um espectro antes e depois da correção de absorção. Nota-se um aumento na intensidade da linha [SIII] $\lambda$ 9069 Å após a correção de absorção atmosférica.

chebyshev de terceira ordem ao contínuo de cada estrela de calibração usando uma sub-rotina da tarefa SPLIT do IRAF. O programa utiliza um método de rejeição para que o ajuste não leve em conta as linhas e outras características espectrais e assim obtemos um ajuste suave do contínuo estelar; (2) dividimos cada espectro estelar pelo seu ajuste correspondente, obtendo desta forma um espectro normalizado para cada estrela. A seguir, usando a tarefa IMCOMBINE derivamos a mediana entre tais espectros normalizados (conhecida como função de correção) e também o erro associado a esta mediana; (3) finalmente dividimos o espectro de cada galáxia pela função de correção, obtendo assim os espectros corrigidos dos efeitos de absorção atmosférica.

Aplicamos este procedimento para cada noite de observação. No apêndice B, mostramos a função de correção aplicada a cada galáxia da amostra.

As figuras 2.3 e 2.4 ilustram o método de correção descrito acima. Na figura 2.4 se nota um aumento no fluxo da linha [SIII] $\lambda$ 9069 Å (que é justamente a linha que cai dentro da zona de maior absorção devido ao “redshift” da galáxia), depois de aplicar a função de correção ao espectro de Tol0226-390.

### Aplicação do Método de Correção

Para ter uma idéia da eficiência do método de correção fizemos alguns testes. Na figura 2.5 comparamos o fluxo corrigido (com respeito a  $I(H\alpha)=1000$ .) das 4 linhas mais brilhantes da série de

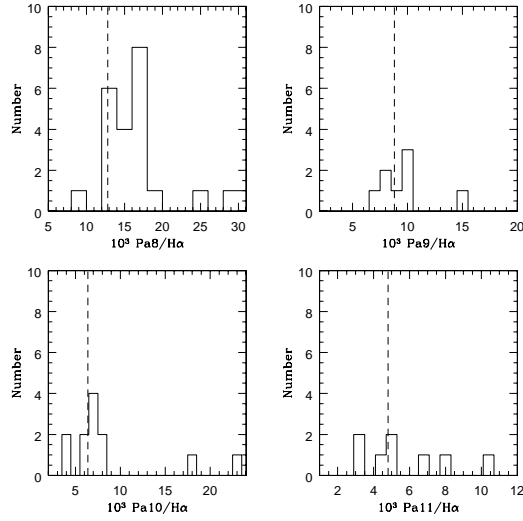


Figura 2.5: Histograma dos fluxos corrigidos para  $\text{Pa8/H}\alpha$ ,  $\text{Pa9/H}\alpha$ ,  $\text{Pa10/H}\alpha$  e  $\text{Pa11/H}\alpha$ . As linhas tracejadas indicam o valor teórico de  $\text{Pa}\lambda/\text{H}\alpha$ . Os fluxos são relativos a  $I(\text{H}\alpha)=1000$ .

Paschen com seu valor teórico correspondente (Storey & Hummer 1995).

Se pode observar que dentro dos erros, os valores corrigidos se aproximam do valor teórico estatisticamente. Em particular para a linha de Pa8 notamos que a maioria das galáxias apresentam valores que estão um pouco acima do teórico. Isso se deve principalmente ao fato de que Pa8 e  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}$  estão *blended*, o que faz com que o fluxo de Pa8 possa estar ligeiramente contaminado pelo fluxo da linha de enxofre.

Na figura 2.6 apresentamos o histograma do quociente entre as intensidades das linhas  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}$  e  $[\text{SIII}]\lambda 9069 \text{ \AA}$ , onde a linha tracejada corresponde ao valor teórico de 2.48, o qual é determinado pela razão das probabilidades de transição das duas linhas (Mendoza & Zeppen 1982). Podemos ver que considerando o erro associado ao quociente observado, representado pelo bin do histograma, os valores obtidos para  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}/\lambda 9069 \text{ \AA}$  estão de acordo com o valor esperado. O que se nota também é que a maioria das galáxias apresentam valores de  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}/\lambda 9069 \text{ \AA}$  que estão à esquerda da linha tracejada. Isto pode ser devido a dois fatores: (a) pequenos resíduos da absorção atmosférica que não foram eliminados, (b) como  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}$  e Pa8 estão *blended*, ao medir a linha  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA}$  se perde uma pequena parte do seu fluxo, a qual contamina Pa8.

Os efeitos de absorção atmosférica não são corrigidos perfeitamente, mas de uma maneira geral, o resultado da correção é bem satisfatório para nossos propósitos.

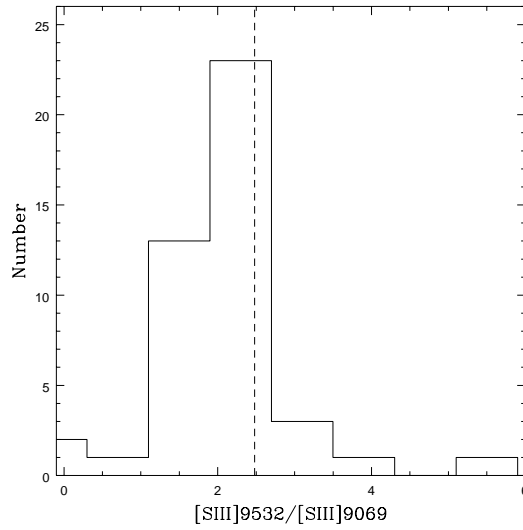


Figura 2.6: Distribuição da razão  $[\text{SIII}]\lambda 9532 \text{ \AA} / \lambda 9069 \text{ \AA}$  para as galáxias da amostra. A linha vertical representa o valor teórico de 2.44 (Mendoza & Zeppen 1982).

## 2.3 Intensidade de linhas

As intensidades das linhas de emissão foram medidas iterativamente usando a tarefa SPLOT do programa IRAF, integrando todo o fluxo e subtraindo o contínuo ajustado linearmente à base de cada linha. Em muitos espectros algumas linhas apresentavam-se superpostas (ex: os dubletos  $[\text{SIII}]\lambda 9532$  e Pa8,  $[\text{SII}]\lambda 6717$  e  $[\text{SII}]\lambda 6731$ , e o tripleto  $[\text{NII}]\lambda 6548$ ,  $\text{H}\alpha$  e  $[\text{NII}]\lambda 6584$ ). Nestes casos a opção *deblend* da tarefa SPLOT foi utilizada. Esta opção permite a determinação individual do fluxo destas linhas, mas não evita pequenas contaminações devido a linha adjacente.

Medimos, sempre que possível, as principais linhas de emissão no vermelho distante e IR próximo:  $[\text{OI}]\lambda\lambda 6300, 6364$ ;  $\text{H}\alpha$ ;  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6584$ ;  $\text{HeI}\lambda\lambda 6678, 7065$ ;  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$ ;  $[\text{SIII}]\lambda\lambda 6312, 9069, 9532$ ;  $[\text{ArIII}]\lambda 7136$ ;  $[\text{OII}]\lambda\lambda 7320, 7330$ ; Pa9 e Pa8. As outras linhas da série de Paschen do hidrogênio, de Pa13 a Pa10, foram também detectadas para algumas galáxias da amostra, sendo IIZw40 o único objeto em que medimos a série de Pa17 até Pa8.

Os fluxos das linhas de emissão medidas são mostrados na tabela 2.2 (material online do artigo Kehrig et al. 2006, apresentado no final do capítulo) junto com os valores do coeficiente de extinção,  $C(\text{H}\beta)$ . Estes fluxos estão corrigidos pela extinção interestelar e estão referidos a  $\text{H}\beta=100$ . Na primeira coluna temos o nome da galáxia, nas colunas (2)-(20) os fluxos na ordem em que aparecem no espectro; os traços horizontais indicam que as linhas de emissão não foram

Tabela 2.2: Fluxos de linhas (relativo a  $H\beta=100$ ) corrigidos de extinção, e o valor de  $C(H\beta)$  para as galáxias da amostra.

Galaxy	[OI]	[SIII]	[OI]	[NII]	$H\alpha$	[NII]	HeI	[SII]	[SII]	HeI	[ArIII]	[OII]	[OII]	Pa12	Pa11	Pa10	Pa9	[SIII]	Pa8	$C(H\beta)$
(1)	6300	6312	6364	6548	6563	6584	6678	6717	6731	7065	7136	7320	7330	8750	8865	9014	9229	9069	9548	(21)
	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	
UM238	—	—	—	5.7	286.0	8.6	—	17.2	13.4	5.8	6.8	3.2	1.8	—	—	—	—	3.7	4.7	0.26
	—	—	—	$\pm 1.1$	$\pm 5.5$	$\pm 1.3$	—	$\pm 1.8$	$\pm 1.9$	$\pm 0.9$	$\pm 0.3$	$\pm 0.7$	$\pm 0.5$	—	—	—	—	$\pm 0.5$	$\pm 1.0$	
UM69(E)	—	—	—	9.4	286.0	28.9	—	40.5	30.0	—	8.4	7.2	3.4	—	—	—	—	16.7	4.7	0.74
	—	—	—	$\pm 1.4$	$\pm 2.3$	$\pm 1.4$	—	$\pm 1.6$	$\pm 1.4$	—	$\pm 0.9$	$\pm 0.7$	$\pm 0.6$	—	—	—	—	$\pm 1.2$	$\pm 0.9$	
UM69(W)	—	—	—	15.4	286.0	39.2	—	56.2	40.0	—	6.4	—	—	—	—	—	—	14.7	3.5	0.74
	—	—	—	$\pm 1.4$	$\pm 1.6$	$\pm 1.2$	—	$\pm 2.2$	$\pm 2.0$	—	$\pm 0.5$	—	—	—	—	—	—	$\pm 1.0$	$\pm 0.7$	
Tol0104-388	7.1	—	—	8.3	286.0	22.1	3.3	29.7	21.9	—	9.0	3.6	2.8	—	2.0	1.9	—	48.8 <sup>a</sup>	4.0	0.18
	$\pm 0.2$	—	—	$\pm 0.5$	$\pm 0.6$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	—	$\pm 0.4$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	—	$\pm 6.5$	$\pm 0.9$	
UM306	—	—	—	6.1	286.0	16.3	—	23.1	17.9	—	7.0	—	—	—	—	—	—	22.7	3.7	0.21
	—	—	—	$\pm 0.9$	$\pm 1.3$	$\pm 0.7$	—	$\pm 1.3$	$\pm 1.2$	—	$\pm 0.9$	—	—	—	—	—	—	$\pm 6.0$	$\pm 2.1$	
UM307	—	—	—	15.4	286.0	46.5	4.3	24.0	27.3	—	4.8	2.4	1.5	—	—	2.1	—	18.5	3.7	0.25
	—	—	—	$\pm 0.5$	$\pm 1.0$	$\pm 0.7$	$\pm 1.0$	$\pm 0.7$	$\pm 0.6$	—	$\pm 0.7$	$\pm 0.4$	$\pm 0.4$	—	—	$\pm 0.7$	—	$\pm 1.7$	$\pm 0.6$	
Tol0117-414NS(S)	—	—	—	21.3	286.0	35.6	—	40.3	31.1	—	—	—	—	—	—	—	—	32.5	—	0.10
	—	—	—	$\pm 1.8$	$\pm 2.6$	$\pm 1.8$	—	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 12.0$	—	
Tol0117-414NS(N)	—	—	—	20.2	286.0	36.9	—	43.0	31.5	—	—	—	—	—	—	—	—	31.7	—	0.22
	—	—	—	$\pm 2.3$	$\pm 6.8$	$\pm 1.4$	—	$\pm 2.0$	$\pm 0.9$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 12.4$	—	
Tol0117-414NS	—	—	—	20.0	286.0	38.1	—	42.9	32.0	—	—	—	—	—	—	—	—	27.9	—	0.10
	—	—	—	$\pm 2.4$	$\pm 2.9$	$\pm 1.4$	—	$\pm 0.5$	$\pm 1.1$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 9.6$	—	
Tol0117-414EW(EW)	12.1	—	—	17.8	286.0	50.1	—	58.5	43.3	—	—	—	—	—	—	—	—	28.2	—	0.31
	$\pm 1.1$	—	—	$\pm 1.0$	$\pm 1.9$	$\pm 1.2$	—	$\pm 1.7$	$\pm 2.9$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 10.5$	—	
Tol0117-414EW	16.1	—	—	7.8	286.0	39.2	—	57.8	45.1	—	—	—	—	—	—	—	—	25.9	—	0.31
	$\pm 1.3$	—	—	$\pm 0.3$	$\pm 6.6$	$\pm 1.0$	—	$\pm 1.2$	$\pm 1.4$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 9.0$	—	
UM323	—	—	—	9.9	286.0	17.3	—	26.9	20.1	—	—	—	—	—	—	—	—	9.6	4.8	0.88
	—	—	—	$\pm 5.1$	$\pm 7.4$	$\pm 4.7$	—	$\pm 6.6$	$\pm 5.3$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 1.3$	$\pm 1.2$	
Tol0140-420	—	—	—	—	286.0	12.4	—	29.7	20.8	—	—	—	—	—	—	—	—	16.5	—	0.02
	—	—	—	—	$\pm 5.9$	$\pm 1.0$	—	$\pm 2.4$	$\pm 2.4$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 5.4$	—	
UM137	—	—	—	—	286.0	18.1	—	32.1	28.1	4.8	2.2	—	—	—	—	5.1	—	5.3	4.4	1.47
	—	—	—	—	$\pm 2.8$	$\pm 1.8$	—	$\pm 3.2$	$\pm 2.8$	$\pm 1.1$	$\pm 0.7$	—	—	—	—	$\pm 1.0$	—	$\pm 1.2$	$\pm 1.5$	
UM151	—	—	—	13.4	286.0	37.6	—	48.2	33.4	—	7.7	—	—	—	—	1.9	—	28.5	2.8	0.41
	—	—	—	$\pm 2.1$	$\pm 3.5$	$\pm 2.3$	—	$\pm 3.1$	$\pm 2.5$	—	$\pm 2.7$	—	—	—	—	$\pm 0.6$	—	$\pm 6.4$	$\pm 0.6$	
UM391	7.6	—	4.2	26.2	286.0	79.6	—	64.5	25.5	—	5.4	—	—	—	—	—	—	19.5	—	0.53
	$\pm 2.0$	—	$\pm 1.5$	$\pm 1.3$	$\pm 1.6$	$\pm 0.8$	—	$\pm 0.8$	$\pm 0.7$	$\pm 0.0$	$\pm 1.2$	—	—	—	—	—	—	$\pm 2.9$	—	
UM396	—	—	—	7.3	286.0	9.0	3.1	13.4	7.3	3.7	10.2	—	—	—	3.0	6.7	—	27.3	3.9	0.35
	—	—	—	$\pm 1.4$	$\pm 1.9$	$\pm 1.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.5$	$\pm 0.6$	—	—	—	$\pm 0.5$	$\pm 1.0$	—	$\pm 5.2$	$\pm 0.3$	
UM408	—	—	—	—	286.0	6.8	—	17.7	11.5	—	6.9	—	—	—	—	—	—	5.5	—	1.32
	—	—	—	—	$\pm 4.3$	$\pm 1.3$	—	$\pm 1.2$	$\pm 1.1$	—	$\pm 0.7$	—	—	—	—	—	—	$\pm 0.8$	—	
UM417	—	—	—	—	286.0	8.3	—	10.1	8.9	4.5	4.6	—	—	—	—	—	—	1.8	—	0.47
	—	—	—	—	$\pm 4.1$	$\pm 1.3$	—	$\pm 0.7$	$\pm 0.7$	$\pm 0.7$	$\pm 1.2$	—	—	—	—	—	—	$\pm 0.2$	—	
Tol0226-390	9.8	2.5	4.1	15.8	286.0	31.2	3.3	25.9	21.9	4.2	8.8	3.5	3.0	—	—	—	2.1	20.4	5.5	0.34
	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.9$	$\pm 1.3$	$\pm 1.0$	$\pm 0.3$	$\pm 0.8$	$\pm 0.7$	$\pm 0.2$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	—	—	—	$\pm 0.5$	$\pm 3.4$	$\pm 2.6$	
Tol0306-405	—	—	—	—	286.0	14.1	—	24.3	20.9	—	8.4	—	—	—	—	—	—	7.5	—	0.33
	—	—	—	—	$\pm 1.6$	$\pm 0.9$	—	$\pm 0.7$	$\pm 0.8$	—	$\pm 0.1$	—	—	—	—	—	—	$\pm 3.5$	—	
Tol0341-407(W)	5.2	—	—	1.1	286.0	6.4	4.8	15.5	10.7	2.9	6.2	2.5	2.6	1.6	—	—	3.0	19.1	—	0.06
	$\pm 0.4$	—	—	$\pm 0.1$	$\pm 4.0$	$\pm 0.1$	$\pm 0.5$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.5$	—	—	$\pm 0.6$	$\pm 1.7$	—	
Tol0341-407(E)	—	—	—	—	286.0	16.6	—	37.8	25.3	—	—	4.8	3.8	—	—	—	—	17.5	—	0.06
	—	—	—	—	$\pm 4.5$	$\pm 3.2$	—	$\pm 3.0$	$\pm 2.4$	—	—	$\pm 1.2$	$\pm 1.0$	—	—	—	—	$\pm 2.0$	—	
Cam0357-3915	2.5	—	—	2.4	286.0	6.5	3.3	9.3	6.3	5.2	4.8	1.9	0.9	—	—	2.2	—	11.5	—	0.15
	$\pm 0.2$	—	—	$\pm 0.1$	$\pm 5.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	—	—	$\pm 0.5$	—	$\pm 2.0$	—	
CTS1006	—	—	—	4.9	286.0	13.7	3.6	21.3	10.8	3.2	7.2	2.4	1.8	0.9	0.9	1.2	2.3	15.2	5.1	0.15
	—	—	—	$\pm 0.4$	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.5$	$\pm 1.3$	$\pm 0.6$	
CTS1008	3.2	1.6	—	5.1	286.0	13.4	3.9	16.7	13.7	3.7	9.5	3.2	1.6	—	—	—	4.2	17.4	4.7	0.24
	$\pm 0.1$	$\pm 0.4$	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.3$	—	—	—	$\pm 1.0$	$\pm 3.3$	$\pm 1.4$	

Tabela 2.2: continuação.

Galaxy	[OI]	[SIII]	[OI]	[NII]	H $\alpha$	[NII]	HeI	[SII]	[SII]	HeI	[ArIII]	[OII]	[OII]	Pa12	Pa11	Pa10	Pa9	[SIII]	Pa8	C(H $\beta$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	(21)
Tol0528-383(E)	—	—	—	10.3	286.0	18.0	—	39.9	30.4	—	11.3	—	—	—	—	—	—	19.9	3.9	0.46
	—	—	—	$\pm 2.9$	$\pm 3.2$	$\pm 2.9$	—	$\pm 2.1$	$\pm 2.7$	—	$\pm 1.9$	—	—	—	—	—	—	$\pm 3.0$	$\pm 1.3$	
Tol0528-383(W)	—	—	—	10.2	286.0	16.4	—	31.6	22.0	—	9.2	—	—	—	—	—	2.7	13.5	5.0	0.46
	—	—	—	$\pm 1.9$	$\pm 2.0$	$\pm 1.8$	—	$\pm 1.8$	$\pm 1.4$	—	$\pm 1.6$	—	—	—	—	—	$\pm 0.9$	$\pm 2.5$	$\pm 1.5$	
Tol0538-416	4.5	2.0	3.0	5.1	286.0	14.9	4.0	24.4	15.9	3.4	16.7	—	—	—	2.3	—	—	19.2	4.7	0.14
	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.7$	$\pm 0.9$	$\pm 0.6$	$\pm 0.4$	$\pm 0.8$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.5$	—	—	—	$\pm 0.6$	—	—	$\pm 4.1$	$\pm 2.9$	
HZw40	1.8	1.1	—	—	286.0	6.4	3.5	7.6	6.2	4.6	8.3	1.4	1.1	1.1	1.3	1.9	2.7	15.3	4.3	1.29
	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	—	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 1.6$	$\pm 1.4$	
Cam0840+1201	4.4	2.2	—	5.2	286.0	12.5	—	21.9	16.0	3.4	7.1	3.2	2.7	1.1	—	1.8	—	16.2	7.3	0.02
	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	—	$\pm 0.2$	—	$\pm 0.2$	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.7$	—	$\pm 0.2$	—	$\pm 5.1$	$\pm 1.3$	
Tol1924-416	4.9	1.5	1.1	3.5	286.0	8.9	3.5	14.7	11.4	2.9	5.2	2.4	2.0	—	1.4	1.8	—	11.7	4.3	0.10
	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	—	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	—	$\pm 1.4$	$\pm 0.7$	
Tol2019-405(NE)	—	—	—	7.4	286.0	14.9	—	30.1	24.3	—	6.1	3.2	2.8	—	—	—	—	29.4	8.7	0.10
	—	—	—	$\pm 1.3$	$\pm 2.0$	$\pm 1.5$	—	$\pm 2.8$	$\pm 2.8$	—	$\pm 1.2$	$\pm 0.9$	$\pm 1.0$	—	—	—	—	$\pm 4.6$	$\pm 2.5$	
Tol2019-405	—	—	—	7.7	286.0	17.4	—	36.0	29.9	—	6.9	—	—	—	—	—	—	30.2	8.3	0.10
	—	—	—	$\pm 1.6$	$\pm 2.6$	$\pm 1.9$	—	$\pm 2.3$	$\pm 2.7$	—	$\pm 1.6$	—	—	—	—	—	—	$\pm 6.4$	$\pm 1.9$	
Tol2138-397	—	—	—	—	286.0	—	—	14.8	7.5	—	—	5.4	—	—	—	—	—	14.7	—	0.11
	—	—	—	—	$\pm 7.4$	—	—	$\pm 0.8$	$\pm 0.5$	—	—	$\pm 0.4$	—	—	—	—	—	$\pm 2.8$	—	
Tol2146-391	23.2	—	—	3.4	286.0	5.5	—	11.0	7.5	4.5	8.5	2.9	2.6	—	1.5	2.4	—	28.2 <sup>a</sup>	—	0.12
	$\pm 1.0$	—	—	$\pm 0.2$	$\pm 188.6$	$\pm 0.3$	—	$\pm 0.8$	$\pm 0.5$	$\pm 0.2$	$\pm 0.5$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	—	$\pm 2.7$	—	
MCG-05-52-065(E)	—	—	—	25.5	286.0	59.1	5.6	67.4	46.5	—	8.4	—	—	—	—	—	—	31.3	4.6	0.44
	—	—	—	$\pm 2.8$	$\pm 4.1$	$\pm 2.9$	$\pm 1.9$	$\pm 2.8$	$\pm 2.2$	—	$\pm 1.3$	—	—	—	—	—	—	$\pm 3.6$	$\pm 1.4$	
MCG-05-52-065(W)	—	—	—	24.1	286.0	89.4	—	88.8	69.8	—	—	—	—	—	—	—	—	29.5	—	0.44
	—	—	—	$\pm 4.5$	$\pm 8.4$	$\pm 6.7$	—	$\pm 8.7$	$\pm 6.6$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 4.5$	—	
Tol2240-384	2.9	—	—	—	286.0	3.8	2.1	6.8	5.6	—	4.4	—	—	—	—	—	2.8	8.6	—	0.36
	$\pm 0.6$	—	—	—	—	—	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	—	$\pm 0.1$	—	—	—	—	—	$\pm 1.7$	$\pm 3.2$	—	
UM160(E)	—	—	—	3.2	286.0	10.0	4.8	24.8	17.1	—	5.1	—	—	—	—	—	—	13.6	—	0.26
	—	—	—	$\pm 0.2$	$\pm 3.6$	$\pm 0.9$	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	$\pm 0.5$	—	$\pm 0.4$	—	—	—	—	—	—	$\pm 2.7$	—	
UM160(W)	—	—	—	—	286.0	13.4	—	38.6	27.2	—	—	—	—	—	—	—	—	23.6	—	0.26
	—	—	—	—	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	—	$\pm 0.8$	$\pm 1.4$	—	—	—	—	—	—	—	—	$\pm 4.9$	—	
UM166	—	—	—	17.4	286.0	58.3	—	34.4	31.7	—	6.2	—	—	—	—	—	—	54.1 <sup>a</sup>	—	0.25
	—	—	—	$\pm 1.6$	$\pm 2.8$	$\pm 1.7$	—	$\pm 2.3$	$\pm 2.0$	—	$\pm 1.3$	—	—	—	—	—	—	$\pm 5.8$	—	
UM167	5.9	—	1.4	36.6	286.0	105.6	2.5	30.2	29.8	2.8	4.0	3.0	2.4	0.8	0.9	1.2	2.3	24.1	4.1	0.30
	$\pm 0.3$	—	$\pm 0.1$	$\pm 1.1$	$\pm 2.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.7$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.6$	$\pm 2.8$	$\pm 0.9$	

<sup>a</sup>Mostramos o fluxo de [SIII] $\lambda$ 9532 Å ao invés de [SIII] $\lambda$ 9069 Å

Tabela 2.3: IIZw40: Intensidades das linhas  $H\alpha$  e Paschen17-8, relativas a  $H\beta=100$ .

$H\alpha$	Pa17	Pa16	Pa15	Pa14	Pa13	Pa12	Pa11	Pa10	Pa9	Pa8	Pa7
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
286.0	0.3	0.4	0.5	0.7	0.8	1.1	1.3	1.9	2.7	4.3	5.7
$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 1.4$	$\pm 0.7$

detectadas, e na última coluna mostramos  $C(H\beta)$ .

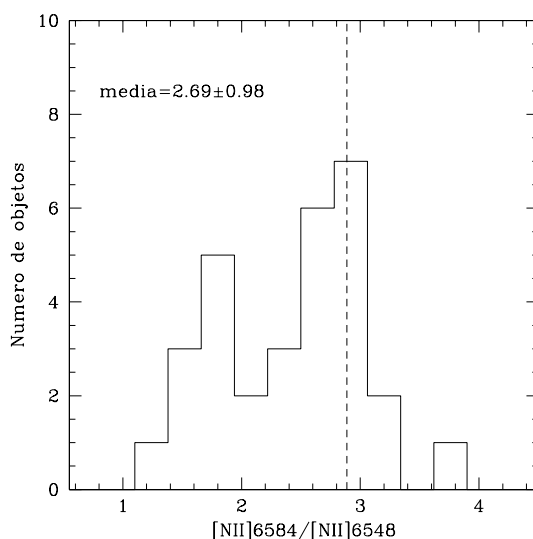


Figura 2.7: Distribuição da razão  $[NII]\lambda 6584/[NII]\lambda 6548$  observada. A linha vertical representa o valor teórico de 2.88 (Mendoza 1983). A média e o desvio padrão dos valores observados são mostrados no canto superior esquerdo.

A tabela 2.3 mostra os fluxos (relativos a  $H\beta$ ) de  $H\alpha$  e da série de Paschen (Pa17-Pa8) para a galáxia IIZw40.

Já que a razão  $[NII]\lambda 6584/\lambda 6548$  depende apenas das propriedades quânticas do átomo, uma maneira de verificar os erros observacionais é através da comparação desta razão com seu valor teórico. A figura 2.7 mostra a distribuição do quociente  $[NII]\lambda 6584/\lambda 6548$  derivado a partir de nossas medidas. O que podemos ver é que o pico da distribuição coincide com o valor teórico de 2.88 (linha vertical) dado por Mendoza (1983). O segundo pico, à esquerda da linha vertical,

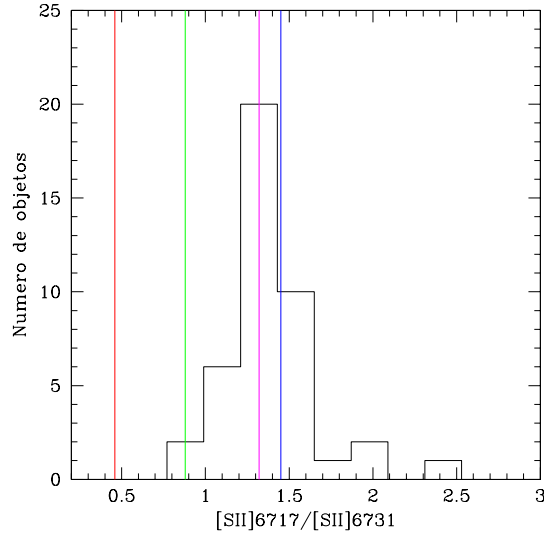


Figura 2.8: Distribuição do quociente  $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$ ; as linhas verde e rosa correspondem a  $n_e=1000\text{ cm}^{-3}$  e  $100\text{ cm}^{-3}$ , respectivamente; as linhas azul e vermelha representam os limites de saturação para baixa e alta densidade.

provavelmente é devido ao fato de que  $[NII]\lambda 6548$  e  $H\alpha$  estão *blended*, o que faz com que o fluxo de  $[NII]\lambda 6548$  possa estar contaminado.

Como vimos na seção 1.1 a razão  $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$  é um indicador da densidade eletrônica do gás, e regiões HII normalmente apresentam baixa densidade eletrônica. Na figura 2.8 mostramos a distribuição do quociente  $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$  obtido a partir de nossas medidas. As linhas azul e vermelha representam os limites de saturação para baixa e alta densidade, respectivamente; as linhas verde e rosa mostram valores para  $[SII]\lambda 6717/\lambda 6731$  que correspondem a  $n_e=1000\text{ cm}^{-3}$  e  $100\text{ cm}^{-3}$ , respectivamente, assumindo  $T_e=10000\text{ K}$ . Olhando a figura 2.8 vemos que a maioria das galáxias de nossa amostra se encontra entre as linhas verde e azul, com o pico da distribuição coincidindo com a linha rosa, confirmando assim que a maioria dos nossos objetos se encontra no regime de baixa densidade.



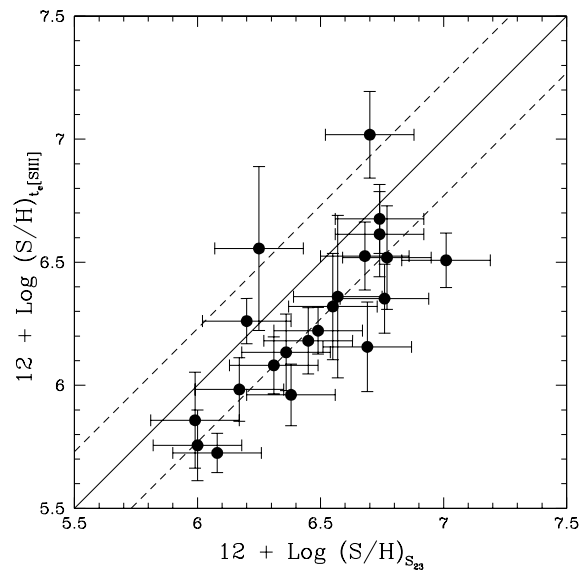


Figura 2.9: Comparação entre a abundância de S/H derivada a partir da  $T_e[SIII]$  e abundância de S/H derivada a partir de  $S_{23}$ . Se os valores de  $(S/H)_{T_e[SIII]}$  fossem iguais aos valores de  $(S/H)_{S_{23}}$  os pontos deveriam cair sobre a linha contínua; as linhas tracejadas correspondem a  $\pm 1\sigma$  da calibração empírica derivada em Pérez-Montero et al. 2006 (ver próximo capítulo).

## 2.4 $S_{23}$ como um indicador de metalicidade para nossa amostra de galáxias HII

Para 22 galáxias da nossa amostra fomos capazes de derivar  $T_e$ [SIII] e determinar S/H de maneira direta. Para os demais objetos tivemos que recorrer à calibração empírica, S/H *versus*  $S_{23}$  (ver próximo capítulo para maiores detalhes) para derivar a abundância total do enxofre. Para verificar a confiabilidade de tal método empírico, na figura 2.9 apresentamos a comparação entre os valores de S/H derivados diretamente a partir da  $T_e$ [SIII] e empíricamente a partir do  $S_{23}$ . De maneira geral, apesar de haver claramente um efeito sistemático entre as abundâncias de S/H obtidas através de ambos os métodos (com  $(S/H)_{S_{23}}$  tendendo a ser maior que  $(S/H)_{T_e}$ ), a correlação é razoável dentro dos erros.

Indicadores de abundância e de estrutura de ionização para as galáxias da nossa amostra são apresentados na tabela 2.4. Coluna (1) mostra o nome dos objetos; coluna (2) lista o  $\log R_{23}$  derivado a partir de Kehrig et al. (2004); coluna (3) apresenta [NII]/H $\alpha$  observado; colunas (4) e (5) listam  $\log S_{23}$  e [SIII]/[SII], respectivamente.

Tabela 2.4: Indicadores de abundância e de estrutura de ionização.

Galaxy	$\log R_{23}$	$([NII]/H\alpha)^3 \times 10^3$	$\log S_{23}$	[SIII]/[SII]
UM238	0.95	50.3 $\pm$ 8.3	-0.36 $\pm$ 0.14	0.42 $\pm$ 0.05
UM69(E)	1.15	134.2 $\pm$ 10.1	0.11 $\pm$ 0.06	0.82 $\pm$ 0.04
UM69(W)	1.15	190.7 $\pm$ 9.1	0.17 $\pm$ 0.06	0.53 $\pm$ 0.03
Tol0104-388	0.87	106.3 $\pm$ 2.4	0.04 $\pm$ 0.09	1.63 $\pm$ 0.06
UM306	0.95	78.5 $\pm$ 5.3	0.08 $\pm$ 0.20	1.93 $\pm$ 0.16
UM307	0.71	216.7 $\pm$ 4.2	0.06 $\pm$ 0.07	1.26 $\pm$ 0.04
Tol0117-414NS(S)	0.95	199.1 $\pm$ 12.4	0.27 $\pm$ 0.25	1.58 $\pm$ 0.12
Tol0117-414NS(N)	0.95	199.4 $\pm$ 12.9	0.27 $\pm$ 0.27	1.48 $\pm$ 0.10
Tol0117-414NS	0.95	203.0 $\pm$ 13.1	0.24 $\pm$ 0.21	1.30 $\pm$ 0.06
Tol0117-414EW(EW)	0.89	237.5 $\pm$ 7.7	0.30 $\pm$ 0.21	0.96 $\pm$ 0.07
Tol0117-414EW	0.89	164.3 $\pm$ 4.7	0.29 $\pm$ 0.20	0.87 $\pm$ 0.05

Tabela 2.4: (continuação.)

Galaxy	$\log R_{23}$	$([\text{NII}]/\text{H}\alpha)^4 \times 10^3$	$\log S_{23}$	$[\text{SIII}]/[\text{SII}]$
UM323	1.03	$95.3 \pm 34.1$	$-0.10 \pm 0.23$	$0.71 \pm 0.19$
Tol0140-420	0.92	$43.5 \pm 3.4$	$0.03 \pm 0.24$	$1.14 \pm 0.14$
UM137	0.96	$63.3 \pm 6.2$	$-0.10 \pm 0.14$	$0.31 \pm 0.04$
UM151	$0.68^5$	$178.1 \pm 15.3$	$0.26 \pm 0.17$	$1.22 \pm 0.11$
UM391	0.71	$370.0 \pm 7.5$	$0.20 \pm 0.08$	$0.75 \pm 0.02$
UM396	1.02	$57.1 \pm 9.5$	$0.06 \pm 0.17$	$4.58 \pm 0.31$
UM408	0.95	$23.9 \pm 4.6$	$-0.31 \pm 0.12$	$0.66 \pm 0.06$
UM417	0.80	$29.1 \pm 4.5$	$-0.60 \pm 0.10$	$0.33 \pm 0.03$
Tol0226-390	0.92	$164.1 \pm 6.6$	$0.08 \pm 0.12$	$1.49 \pm 0.07$
Tol0306-405	0.96	$49.3 \pm 3.3$	$-0.15 \pm 0.20$	$0.58 \pm 0.04$
Tol0341-407(W)	0.93	$26.2 \pm 0.9$	$-0.03 \pm 0.08$	$2.54 \pm 0.04$
Tol0341-407(E)	0.93	$57.9 \pm 11.4$	$0.09 \pm 0.12$	$0.96 \pm 0.09$
Cam0357-3915	0.95	$31.0 \pm 2.2$	$-0.25 \pm 0.16$	$2.57 \pm 0.16$
CTS1006	0.91	$64.9 \pm 2.4$	$-0.07 \pm 0.07$	$1.64 \pm 0.07$
CTS1008	0.98	$64.8 \pm 2.2$	$-0.04 \pm 0.14$	$1.99 \pm 0.09$
Tol0528-383(E)	0.96	$98.8 \pm 20.3$	$0.12 \pm 0.13$	$0.89 \pm 0.07$
Tol0528-383(W)	0.96	$92.9 \pm 12.9$	$0.03 \pm 0.10$	$1.01 \pm 0.07$
Tol0538-416	0.87	$69.9 \pm 4.4$	$0.03 \pm 0.15$	$1.66 \pm 0.09$
II Zw40	0.99	$22.4 \pm 0.7$	$-0.21 \pm 0.10$	$3.87 \pm 0.24$
Cam0840+1201	0.89	$61.9 \pm 1.3$	$-0.03 \pm 0.20$	$1.49 \pm 0.06$
Tol1924-416	0.95	$43.4 \pm 1.5$	$-0.17 \pm 0.08$	$1.56 \pm 0.03$
Tol2019-405(NE)	1.03	$78.0 \pm 9.7$	$0.20 \pm 0.15$	$1.88 \pm 0.22$
Tol2019-405	1.03	$87.5 \pm 12.2$	$0.23 \pm 0.17$	$1.60 \pm 0.15$
Tol2138-397	0.84	$0.0 \pm 0.0$	$-0.13 \pm 0.18$	$2.28 \pm 0.16$
Tol2146-391	0.89	$31.0 \pm 1.6$	$-0.24 \pm 0.75$	$2.13 \pm 0.19$
MCG-05-52-065(E)	0.87	$296.0 \pm 19.7$	$0.35 \pm 0.09$	$0.96 \pm 0.05$

<sup>5</sup>Usando as linhas fortes do oxigênio a partir de Terlevich et al. (1991)

Tabela 2.4: (continuação.)

Galaxy	$\log R_{23}$	$([\text{NII}]/\text{H}\alpha)^4 \times 10^3$	$\log S_{23}$	$[\text{SIII}]/[\text{SII}]$
MCG-05-52-065(W)	0.87	$397.1 \pm 39.1$	$0.42 \pm 0.15$	$0.65 \pm 0.07$
Tol2240-384	0.93	$13.3 \pm 0.2$	$-0.37 \pm 0.28$	$2.40 \pm 0.21$
UM160(E)	0.95	$46.1 \pm 3.7$	$-0.04 \pm 0.15$	$1.18 \pm 0.11$
UM160(W)	0.95	$47.0 \pm 5.5$	$0.12 \pm 0.11$	$1.03 \pm 0.05$
UM166	0.73	$265.0 \pm 11.6$	$0.15 \pm 0.10$	$1.15 \pm 0.10$
UM167	$0.55^e$	$497.1 \pm 6.0$	$0.16 \pm 0.08$	$1.40 \pm 0.04$

A seguir apresentamos o artigo, aceito para publicação em junho de 2006, com os principais resultados obtidos a partir do estudo mostrado neste capítulo.

## Artigo

A S S N -IR [SIII] L S HII G :

*C. Kehrig, J.M.Vílchez, E. Telles, F. Cuisinier & E. Pérez-Montero*

**Astronomy & Astrophysics 457, 457-469 (2006)**

# A spectroscopic study of the near-IR [SIII] lines in a sample of HII galaxies: chemical abundances<sup>★</sup>

C. Kehrig<sup>1,2</sup>, J. M. Vílchez<sup>1</sup>, E. Telles<sup>2</sup>, F. Cuisinier<sup>3</sup>, and E. Pérez-Montero<sup>4</sup>

<sup>1</sup> Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), Apartado 3004, 18080 Granada, Spain  
e-mail: kehrig@iaa.es, jvm@iaa.es

<sup>2</sup> Observatório Nacional, Rua José Cristino 77, 20.921-400 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
e-mail: kehrig@on.br, etelles@on.br

<sup>3</sup> GEMAC, Observatório do Valongo/UFRJ, Ladeira do Pedro Antônio 43, 20.080-090 Rio de Janeiro – RJ, Brazil  
e-mail: francois@ov.ufrj.br

<sup>4</sup> Departamento de Física Teórica, C-XI, Universidad Autónoma de Madrid, 28049 Madrid, Spain  
e-mail: enrique.perez@uam.es

Received 7 November 2005 / Accepted 6 June 2006

## ABSTRACT

**Aims.** A detailed spectroscopic study covering the blue to near-infrared wavelength range ( $\lambda 3700 \text{ \AA} - 1 \mu\text{m}$ ) was performed for a sample of 34 HII galaxies in order to derive fundamental parameters for their HII regions and ionizing sources, as well as gaseous metal abundances. All the spectra included the nebular [SIII] $\lambda\lambda 9069, 9532 \text{ \AA}$  lines, given their importance in the derivation of the S/H abundance and relevant ionization diagnostics.

**Methods.** A systematic method was followed to correct the near-IR [SIII] line fluxes for the effects of the atmospheric transmission. A comparative analysis of the predictions of the empirical abundance indicators  $R_{23}$  and  $S_{23}$  was performed for our sample galaxies. The relative hardness of their ionizing sources was studied using the  $\eta'$  parameter and exploring the role played by metallicity.

**Results.** For 22 galaxies of the sample, a value of the electron temperature  $T_e[\text{SIII}]$  was derived, along with their ionic and total S/H abundances. Their ionic and total O/H abundances were derived using direct determinations of  $T_e[\text{OIII}]$ . For the rest of the objects, the total S/H abundance was derived using the  $S_{23}$  calibration. The abundance range covered by our sample goes from 1/20 solar up to solar metallicity. Six galaxies present  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) < 7.8$  dex. The mean S/O ratio derived in this work is  $\log(\text{S}/\text{O}) = -1.68 \pm 0.20$  dex,  $1\sigma$  below the solar  $(\text{S}/\text{O})_{\odot}$  value. The S/O abundance ratio shows no significant trend with O/H over the range of abundance covered in this work, in agreement with previous findings. There is a trend for HII galaxies with lower gaseous metallicity to present harder ionizing spectra. We compared the distribution of the ionic ratios  $\text{O}^+/\text{O}^{++}$  vs.  $\text{S}^+/\text{S}^{++}$  derived for our sample with the predictions of a grid of photoionization models performed for three different stellar effective temperatures. This analysis indicates that a large fraction of galaxies in our sample seem to be ionized by extremely hard spectra, in line with recent suggestions for extra ionizing sources in HII galaxies.

**Key words.** ISM: abundances – HII regions – galaxies: abundances – galaxies: dwarf – galaxies: evolution

## 1. Introduction

HII galaxies are galaxies undergoing violent star formation (Searle & Sargent 1972; Terlevich et al. 1991; Cairós et al. 2000). Their optical spectra show strong emission lines (recombination lines of hydrogen and helium, as well as forbidden lines of elements like oxygen, neon, nitrogen, sulfur, among others) that are very similar to the spectra of extragalactic HII regions. Analysis of their spectra shows that they are low-metallicity objects with the metallicity varying from  $1/40 Z_{\odot}$  to  $1/2 Z_{\odot}$  (e.g. Terlevich et al. 1991; Telles 1995 and references therein; Vílchez & Iglesias-Páramo 1998, 2003; Thuan & Izotov 2005). Among them we can find the least chemically-evolved galaxies in the local Universe.

The study of elemental abundances in emission-line galaxies gives information about their chemical evolution and star formation history. Outside the Local Group, emission lines from

ionized gas represent the principal means of deriving abundances, as energy is concentrated in a few conspicuous emission lines. Abundances for the stellar population are derived from absorption features, which are more numerous and require much higher signal-to-noise spectra to be derived meaningfully.

In HII galaxies the metal enrichment of the interstellar medium by supernovae has been operating typically in low-metallicity environments. Oxygen is the most frequently used element in deriving abundances from emission lines: abundances are easily derived, as the main ionization stages are observable in the optical range. Furthermore, oxygen is particularly suitable for chemical evolution studies, as it traces the overall metallicity very well. It originates quasi exclusively from the nucleosynthesis in type II supernovae progenitors (Meynet & Maeder 2002; Pagel 1997; Woosley & Weaver 1995). While the sources of oxygen are well-determined and the most important ionization stages can be observed in the optical range, some uncertainties still remain about the sulfur yields and its sources. In addition, not all the ionization stages can be observed in the optical range

<sup>★</sup> Table 1 is only available in electronic form at <http://www.edpsciences.org>

and important ionization correction factors (ICFs) must be applied to derive the total sulfur abundance. Hence comparing S and O abundances can give us some clues to sulfur nucleosynthesis and the masses of the stars where the sulfur tends to be formed.

To derive oxygen abundances, one should first derive the electron temperature, which requires the measurement of faint auroral lines, like [OIII] $\lambda$ 4363 Å, which are often not detected. The alternative is to use strong line-abundance indicators, like  $R_{23}$ <sup>1</sup>, which calibrated empirically (Pagel et al. 1979; Pilyugin 2001) or through photoionization models (e.g. McGaugh 1991). However, the relation between  $R_{23}$  and oxygen abundance presents the noticeable drawback of being double-valued.

Vílchez & Esteban (1996) proposed  $S_{23}$ <sup>2</sup> as an alternative abundance indicator. In contrast to oxygen,  $S_{23}$  remains single-valued up to abundances above solar value. Furthermore, sulfur should be as useful as oxygen for tracing metallicity. From an observational point of view,  $S_{23}$  has the advantage over  $R_{23}$  that the [SII] and [SIII] lines are less affected by reddening (Pérez-Montero et al. 2006; hereinafter PM06).

To produce an accurate derivation of S/H abundance, the importance of using the nebular [SIII] lines can not be overlooked (e.g. Dennefeld & Stasińska 1983; Vílchez et al. 1988; Garnett 1989; Bresolin et al. 2004). Photoionization models indicate that  $S^{++}$  is the dominant sulfur ion (Garnett 1989; hereinafter G89), which presents three forbidden transitions at [SIII] $\lambda$ 9069,9532 Å and  $\lambda$ 6312 Å in the optical to near-IR (NIR) range (analogs to [OIII] $\lambda$ 4959,5007 Å and  $\lambda$ 4363 Å). The [SIII] $\lambda$ 6312 Å line is faint, highly temperature-sensitive, and it can induce several biases in the derived S/H abundance. The NIR [SIII] lines can be quite strong, and a detailed telluric atmosphere correction has to be applied to them. Pérez-Montero & Díaz (2003) (hereinafter PMD03) and G89 derive the  $S^{++}$  ionic abundance for samples of about one dozen emission-line galaxies, both using the nebular [SIII] $\lambda$ 9069 Å line. Recent work by Izotov et al. (2006) (hereinafter I05) presents S/H abundances for a large number of metal-poor emission-line galaxies from the SDSS-DR3<sup>3</sup>; however, the auroral line [SIII] $\lambda$ 6312 Å was used in this work to calculate the  $S^{++}$  ionic abundance.

Here we present long-slit spectrophotometric observations of a sample of 34 HII galaxies to make a detailed analysis of their chemical abundances. The wide coverage of our spectra ( $\lambda$ 3700 Å–1  $\mu$ m) for all the galaxies in the sample provides us all the emission lines needed to estimate the oxygen and sulfur abundances directly. All the S/H abundances were estimated using a nebular [SIII] line, so that uncertainties related to the use of the auroral line [SIII] $\lambda$ 6312 Å are avoided. In addition, this wavelength coverage allowed us to study the properties of the ionizing clusters of HII galaxies making use of the  $\eta'$  parameter and sequences of photoionization models.

In the next section we describe our sample of galaxies, the observations, and data reduction and present the line intensities. In Sect. 3 we perform a comparative study between  $R_{23}$  and  $S_{23}$  abundance indicators, present an analysis about ionization structure and ionizing sources, and discuss the abundance results for the sample. Finally in Sect. 4 we summarize our conclusions.

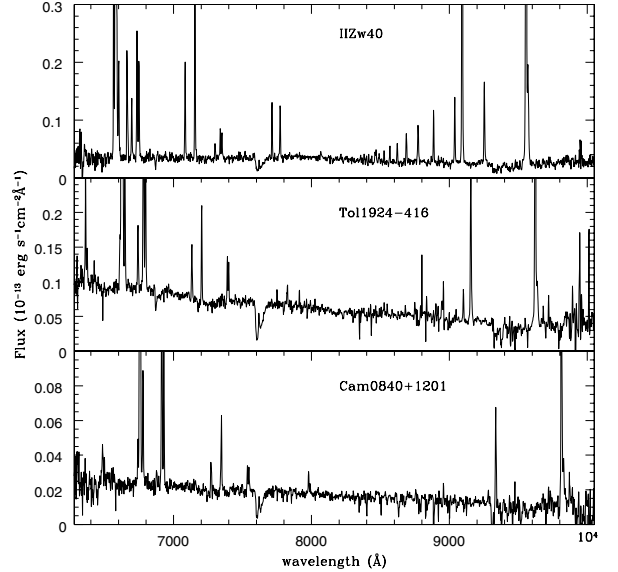


Fig. 1. Representative red spectra of galaxies of the sample.

## 2. Data analysis

### 2.1. Sample and observations

The data base of this work consists of 34 intermediate-resolution spectra of HII galaxies covering a wavelength range from 3700 Å to 7000 Å (blue spectra; Kehrig et al. 2004), and from 6500 Å to 1  $\mu$ m (red spectra). For all the objects, measurements of the emission lines of [OII] $\lambda$ 3727 Å and [SIII]  $\lambda$ 9069,9532 Å exist, except for the galaxy UM151, for which we do not have a measurement of the [OII] $\lambda$ 3727 Å line.

The complete log and the characteristics of the sample objects are given in Kehrig et al. (2004). The mean value for the distribution of redshifts of the sample is 0.02. Depending on the redshift of each galaxy, one of the two [SIII] lines ( $\lambda$ 9069 Å or  $\lambda$ 9532 Å) may fall in the range of telluric absorption in which atmospheric correction is critical. For this reason, this correction must be performed on a case by case basis.

Regarding the red spectra, the observations were conducted in October and December 2002 (9 nights of observations in total) with the Boller & Chivens spectrograph of the 1.52 m telescope<sup>4</sup> at the European Southern Observatory (ESO), La Silla, Chile. The CCD used has a pixel size of 0.82 arcsec in spatial direction. Typical seeing of the observations was 1–1.2". All observations were performed using grating #10 with an inverse dispersion of 1.9 Å/pix, a slit width of 2.5", and a spectral range of 6000 Å–1  $\mu$ m. This configuration yielded an effective instrumental resolution of  $\sim$ 6 Å (*FWHM*) at 6000 Å. Total exposure times were typically 7200 s split into two exposures in order to eliminate cosmic rays during the reduction procedure.

Representative red spectra of three of the observed galaxies are shown in Fig. 1.

### 2.2. Data reduction and telluric absorption correction

The CCD frames were reduced by employing standard IRAF<sup>5</sup> packages. The spectrophotometric standard stars ( $\sim$ 7 observed

<sup>1</sup>  $R_{23} = ([\text{OII}]\lambda 3727 + [\text{OIII}]\lambda 4959,5007)/\text{H}\beta$ .

<sup>2</sup>  $S_{23} = ([\text{SII}]\lambda 6717,31 + [\text{SIII}]\lambda 9069,9532)/\text{H}\beta$ .

<sup>3</sup> Data Release 3 of Sloan Digital Sky Survey.

<sup>4</sup> Operated within the agreement between Brazil and ESO.

<sup>5</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories.

each night) used for flux calibration were chosen in order to have an appropriate flux-point coverage in the NIR.

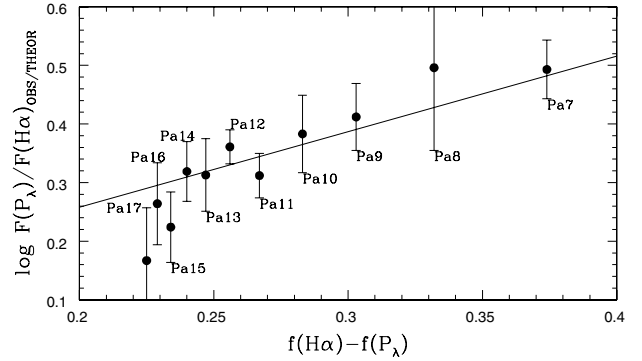
Ground-based NIR spectroscopy has always been hampered by strong and variable absorption features due to the Earth's atmosphere. Even within the well-established photometric bands such as *J*, *H*, and *K*, telluric absorption bands are present. In analysis of the NIR sulfur emission lines, a crucial step is the correction for the effects produced by the earth's atmosphere on the spectra, especially between 8500 Å and 1 μm (Vacca et al. 2003; Díaz et al. 1987). Exhaustive work was done to correct the whole sample for these effects. We derived, for each night, the telluric correction as a function of wavelength,  $\langle f(\lambda) \rangle$ , and its corresponding standard deviation,  $\langle \sigma(f(\lambda)) \rangle$ . A minimum of five standard stars per night was used to obtain this correction. The mean values for  $\langle f(\lambda) \rangle$  and  $\langle \sigma(f(\lambda)) \rangle$  are 80% and 4%, respectively. We applied the telluric correction by dividing each galaxy spectrum by its corresponding  $\langle f(\lambda) \rangle$ . The  $\langle \sigma(f(\lambda)) \rangle$  of the correction was taken into account when calculating the overall error budget of the line fluxes.

### 2.3. Line intensities

The emission lines corresponding to the red spectra were measured following the same procedure as in Kehrig et al. (2004). Once the atmospheric correction was performed for each spectrum, we estimated the final error for each line flux by means of independent, repeated measurements.

We measured, for each galaxy, the main emission lines from the blue to the near-IR: [OII]λ3727; [OIII]λ4363; Hβ; [OIII]λλ4959,5007; Hα; [NII]λλ6548,84; [SII]λλ6717,31; [SIII]λλλ6312,9069,9532; [ArIII]λ7136; [OII]λλ7320,30; Pa9 and Pa8, among others. The other Hydrogen Paschen lines series, from Pa13 to Pa8, were detected in some galaxies of our sample. Reddening-corrected line intensity ratios (applying Whitford's 1958 extinction law) normalized to Hβ = 100 are presented in Table 1, together with the values of the reddening coefficient,  $C(H\beta)$ , estimated using the Hα/Hβ ratio from our blue spectra (Osterbrock 1989). Column (1) lists the common names of the galaxies and, in those cases where the apertures were centered on a secondary knot, there is an indication between brackets for the position of the aperture (see Kehrig et al. 2004 for details). As is well known, IIZw40 presents high extinction (Baldwin et al. 1982). For this galaxy we measured the Paschen series from Pa17 to Pa8, thereby allowing a direct derivation of the reddening coefficient from its red spectrum. In Fig. 2, we illustrate for this galaxy the observed ratio of the fluxes of each Paschen line to Hα, relative to its theoretical ratio for case B recombination (Storey & Hummer 1995),  $[F(P\lambda)/F(H\alpha)]_{\text{obs}}/[F(P\lambda)/F(H\alpha)]_{\text{theo}}$ , vs. the reddening function relative to Hα,  $f(H\alpha) - f(P\lambda)$ .

In order to check the reliability of the reduction process, we carried out two tests. Firstly, when the quality of the measurements allowed, we compared the four brightest Paschen lines, normalized to Hα, with the corresponding predictions for case B recombination (Storey & Hummer 1995). The corrected  $P_\lambda/H\alpha$  values are found to be consistent with the theoretical values, within the errors. In the case of Pa8, we notice that the ratios are slightly above the theoretical value. This is mainly due to the fact that the Pa8 and [SIII]λ9532 Å lines are blended, making the Pa8 flux suffer from some contamination by the [SIII] line. In the second test we compared the ratio of the two near-IR [SIII] lines,  $Q[\text{SIII}] = [\text{SIII}]\lambda 9532/\lambda 9069$  Å, with the theoretical ratio of 2.44 (Mendoza & Zeppen 1982). The values of  $Q[\text{SIII}]$  are



**Fig. 2.** The ratio between observed and theoretical Paschen to Hα flux,  $P_\lambda/H\alpha$ , versus the reddening function,  $f(H\alpha) - f(P_\lambda)$ , for IIZw40. The line shows the least-square fit to the data.

consistent with the theoretical ratio to within the errors, although many galaxies show  $Q[\text{SIII}]$  values slightly below the theoretical ratio. This effect could be due to two factors: (a) the telluric absorption features were not totally removed and/or (b) the [SIII]λ9532 Å line flux could be blended with the Pa8 line.

These two tests lead us to conclude that the correction for atmospheric absorption, though not perfect, has provided generally satisfactory results for the purposes of this study.

## 3. Results and discussion

### 3.1. Empirical abundance indicators for our sample

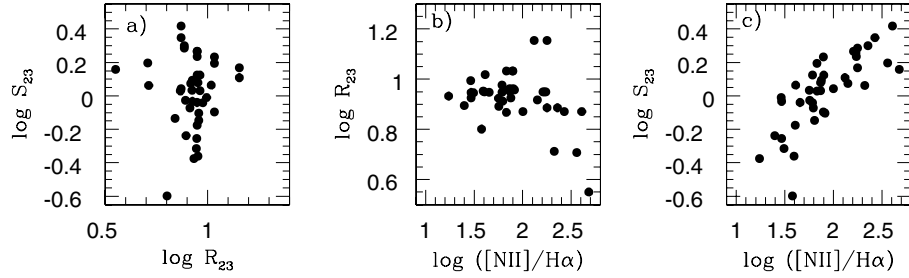
Commonly used strong line empirical abundance indicators are  $R_{23}$  (Pagel et al. 1979; Edmunds & Pagel 1984; McCall et al. 1985; McGaugh 1991) and  $S_{23(4)}$  (Vílchez & Esteban 1996; Díaz & Pérez-Montero 2000; Oey & Shields 2000; PM06). Though widely used,  $R_{23}$  presents the drawback of having a double-valued relation with oxygen abundance, creating an intrinsic uncertainty on the derived O/H abundances. The turnover region of the relation  $R_{23}$  vs. O/H takes place for  $\log R_{23} \geq 0.9$ , corresponding to  $8.0 \lesssim 12 + \log(O/H) \lesssim 8.4$ . In this region,  $R_{23}$  is sensitive to ionization conditions but almost insensitive to O/H. Most of the HII galaxies from our sample show  $R_{23}$  values within this ill-defined region, which is what we want to explore.

The  $S_{23}$  parameter introduced by Vílchez & Esteban (1996) has been used as an O/H abundance calibrator in Díaz & Pérez-Montero (2000) and Pérez-Montero & Díaz 2005 (hereinafter PMD05). It has also been demonstrated that  $S_{23}$  is an efficient S/H abundance calibrator in PM06. It presents several advantages over  $R_{23}$ . First, it has a lower dependence on the ionization parameter and remains single-valued up to metallicities higher than solar,  $12 + \log(O/H)_\odot = 8.69$  and  $12 + \log(S/H)_\odot = 7.19$  (Lodders 2003). Secondly, the sulfur emission lines are less affected by reddening. However, the spectral regions around the red [SIII] lines are affected by atmospheric absorption.

The  $N2^6$  parameter has also been proposed as an abundance indicator (Denicoló et al. 2002; Van Zee et al. 1998). This parameter offers several advantages, because it involves easily measurable lines that are available for a wide redshift range (up to  $z \sim 2.5$ ). The  $N2$  vs. O/H relation seems monotonic and the [NII]/Hα ratio does not depend on reddening correction or flux calibration. The drawbacks are that the [NII] lines can be affected by other excitation sources (see Van Zee et al. 1998).

<sup>6</sup>  $N2 = \log([NII]\lambda 6584/H\alpha)$ .





**Fig. 3.** The left panel presents the relation between  $S_{23}$  and  $R_{23}$ ; the middle and right panels show the relations between  $\log (1.3x[\text{NII}]6584/\text{H}\alpha)$  and the empirical indicators of abundances,  $R_{23}$  and  $S_{23}$  respectively, for all galaxies of our sample.

In addition, N2 is sensitive to ionization conditions and relative N/O abundance variations.

Figure 3a shows the relation between  $S_{23}$ <sup>7</sup> and  $R_{23}$ <sup>8</sup> for the galaxies of our sample. Although  $\log R_{23}$  values remain approximately constant for most galaxies,  $\log S_{23}$  values present a variation of approximately 0.8 dex. We can see that for galaxies in the turn-over region of the relation between  $R_{23}$  and O/H,  $R_{23}$  does not correlate with  $S_{23}$ . This fact is easily understood since the relationship between  $S_{23}$  and O/H is not bivariate in the metallicity range that we are interested in. Besides, Figs. 3b and c show that  $R_{23}$  does not correlate with  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ , contrary to the behavior of  $S_{23}$ . Therefore, for objects located in the ill-defined region of  $R_{23}$  vs. O/H,  $S_{23}$  can be used to derive chemical abundances, especially the S/H abundance.

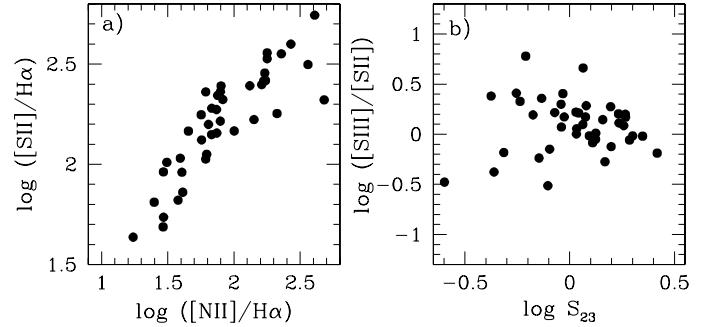
### 3.2. Ionization structure and the ionizing sources

In photoionized regions like the ones we consider here, the physical properties that determine line intensities are the luminosities and temperatures of the ionizing stars, the gas density, the optical thickness to the ionizing photons, and the chemical abundances. Because  $S_{23}$  is a combination of strong line intensities, it can be affected by several effects. Taking  $S_{23}$  as an abundance indicator, we are not considering, to first order, the detailed effects produced by changes in the physical properties mentioned above. For this reason, it is important to check the sensitivity of  $S_{23}$  to some of these properties.

The optical thickness to ionizing photons is the first to assess. As can be seen in Fig. 4a,  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  and  $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$  present a strong correlation, discarding density boundary effects for the sample galaxies (see e.g. McCall et al. 1985); this correlation implies a statistically significant relation between  $\text{N}^+/\text{N}$  and  $\text{S}^+/\text{S}$ , as expected from standard HII region models.

Ratios of line intensities of elements in different ionization stages, such as  $[\text{OIII}]/[\text{OII}]$  or  $[\text{SIII}]/[\text{SII}]$ , are sensitive to combinations of the luminosity, the gas density and geometry, and the radiation hardness; but they are insensitive to abundances at first order, as they originate in the same element. Any variation with respect to such line ratios indicates a sensitivity to these physical parameters, though in a combination that might not be straightforward to derive.

Figure 4b shows the dependence of  $S_{23}$  on  $[\text{SIII}]/[\text{SII}]$ <sup>9</sup>. While  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$  shows a well-known dependence on the excitation degree (e.g. McCall et al. 1985), the dependence is much weaker for  $S_{23}$ , being mostly marginal. Despite the fact



**Fig. 4.** The left panel shows the relation of  $\log ([\text{SII}]6717,31/\text{H}\alpha)$  vs.  $\log (1.3x[\text{NII}]6584/\text{H}\alpha)$ ; the right panel presents the relation between  $\log ([\text{SIII}]/[\text{SII}])$  and  $\log S_{23}$  for all galaxies of our sample.

that  $S_{23}$  possesses a narrower dynamical range than  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ , we consider it a better abundance indicator for our sample than  $[\text{NII}]/\text{H}\alpha$ , since  $S_{23}$  does not show any strong dependence on the ionization conditions.

Having a wide wavelength coverage has allowed us to study the properties of the ionizing sources in our sample of HII galaxies. This study could help to constrain the range of applicability of photoionization models and stellar atmospheres in order to fit the observations, thus improving our understanding of the mechanisms that heat the HII regions in HII galaxies (Stasińska & Schaerer 1999; Thuan & Izotov 2005). A convenient hardness index is the parameter  $\eta'$  introduced by Vílchez & Pagel (1988):

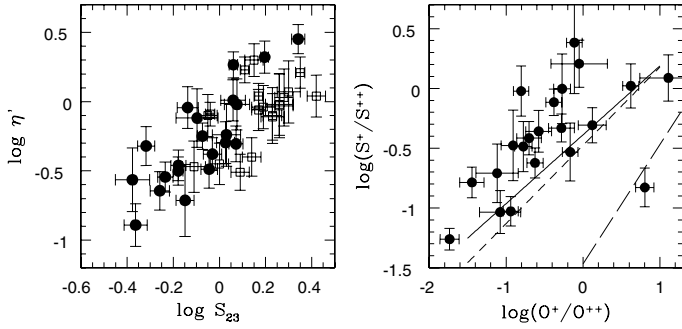
$$\eta' = \frac{[\text{OII}]\lambda\lambda 3727, 29/[\text{OIII}]\lambda\lambda 4959, 5007}{[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 31/[\text{SIII}]\lambda\lambda 9069, 9532}$$

This parameter has been recommended as a criterion for effective temperature of the ionizing star(s),  $T_{\text{eff}}$ , of HII regions, in the sense that softer ionizing spectra have higher values of  $\eta'$  (e.g. Vílchez & Pagel 1988; Kennicutt et al. 2000). In Fig. 5a we present the behavior of the parameter  $\eta'$  with respect to  $S_{23}$  for our sample. Overall, we can see that  $\eta'$  goes up with  $S_{23}$ , implying that the hardness of the ionizing spectra increases with lower gaseous metallicity for our sample of HII galaxies (e.g. Bresolin & Kennicutt 1999; Oey et al. 2000 and references therein; see also Martín-Hernández et al. 2002). A possible explanation for higher temperatures at lower metallicities has been suggested by Massey et al. (2004). They find that, for a range of stellar atmosphere models, stars of early through mid-O types in a Magellanic Cloud sample are 3000 K–4000 K hotter than their Galactic (metal-richer) counterparts; and they attribute their higher temperatures to the minor importance of wind emission, wind blanketing, and metal-line blanketing at lower metallicities.

<sup>7</sup> The  $S_{23}$  values were derived using the sulfur emission lines quoted in Table 1.

<sup>8</sup> The  $R_{23}$  values were calculated using the oxygen emission lines from our blue spectra (Kehrig et al. 2004).

<sup>9</sup>  $[\text{SIII}]/[\text{SII}] = [\text{SIII}]\lambda\lambda 9069, 9532/[\text{SII}]\lambda\lambda 6717, 6731$ .



**Fig. 5.** The left panel shows the relation  $\log \eta'$  vs.  $\log S_{23}$  for all galaxies in our sample. Full and empty symbols represent the objects with and without  $T_e[\text{OIII}]$ , respectively. The right panel presents the relation between  $\log(S^+/S^{++})$  and  $\log(O^+/O^{++})$  for the galaxies with electron temperature; solid, short-dashed, and long-dashed lines show the loci for three series of photoionization models for  $T_{\text{eff}} = 50$  kK, 40 kK, and 30 kK, respectively. See the text for details.

In Fig. 5b we present the relationship between the ionic ratios  $S^+/S^{++}$  and  $O^+/O^{++}$  for the subset of HII galaxies with electron temperature. In this figure we show the loci of the average predictions of three sequences of single-star photoionization models (computed with the photoionization code Cloudy 96; Ferland 2002), performed using CoStar model atmospheres (Schaerer & de Koter 1997)  $T_{\text{eff}} = 50$  kK, 40 kK and 30 kK. Along each line, the metallicities vary between  $Z_{\odot}/20$  and  $Z_{\odot}/2$ , and the ionization parameter changes from  $\log U = -2$  to  $\log U = -3$  (a detailed description of the grids of the photoionization models used in this work can be found in PMD05). According to these models, a large fraction of the galaxies appear to harbor ionizing sources with spectra harder than the spectrum produced by a 50 kK effective temperature CoStar atmosphere (Schaerer & de Koter 1997). Kennicutt et al. (2000) have found, for a sample of HII regions (in the Galaxy and Magellanic Cloud), that empirically-based stellar-temperature indices present a decrease in mean stellar temperature with increasing abundance. They show, however, that the typical  $T_{\text{eff}}$  for their HII regions are below  $\sim 55$  kK (at  $Z_{\odot}/5$ ), in agreement with the model-based results by Bresolin et al. (1999). Though any calibration of nebular empirical parameters in terms of  $T_{\text{eff}}$  should be a function of the atmosphere and photoionization models used, it seems that  $T_{\text{eff}} \sim 55$  kK represents a reasonable upper limit for the effective temperature in HII regions in contrast to HII galaxies. These findings suggest the existence of very hard spectral energy distributions as ionizing sources in some HII galaxies. Stasińska & Schaerer (1999), modelling the HII regions in IZw18, argue that extra heating sources might well exist, in addition to ionizing clusters, giving rise to large temperature variations and enhancing the  $[\text{OIII}]\lambda 4363$  emission. I05 have also invoked extra heating sources (i.e. X-ray ionizing sources) to explain the high-ionization emission lines observed in some metal-poor emission-line galaxies. More observations, covering a wide range in wavelength, as well as dedicated work using photoionization models for evolving starbursts with a library of different ionizing spectra, are needed to further investigate the above suggestions.

### 3.3. Physical properties and chemical abundances

The physical properties and chemical abundances of the ionized gas were calculated for these galaxies following the 5-level atom FIVEL program (Shaw & Dufour 1994) available in the

task IONIC of the STSDAS package. The final quoted errors in the derived quantities were calculated by error propagation including errors in flux measurements, atmospheric corrections, and temperatures. For the [SIII] lines we adopted the most recent atomic coefficients (Tayal & Gupta 1999).

Electron densities were obtained from the  $[\text{SII}]\lambda 6717/\lambda 6731$  Å line ratio. We could derive the electron temperature values of  $T_e[\text{SIII}]$ ,  $T_e[\text{OIII}]$ ,  $T_e[\text{OII}]$ , and  $T_e[\text{SII}]$  by combining the data from our blue (Kehrig et al. 2004) and red spectra. Using the  $[\text{OIII}]\lambda 4363/\lambda 4959, 5007$  Å line ratio, we derived the  $T_e[\text{OIII}]$  for 21 galaxies of the sample. The  $T_e[\text{SIII}]$  was calculated from the  $[\text{SIII}]\lambda 6312/\lambda 9069, 9532$  Å line ratio for 14 galaxies with a measurement of the  $[\text{SIII}]\lambda 6312$  Å line. For the 8 galaxies without any measurement of the  $[\text{SIII}]\lambda 6312$  Å line and with  $T_e[\text{OIII}]$ , a theoretical relation between  $[\text{OIII}]$  and  $[\text{SIII}]$  electron temperatures (PMD05) was used:

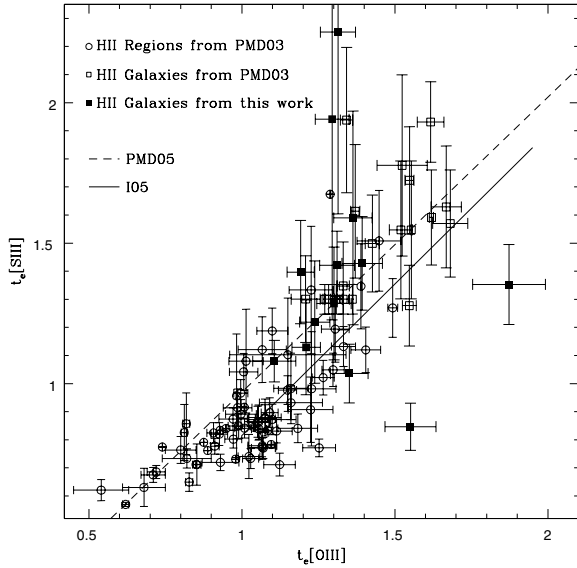
$$T_e[\text{SIII}] = 10.500T_e[\text{OIII}] - 800.$$

In total we have 22 galaxies with a measurement of  $T_e[\text{SIII}]$ . In order to derive  $T_e[\text{SIII}]$  temperature and  $S^{++}$  abundances, whenever possible we used the  $[\text{SIII}]\lambda 9069$  Å fluxes, given that the flux of  $[\text{SIII}]\lambda 9532$  Å seems to be affected by partial blending of the P8 line. However, when the  $[\text{SIII}]\lambda 9069$  Å line falls inside the absorption band head due to the redshift of the galaxy, the flux of the  $[\text{SIII}]\lambda 9532$  Å line was used if this line was not close to the  $1 \mu\text{m}$  limit, where the flux calibration becomes highly uncertain.

Regarding  $[\text{SII}]$  temperatures, for those objects without the  $[\text{SII}]$  auroral line at  $\lambda 4068$  Å we took the approximation  $T_e[\text{SII}] \approx T_e[\text{OII}]$  as valid. We could derive  $T_e[\text{OII}]$  using the  $[\text{OII}]\lambda 3727/7325$  Å line ratio for 16 objects of the sample. For the rest of the objects not presenting any auroral line in the low excitation zone, we used the model-predicted relations between  $T_e[\text{OII}]$  and  $T_e[\text{OIII}]$  found in PMD03, which explicitly take the dependence of  $T_e[\text{OII}]$  on electron density into account. In most cases the agreement between our line-intensity measurements in the blue and in the red spectra is good; we thus have adopted the values with the smaller observational errors to derive line temperatures. Otherwise, for  $T_e[\text{SIII}]$  and  $T_e[\text{SII}]$ , we used the line intensities corresponding to the red spectra.

The relationship between both temperatures,  $T_e[\text{OIII}]$  and  $T_e[\text{SIII}]$ , is shown in Fig. 6 for all our galaxies with electron temperature and the sample of HII galaxies and HII regions compiled in PMD03, together with photoionization model relations. We note that there are two behaviors. While most HII regions show lower  $T_e[\text{SIII}]$  values than the ones provided by the photoionization models relations, many HII galaxies present higher  $T_e[\text{SIII}]$  values than the ones predicted by the models. The same trend can be noticed for the sample of metal-poor emission-line galaxies in I05 (their Fig. 4), for a range of  $T_e[\text{OIII}]$  from  $1 \times 10^4$  K to  $2.0 \times 10^4$  K. This fact suggests that HII regions and HII galaxies probably present different spatial temperature structures.

In order to compute the total sulfur abundances, we need to evaluate the corresponding ICF. A detailed study of the ICF scheme for sulfur is described in PM06. According to this work, for the objects with  $\log([\text{SIII}]/[\text{SII}]) \geq 0.4$ , we made use of the formula of Barker with  $\alpha = 2.5$  (Barker 1980). For the rest of the objects in the sample, we used the predictions of photoionization models for CoStar atmospheres (see Fig. 3 in PM06). These predictions indicate rather low values of the ICF, independent of the ionizing effective temperature of the models.



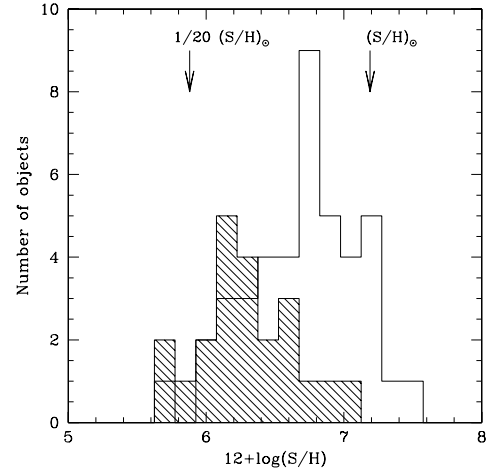
**Fig. 6.** A comparison between the measured line temperatures of [OIII] and [SIII]. The electron temperatures,  $t_e$ [OIII] and  $t_e$ [SIII], are shown in units of  $10^4$  K. The dashed and solid lines are the photoionization models' relation between these temperatures from PMD05 and I05, respectively.

With regard to the oxygen ICF, a small fraction of O/H is expected to be in the form of  $O^{3+}$  ion in the high-excitation HII regions when the  $HeII\lambda 4686$  emission line is detected. We have a measurement of the  $HeII\lambda 4686$  emission line in 6 galaxies of our sample. According to the photoionization models from Stasińska & Izotov (2003), the  $O^{3+}/O$  can be on the order of 1% only in the highest-excitation HII regions [ $O^+/(O^+ + O^{2+}) \leq 0.1$ ]; therefore, taking our abundance results into account, we assumed that this correction is negligible in our sample.

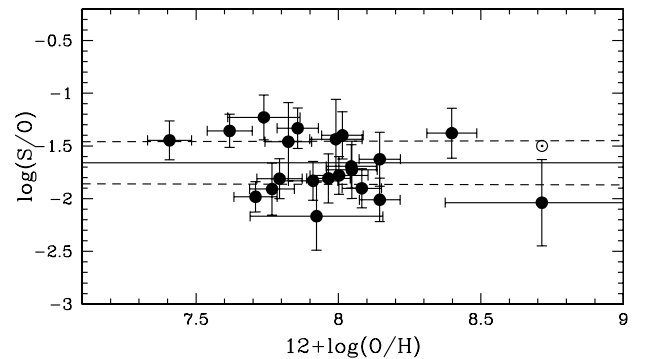
Physical conditions, chemical abundances, and ICFs of sulfur for the galaxies with a measurement of the  $T_e$ [SIII] are quoted in Table 2. From this table we can see that there are six galaxies with  $12 + \log(O/H)$  varying between 7.4 and 7.8. These objects are among the galaxies with very low metallicity. For the objects without  $T_e$ [SIII], we used the strong line calibration of the total S/H abundance as a function of  $S_{23}$ , presented by PM06, to derive the total S/H abundance.

The only galaxy of our sample for which we can compare the S/H abundance derived in this work with previous S/H abundance determinations in the literature is IIZw40. This galaxy has been observed by G89 and PMD03. In Table 2 we present the results for IIZw40 obtained by the three works. In order to minimize possible reddening corrections effects in the abundance calculation for this galaxy, we referred the flux of each sulfur line we measured to a nearby hydrogen line. In the case of  $12 + \log(S^+/H^+)$  ionic abundance the three values are close to each other; the value of the  $12 + \log(S^{++}/H^+)$  ionic abundance, derived in this work is higher than the previous ones by up to some 0.2 dex. We believe that this fact could be the result of our systematic absorption correction procedure.

Figure 7 shows the distribution of sulfur abundance derived for our sample of HII galaxies. The empty and dashed histograms represent the distribution of S/H derived with  $S_{23}$  for all the objects and obtained from  $T_e$ [SIII], respectively. Most of the galaxies present total S/H abundance values that are between  $1/20$  solar to solar<sup>10</sup>. This is an expected behavior since our



**Fig. 7.** The distribution of total sulfur abundance for our sample of galaxies. The dashed and empty histograms show the number of galaxies with S/H derived from  $T_e$ [SIII] (see Table 2) and obtained from the  $S_{23}$  calibration, respectively (see the text for details).



**Fig. 8.** The observed sulfur-to-oxygen abundance ratio for the subset of galaxies of the sample with  $T_e$ [OIII] plotted as a function of the oxygen abundance. The solar value is shown. The dashed lines are  $\pm 1\sigma$  of the mean as shown by the continuous line.

sample is composed mainly of low-luminosity galaxies. Besides, we note that the dashed histogram peak corresponds to total S/H abundance value lower than the S/H maximum of the empty histogram. It suggests that, in order to know the overall metallicity distribution of a sample of galaxies, it would be worth making use of an efficient empirical abundance indicator. Hoyos & Díaz (2006) found a similar result by studying the O/H abundance for a sample of HII galaxies.

The abundances obtained in this work allow us to study the dependence of S/H as a function of O/H in low metallicity environments. In Fig. 8 we show the relationship between the S/O abundance ratio and total O/H abundance for the subset of galaxies with  $T_e$ [OIII] and  $T_e$ [SIII]. The value of the sigma weighted mean for  $\log(S/O)$  is  $-1.68 \pm 0.20$  dex. The galaxy with nearly solar metallicity (UM307) is classified as an SABd from HYPERLEDA database<sup>11</sup>.

Evaluating the contribution of all observational errors to the derivation of these abundances, we can conclude at this level of uncertainty that there is no statistical evidence of any systematic variation of S/O with O/H for this range of abundances. Therefore, our results agree with a constant S/O ratio and lower ( $1\sigma$ ) than the solar ratio for this type of emission-line object. This result indicates that sulfur and oxygen appear to

<sup>10</sup>  $12 + \log(S/H)_\odot = 7.19 \pm 0.04$  (Lodders 2003).

<sup>11</sup> [leda.univ-lyon1.fr](http://leda.univ-lyon1.fr) (Paturel 2003).

**Table 2.** Physical properties and chemical abundances for the galaxies with S/H and O/H derived directly.

Object	G89 <sup>a</sup>	IIZW40 PMD03 <sup>a</sup>	This work	Tol0226-390	Tol1924-416	Tol0538-416
	$n_e$ ([SII])	100.	290 ± 60	197 ± 167	221 ± 64	78 ± 28
$T_e$ ([SIII])/10 <sup>4</sup> K	1.35 ± 0.12	1.30 ± 0.05	1.04 <sup>c</sup> ± 0.10	1.40 <sup>c</sup> ± 0.18	1.43 <sup>c</sup> ± 0.17	1.29 <sup>c</sup> ± 0.20
$T_e$ ([OIII])/10 <sup>4</sup> K	1.33 ± 0.02	1.34 ± 0.03	1.35 ± 0.06	1.19 ± 0.04	1.39 ± 0.07	1.30 ± 0.06
12+log(S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	5.21 ± 0.09	5.21 ± 0.09	5.23 ± 0.12	5.81 ± 0.07	5.50 ± 0.06	6.18 ± 0.04
12+log(S <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	6.00 ± 0.11	5.99 ± 0.04	6.24 ± 0.14	6.17 ± 0.16	5.91 ± 0.13	6.20 ± 0.21
12+log[(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )/H <sup>+</sup> ]	6.07 ± 0.11	6.07 ± 0.05	6.28 ± 0.14	6.33 ± 0.13	6.06 ± 0.11	6.49 ± 0.13
ICF(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )	1.95	1.86	1.98	1.05	1.06	1.06
12+log(S/H)	6.36 ± 0.11	6.34 ± 0.05	6.53 ± 0.34	6.35 ± 0.14	6.08 ± 0.12	6.53 ± 0.14
12+log(O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	6.95 ± 0.07	7.08 ± 0.07	6.88 ± 0.26	7.37 ± 0.15	7.13 ± 0.14	6.99 ± 0.07
12+log(O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	8.01 ± 0.02	8.03 ± 0.08	7.96 ± 0.07	7.94 ± 0.07	7.83 ± 0.08	7.79 ± 0.07
12+log(O/H)	8.05 ± 0.02	8.08 ± 0.03	7.99 ± 0.09	8.05 ± 0.09	7.91 ± 0.09	7.86 ± 0.07
Object	Cam0840+1201	CTS1008	UM238	Tol0104+388	UM306	UM307
$n_e$ ([SII])	≤100. <sup>b</sup>	169 ± 50	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	111 ± 109	845 ± 102
$T_e$ ([SIII])/10 <sup>4</sup> K	1.59 <sup>c</sup> ± 0.38	1.22 <sup>c</sup> ± 0.22	1.61 <sup>d</sup> ± 0.09	0.85 <sup>e</sup> ± 0.08	1.13 <sup>c</sup> ± 0.17	1.08 <sup>e</sup> ± 0.07
$T_e$ ([OIII])/10 <sup>4</sup> K	1.36 ± 0.06	1.24 ± 0.05	1.61 ± 0.09	1.55 ± 0.08	1.21 ± 0.05	1.11 ± 0.07
12+log(S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	5.52 ± 0.05	5.50 ± 0.11	5.54 ± 0.17	6.13 ± 0.03	5.83 ± 0.05	6.40 ± 0.17
12+log(S <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	6.00 ± 0.29	6.20 ± 0.22	5.34 ± 0.09	6.96 ± 0.16	6.36 ± 0.24	6.31 ± 0.10
12+log[(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )/H <sup>+</sup> ]	6.12 ± 0.24	6.28 ± 0.20	5.75 ± 0.14	7.02 ± 0.14	6.48 ± 0.20	6.66 ± 0.14
ICF(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )	1.74	1.09	1.01	1.00	1.09	1.04
12+log(S/H)	6.36 ± 0.33	6.32 ± 0.22	5.76 ± 0.14	7.02 ± 0.18	6.52 ± 0.21	6.68 ± 0.14
12+log(O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	6.86 ± 0.14	6.90 ± 0.27	7.60 ± 0.36	8.33 ± 0.09	7.75 ± 0.07	8.68 ± 0.35
12+log(O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	7.77 ± 0.07	8.01 ± 0.07	7.65 ± 0.08	7.53 ± 0.08	7.92 ± 0.07	7.57 ± 0.11
12+log(O/H)	7.82 ± 0.08	8.05 ± 0.09	7.92 ± 0.23	8.40 ± 0.09	8.14 ± 0.07	8.71 ± 0.34
Object	UM323	Tol0140+420	UM391	UM396	UM408	Tol0306+405
$n_e$ ([SII])	630. <sup>f</sup>	144. <sup>f</sup>	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	220 ± 64
$T_e$ ([SIII])/10 <sup>4</sup> K	1.35 <sup>e</sup> ± 0.14	2.25 <sup>e</sup> ± 0.65	1.09 <sup>e</sup> ± 0.10	1.31 <sup>d</sup> ± 0.06	1.71 <sup>d</sup> ± 0.11	1.94 <sup>e</sup> ± 0.71
$T_e$ ([OIII])/10 <sup>4</sup> K	1.87 ± 0.12	1.31 ± 0.06	1.12 ± 0.09	1.32 ± 0.06	1.71 ± 0.10	1.29 ± 0.06
12+log(S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	5.88 ± 0.13	5.83 ± 0.07	6.02 ± 0.05	5.30 ± 0.04	5.36 ± 0.05	5.94 ± 0.04
12+log(S <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	5.86 ± 0.13	5.83 ± 0.28	6.33 ± 0.14	6.33 ± 0.12	5.47 ± 0.10	5.56 ± 0.43
12+log[(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )/H <sup>+</sup> ]	6.17 ± 0.13	6.13 ± 0.19	6.50 ± 0.11	6.37 ± 0.11	5.72 ± 0.08	6.09 ± 0.19
ICF(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )	1.02	1.03	1.02	1.78	1.01	1.01
12+log(S/H)	6.18 ± 0.13	6.16 ± 0.18	6.51 ± 0.11	6.61 ± 0.17	5.73 ± 0.08	6.13 ± 0.16
12+log(O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	7.99 ± 0.07	7.51 ± 0.08	7.49 ± 0.12	7.03 ± 0.07	7.18 ± 0.07	7.78 ± 0.07
12+log(O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	7.37 ± 0.08	7.78 ± 0.07	7.37 ± 0.14	7.97 ± 0.07	7.56 ± 0.08	7.90 ± 0.07
12+log(O/H)	8.08 ± 0.07	7.96 ± 0.08	7.74 ± 0.13	8.01 ± 0.07	7.71 ± 0.08	8.15 ± 0.07
Object	Cam0357+3915	CTS1006	Tol2138+397	Tol2146+391	Tol2240+384	UM151 <sup>g</sup>
$n_e$ ([SII])	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	≤100. <sup>b</sup>	132 ± 80	≤100. <sup>b</sup>
$T_e$ ([SIII])/10 <sup>4</sup> K	1.52 <sup>d</sup> ± 0.08	1.42 <sup>e</sup> ± 0.12	1.99 <sup>d</sup> ± 0.14	1.68 <sup>d</sup> ± 0.10	1.60 <sup>d</sup> ± 0.09	1.88 <sup>d</sup> ± 0.12
$T_e$ ([OIII])/10 <sup>4</sup> K	1.52 ± 0.08	1.31 ± 0.06	1.97 ± 0.13	1.68 ± 0.10	1.60 ± 0.09	1.86 ± 0.12
12+log(S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	5.07 ± 0.07	5.70 ± 0.07	5.20 ± 0.04	4.93 ± 0.05	5.19 ± 0.05	5.77 ± 0.06
12+log(S <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	5.86 ± 0.11	6.03 ± 0.09	5.82 ± 0.12	6.20 ± 0.08	5.68 ± 0.20	6.13 ± 0.13
12+log[(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )/H <sup>+</sup> ]	5.93 ± 0.10	6.20 ± 0.09	5.91 ± 0.10	6.22 ± 0.07	5.80 ± 0.17	6.29 ± 0.11
ICF(S <sup>+</sup> + S <sup>++</sup> )	1.14	1.06	1.12	1.10	1.14	1.04
12+log(S/H)	5.98 ± 0.13	6.22 ± 0.09	5.96 ± 0.12	6.26 ± 0.09	5.86 ± 0.20	6.31 ± 0.12
12+log(O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup> )	6.33 ± 0.14	7.54 ± 0.15	6.69 ± 0.07	5.88 ± 0.10	6.92 ± 0.08	–
12+log(O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup> )	7.78 ± 0.08	7.82 ± 0.07	7.31 ± 0.08	7.61 ± 0.08	7.70 ± 0.08	7.05 ± 0.08
12+log(O/H)	7.79 ± 0.08	8.00 ± 0.10	7.41 ± 0.08	7.62 ± 0.08	7.77 ± 0.08	–

<sup>a</sup> References - G89: Garnett (1989), PMD03: Pérez-Montero & Díaz (2003). <sup>b</sup> Low Density Limit. <sup>c</sup>  $T_e$ ([SIII]) derived using [SIII] $\lambda$ 6312 Å line from the red spectra. <sup>d</sup>  $T_e$ ([SIII]) derived from the relation  $T_e$ ([SIII]) = 10500 $T_e$ ([OIII]) – 800, see the text for details. <sup>e</sup>  $T_e$ ([SIII]) derived using [SIII] $\lambda$ 6312 Å line from the blue spectra. <sup>f</sup> Upper limit. <sup>g</sup> [OII] $\lambda$ 3727 Å line could not be measured for UM151.

be produced by the same massive stars, as expected by current nucleosynthesis prescriptions (see Pagel 1997 and references therein). In recent works, I05 and PM06 indicate that HII galaxy data are consistent with a constant S/O ratio, but somewhat lower than the current solar ratio. Regarding disk HII regions, the dispersion in S/O appears much larger and the assumptions of a constant S/O is questionable there. These results suggest that the assumption that the S/O ratio is constant at all abundances remains controversial (e.g. Bresolin et al. 2004) and should be explored further, particularly at the not very

well-known metallicity ends: extremely metal deficient HII galaxies (i.e. very low O/H) and HII regions in the inner disk of galaxies (i.e. metal rich central parts with highest O/H).

#### 4. Summary

In this work we have performed a long-slit spectroscopic study of a sample of 34 HII galaxies observed in the blue and near-IR ranges (3700 Å–1  $\mu$ m). The red spectra were carefully

corrected for the effects of the telluric atmospheric absorption. Measurements of the nebular [SIII] lines at  $\lambda\lambda 9069, 9532$  were obtained for all objects.

Whenever possible we derived values of  $T_e$ [SIII],  $T_e$ [OIII],  $T_e$ [OII], and  $T_e$ [SII] by combining our data in the red with our data in the blue. Regarding  $T_e$ [SIII], most of the observed HII galaxies show values that are slightly higher than those predicted from  $T_e$ [OIII] by photoionization models. This effect can be especially important for the high-excitation objects.

We derived the total S/H abundance for the 34 objects in the sample. Total S/H abundance was calculated directly using the electron temperature  $T_e$ [SIII] in 22 HII galaxies, for which the O/H abundance was obtained directly from the observations using  $T_e$ [OIII]. For the rest of the objects total S/H abundances were computed using the empirical abundance indicator  $S_{23}$ .

A comparative study was performed on the reliability of  $S_{23}$  and  $R_{23}$  as abundance indicators. No systematic variation in derived S/H with the excitation degree of the HII regions was found. That means that  $S_{23}$  is not sensitive to ionization effects, at first order, making it a robust empirical abundance indicator.

The comparison between  $\eta'$  and  $S_{23}$  parameters for our sample indicates that harder ionizing spectra are found in the HII galaxies with lower gaseous metallicity. Comparing the ionic ratios  $O^+/O^{++}$  and  $S^+/S^{++}$  with the predictions of single-star photoionization models, we note that a large fraction of galaxies in our sample are probably ionized by very hard spectra. This result points out that extra heating sources might exist, as has been suggested by recent works (Stasińska & Schaerer 1999; I05).

Finally, we presented a study of the abundance of S/H as a function of O/H in low-metallicity environments. Our data, together with other studies of S/H based upon the near-IR [SIII] lines, are consistent with the conclusion that S/O remains constant as O/H varies among the sample of HII galaxies. The scatter in S/O (due mainly to observational errors) is still large to constrain the degree of variation in S/O over the whole O/H abundance range. The assumption that the S/O ratio remains constant at all abundances is still an open question that should be explored further.

*Acknowledgements.* C.K. wishes to thank the Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq-Brasil) for a grant and the Consejo Superior de Investigaciones Científicas (CSIC-Spain) for an I3P fellowship. We thank the referee for useful suggestions. We thank H.Plana for carrying out part of the spectroscopic observations. We also thank E. Pérez, R.M. González-Delgado and D. Reverte Payá for their help in the initial stages of this project, and to Jorge Iglesias-Páramo for his fruitful comments and careful reading of the manuscript. This research was partially funded by project AYA2004-08260-C03-02 of the Spanish PNAYA.

## References

Baldwin, J. A., Spinrad, H., & Terlevich, R. 1982, MNRAS, 198, 535  
 Barker, T. 1980, ApJ, 240, 99  
 Bresolin, F., Kennicutt, R. C., & Garnett, D. R. 1999, ApJ, 510, 104

Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, R. C. 2004, ApJ, 615, 228  
 Cairós, L. M., Caon, N., Vílchez, J. M., et al. 2001, ApJS, 136, 393  
 Denicoló, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2002, MNRAS, 330, 69  
 Dennefeld, M., & Stasińska, G. 1983, A&A, 118, 234  
 Díaz, A. I., & Pérez-Montero, E. 2000, MNRAS, 312, 130  
 Díaz, A. I., Terlevich, E., Pagel, B. E. J., Vílchez, J. M., & Edmunds, M. G. 1987, MNRAS, 226, 19  
 Edmunds, M. G., & Pagel, B. E. J. 1984, MNRAS, 211, 507  
 Ferland, G. J. 2002, Univ. Kentucky Internal Report, HAZY: a brief introduction to CLOUDY  
 Garnett, D. R. 1992, AJ, 103, 1330  
 Garnett, D. R. 1989, ApJ, 345, 282 (G89)  
 Izotov, Y. I., Stasińska, G., Meynet, G., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2006, A&A, 448, 955 (I05)  
 Hoyos, C., & Díaz, A. I. 2006, MNRAS, 365, 454  
 Kehrig, C., Telles, E., & Cuisinier, F. 2004, AJ, 128, 1141  
 Kennicutt, R. C., Bresolin, F., French, H., & Martin, P. 2000, ApJ, 537, 589  
 Leitherer, C., et al. 1999, ApJS, 123, 3  
 Lodders, K. 2003, ApJ, 591, 1220L  
 Martín-Hernández, N. L., et al. 2002, A&A, 381, 606  
 Massey, P., Bresolin, F., Kudritzki, R. P., Puls, J., & Pauldrach, A. W. A. 2004, ApJ, 608, 1001  
 McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, ApJS, 57, 1  
 McGaugh, S. S. 1991, ApJ, 380, 140  
 Mendoza, C., & Zeippen, C. J. 1982, MNRAS, 199, 1025  
 Meynet, G., & Maeder, A. 2002, A&A, 390, 561  
 Oey, M. S., & Shields, J. C. 2000, ApJ, 539, 687  
 Oey, M. S., Dopita, M. A., Shields, J. C., & Smith, R. C. 2000, ApJS, 128, 511  
 Osterbrock, D. E. 1989, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei (Mill Valley: University Science Books)  
 Pagel, B. E. J. 1997, Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies (Cambridge, UK: Cambridge University Press)  
 Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., et al. 1979, MNRAS, 189, 95  
 Paturel, G., Petit, C., Prugniel, P., et al. 2003, A&A, 412, 45  
 Pérez-Montero, E., Díaz, A. I., Vílchez, J. M., & Kehrig, C. 2006, A&A, 449, 193 (PM06)  
 Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I. 2005, MNRAS, 361, 1063 (PMD05)  
 Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I. 2003, MNRAS, 346, 213 (PMD03)  
 Pilyugin, L. S., Vílchez, J. M., & Contini, T. 2004, A&A, 425, 849  
 Pilyugin, L. S. 2001, A&A, 369, 594  
 Stasińska, G., & Schaerer, D. 1999, A&A, 351, 71  
 Schaerer, D., & de Koter, A. 1997, A&A, 322, 598  
 Searle, L., & Sargent, W. L. W. 1972, ApJ, 173, 25  
 Storey, P. J., & Hummer, D. G. 1995, MNRAS, 272, 41  
 Shaw, R. A., & Dufour, R. J. 1994, Astronomical Data Analysis Software and Systems III, ASP Conf. Ser., 61, 327  
 Tayal, S. S., & Gupta, G. P. 1999, ApJ, 526, 544  
 Telles, J. E. 1995, Ph.D. Thesis  
 Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M., & Copetti, M. V. F. 1991, A&AS, 91, 285  
 Thuan, T. X., & Izotov, Y. I. 2005, ApJS, 161, 240  
 Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2003, PASP, 115, 389  
 Van Zee, L., Salzer, J. J., Haynes, M. P., O'Donoghue, A. A., & Balonek, T. J. 1998, AJ, 116, 2805  
 Vermeij, R., Damour, J. M., van der Hulst, J. M., & Baluteau, J. P. 2002, A&A, 390, 649  
 Vílchez, J. M., & Iglesias-Páramo, J. 2003, ApJS, 145, 225  
 Vílchez, J. M., & Iglesias-Páramo, J. 1998, ApJ, 508, 248  
 Vílchez, J. M., & Esteban, C. 1996, MNRAS, 280, 720  
 Vílchez, J. M., Pagel, B. E. J., Díaz, A. I., et al. 1988, MNRAS, 235, 633  
 Vílchez, J. M., & Pagel, B. E. J. 1988, MNRAS, 231, 257  
 Whitford, A. E. 1958, AJ, 63, 201  
 Woosley, S. E., & Weaver, T. A. 1995, ApJS, 101, 181

# Online Material

**Table 1.** Reddening corrected line fluxes, relative to  $H\beta = 100$ , and corresponding extinction coefficients for the sample of galaxies.

Galaxy	[OI] 6300	[SIII] 6312	[OI] 6364	[NII] 6548	H $\alpha$ 6563	[NII] 6584	HeI 6678	[SII] 6717	[SII] 6731	HeI 7065	[ArIII] 7136	[OII] 7320	[OII] 7330	Pa12 8750	Pa11 8865
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
UM238	–	–	–	5.7	286.0	8.6	–	17.2	13.4	5.8	6.8	3.2	1.8	–	–
	–	–	–	$\pm 1.1$	$\pm 5.5$	$\pm 1.3$	–	$\pm 1.8$	$\pm 1.9$	$\pm 0.9$	$\pm 0.3$	$\pm 0.7$	$\pm 0.5$	–	–
UM69(E)	–	–	–	9.4	286.0	28.9	–	40.5	30.0	–	8.4	7.2	3.4	–	–
	–	–	–	$\pm 1.4$	$\pm 2.3$	$\pm 1.4$	–	$\pm 1.6$	$\pm 1.4$	–	$\pm 0.9$	$\pm 0.7$	$\pm 0.6$	–	–
UM69(W)	–	–	–	15.4	286.0	39.2	–	56.2	40.0	–	6.4	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 1.4$	$\pm 1.6$	$\pm 1.2$	–	$\pm 2.2$	$\pm 2.0$	–	$\pm 0.5$	–	–	–	–
Tol0104-388	7.1	–	–	8.3	286.0	22.1	3.3	29.7	21.9	–	9.0	3.6	2.8	–	2.0
	$\pm 0.2$	–	–	$\pm 0.5$	$\pm 0.6$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	–	$\pm 0.4$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	–	$\pm 0.3$
UM306	–	–	–	6.1	286.0	16.3	–	23.1	17.9	–	7.0	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 0.9$	$\pm 1.3$	$\pm 0.7$	–	$\pm 1.3$	$\pm 1.2$	–	$\pm 0.9$	–	–	–	–
UM307	–	–	–	15.4	286.0	46.5	4.3	24.0	27.3	–	4.8	2.4	1.5	–	–
	–	–	–	$\pm 0.5$	$\pm 1.0$	$\pm 0.7$	$\pm 1.0$	$\pm 0.7$	$\pm 0.6$	–	$\pm 0.7$	$\pm 0.4$	$\pm 0.4$	–	–
Tol0117-414NS(S)	–	–	–	21.3	286.0	35.6	–	40.3	31.1	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 1.8$	$\pm 2.6$	$\pm 1.8$	–	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	–	–	–	–	–	–
Tol0117-414NS(N)	–	–	–	20.2	286.0	36.9	–	43.0	31.5	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 2.3$	$\pm 6.8$	$\pm 1.4$	–	$\pm 2.0$	$\pm 0.9$	–	–	–	–	–	–
Tol0117-414NS	–	–	–	20.0	286.0	38.1	–	42.9	32.0	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 2.4$	$\pm 2.9$	$\pm 1.4$	–	$\pm 0.5$	$\pm 1.1$	–	–	–	–	–	–
Tol0117-414EW(EW)	12.1	–	–	17.8	286.0	50.1	–	58.5	43.3	–	–	–	–	–	–
	$\pm 1.1$	–	–	$\pm 1.0$	$\pm 1.9$	$\pm 1.2$	–	$\pm 1.7$	$\pm 2.9$	–	–	–	–	–	–
Tol0117-414EW	16.1	–	–	7.8	286.0	39.2	–	57.8	45.1	–	–	–	–	–	–
	$\pm 1.3$	–	–	$\pm 0.3$	$\pm 6.6$	$\pm 1.0$	–	$\pm 1.2$	$\pm 1.4$	–	–	–	–	–	–
UM323	–	–	–	9.9	286.0	17.3	–	26.9	20.1	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 5.1$	$\pm 7.4$	$\pm 4.7$	–	$\pm 6.6$	$\pm 5.3$	–	–	–	–	–	–
Tol0140-420	–	–	–	–	286.0	12.4	–	29.7	20.8	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 5.9$	$\pm 1.0$	–	$\pm 2.4$	$\pm 2.4$	–	–	–	–	–	–
UM137	–	–	–	–	286.0	18.1	–	32.1	28.1	4.8	2.2	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 2.8$	$\pm 1.8$	–	$\pm 3.2$	$\pm 2.8$	$\pm 1.1$	$\pm 0.7$	–	–	–	–
UM151	–	–	–	13.4	286.0	37.6	–	48.2	33.4	–	7.7	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 2.1$	$\pm 3.5$	$\pm 2.3$	–	$\pm 3.1$	$\pm 2.5$	–	$\pm 2.7$	–	–	–	–
UM391	7.6	–	4.2	26.2	286.0	79.6	–	64.5	25.5	–	5.4	–	–	–	–
	$\pm 2.0$	–	$\pm 1.5$	$\pm 1.3$	$\pm 1.6$	$\pm 0.8$	–	$\pm 0.8$	$\pm 0.7$	$\pm 0.$	$\pm 1.2$	–	–	–	–
UM396	–	–	–	7.3	286.0	9.0	3.1	13.4	7.3	3.7	10.2	–	–	–	3.0
	–	–	–	$\pm 1.4$	$\pm 1.9$	$\pm 1.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.5$	$\pm 0.6$	–	–	–	$\pm 0.5$
UM408	–	–	–	–	286.0	6.8	–	17.7	11.5	–	6.9	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 4.3$	$\pm 1.3$	–	$\pm 1.2$	$\pm 1.1$	–	$\pm 0.7$	–	–	–	–
UM417	–	–	–	–	286.0	8.3	–	10.1	8.9	4.5	4.6	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 4.1$	$\pm 1.3$	–	$\pm 0.7$	$\pm 0.7$	$\pm 0.7$	$\pm 1.2$	–	–	–	–
Tol0226-390	9.8	2.5	4.1	15.8	286.0	31.2	3.3	25.9	21.9	4.2	8.8	3.5	3.0	–	–
	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.9$	$\pm 1.3$	$\pm 1.0$	$\pm 0.3$	$\pm 0.8$	$\pm 0.7$	$\pm 0.2$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	–	–
Tol0306-405	–	–	–	–	286.0	14.1	–	24.3	20.9	–	8.4	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 1.6$	$\pm 0.9$	–	$\pm 0.7$	$\pm 0.8$	–	$\pm 0.1$	–	–	–	–
Tol0341-407(W)	5.2	–	–	1.1	286.0	6.4	4.8	15.5	10.7	2.9	6.2	2.5	2.6	1.6	–
	$\pm 0.4$	–	–	$\pm 0.1$	$\pm 4.0$	$\pm 0.1$	$\pm 0.5$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.5$	–
Tol0341-407(E)	–	–	–	–	286.0	16.6	–	37.8	25.3	–	–	4.8	3.8	–	–
	–	–	–	–	$\pm 4.5$	$\pm 3.2$	–	$\pm 3.0$	$\pm 2.4$	–	–	$\pm 1.2$	$\pm 1.0$	–	–
Cam0357-3915	2.5	–	–	2.4	286.0	6.5	3.3	9.3	6.3	5.2	4.8	1.9	0.9	–	–
	$\pm 0.2$	–	–	$\pm 0.1$	$\pm 5.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	–	–
CTS1006	–	–	–	4.9	286.0	13.7	3.6	21.3	10.8	3.2	7.2	2.4	1.8	0.9	0.9
	–	–	–	$\pm 0.4$	–	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$
CTS1008	3.2	1.6	–	5.1	286.0	13.4	3.9	16.7	13.7	3.7	9.5	3.2	1.6	–	–
	$\pm 0.1$	$\pm 0.4$	–	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.3$	–	–

Table 1. continued.

Galaxy	[OI] 6300	[SIII] 6312	[OI] 6364	[NII] 6548	H $\alpha$ 6563	[NII] 6584	HeI 6678	[SII] 6717	[SII] 6731	HeI 7065	[ArIII] 7136	[OII] 7320	[OII] 7330	Pa12 8750	Pa 88
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)
Tol0528-383(E)	–	–	–	10.3	286.0	18.0	–	39.9	30.4	–	11.3	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 2.9$	$\pm 3.2$	$\pm 2.9$	–	$\pm 2.1$	$\pm 2.7$	–	$\pm 1.9$	–	–	–	–
Tol0528-383(W)	–	–	–	10.2	286.0	16.4	–	31.6	22.0	–	9.2	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 1.9$	$\pm 2.0$	$\pm 1.8$	–	$\pm 1.8$	$\pm 1.4$	–	$\pm 1.6$	–	–	–	–
Tol0538-416	4.5	2.0	3.0	5.1	286.0	14.9	4.0	24.4	15.9	3.4	16.7	–	–	–	2.0
	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.7$	$\pm 0.9$	$\pm 0.6$	$\pm 0.4$	$\pm 0.8$	$\pm 0.6$	$\pm 0.5$	$\pm 0.5$	–	–	–	$\pm 0.1$
IIZw40	1.8	1.1	–	–	286.0	6.4	3.5	7.6	6.2	4.6	8.3	1.4	1.1	1.1	1.0
	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	–	–	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$
Cam0840+1201	4.4	2.2	–	5.2	286.0	12.5	–	21.9	16.0	3.4	7.1	3.2	2.7	1.1	–
	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	–	$\pm 0.2$	–	$\pm 0.2$	–	$\pm 0.3$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.3$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$
Tol1924-416	4.9	1.5	1.1	3.5	286.0	8.9	3.5	14.7	11.4	2.9	5.2	2.4	2.0	–	1.0
	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.2$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	–	$\pm 0.1$
Tol2019-405(NE)	–	–	–	7.4	286.0	14.9	–	30.1	24.3	–	6.1	3.2	2.8	–	–
	–	–	–	$\pm 1.3$	$\pm 2.0$	$\pm 1.5$	–	$\pm 2.8$	$\pm 2.8$	–	$\pm 1.2$	$\pm 0.9$	$\pm 1.0$	–	–
Tol2019-405	–	–	–	7.7	286.0	17.4	–	36.0	29.9	–	6.9	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 1.6$	$\pm 2.6$	$\pm 1.9$	–	$\pm 2.3$	$\pm 2.7$	–	$\pm 1.6$	–	–	–	–
Tol2138-397	–	–	–	–	286.0	–	–	14.8	7.5	–	–	5.4	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 7.4$	–	–	$\pm 0.8$	$\pm 0.5$	–	–	$\pm 0.4$	–	–	–
Tol2146-391	23.2	–	–	3.4	286.0	5.5	–	11.0	7.5	4.5	8.5	2.9	2.6	–	1.0
	$\pm 1.0$	–	–	$\pm 0.2$	$\pm 188.6$	$\pm 0.3$	–	$\pm 0.8$	$\pm 0.5$	$\pm 0.2$	$\pm 0.5$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	–	$\pm 0.1$
MCG-05-52-065(E)	–	–	–	25.5	286.0	59.1	5.6	67.4	46.5	–	8.4	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 2.8$	$\pm 4.1$	$\pm 2.9$	$\pm 1.9$	$\pm 2.8$	$\pm 2.2$	–	$\pm 1.3$	–	–	–	–
MCG-05-52-065(W)	–	–	–	24.1	286.0	89.4	–	88.8	69.8	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 4.5$	$\pm 8.4$	$\pm 6.7$	–	$\pm 8.7$	$\pm 6.6$	–	–	–	–	–	–
Tol2240-384	2.9	–	–	–	286.0	3.8	2.1	6.8	5.6	–	4.4	–	–	–	–
	$\pm 0.6$	–	–	–	–	–	$\pm 0.3$	$\pm 0.4$	$\pm 0.3$	–	$\pm 0.1$	–	–	–	–
UM160(E)	–	–	–	3.2	286.0	10.0	4.8	24.8	17.1	–	5.1	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 0.2$	$\pm 3.6$	$\pm 0.9$	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	$\pm 0.5$	–	$\pm 0.4$	–	–	–	–
UM160(W)	–	–	–	–	286.0	13.4	–	38.6	27.2	–	–	–	–	–	–
	–	–	–	–	$\pm 1.6$	$\pm 1.6$	–	$\pm 0.8$	$\pm 1.4$	–	–	–	–	–	–
UM166	–	–	–	17.4	286.0	58.3	–	34.4	31.7	–	6.2	–	–	–	–
	–	–	–	$\pm 1.6$	$\pm 2.8$	$\pm 1.7$	–	$\pm 2.3$	$\pm 2.0$	–	$\pm 1.3$	–	–	–	–
UM167	5.9	–	1.4	36.6	286.0	105.6	2.5	30.2	29.8	2.8	4.0	3.0	2.4	0.8	0.0
	$\pm 0.3$	–	$\pm 0.1$	$\pm 1.1$	$\pm 2.1$	$\pm 0.6$	$\pm 0.3$	$\pm 0.5$	$\pm 0.7$	$\pm 0.3$	$\pm 0.1$	$\pm 0.2$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$	$\pm 0.1$

<sup>a</sup> We have quoted the flux of [SIII] $\lambda$ 9532 Å instead of [SIII] $\lambda$ 9069 Å.



# Capítulo 3

## Uma Nova Calibração Empírica: $S/H$ versus $S_{23}$

### 3.1 Introdução

A metalicidade, representada por  $Z$ , é um parâmetro fundamental para entender as nebulosas gasosas e os objetos onde elas se encontram. O oxigênio, por ser o metal mais abundante, é o principal traçador da metalicidade.

Porém em muitos casos, a abundância de  $O/H$  não pode ser obtida diretamente uma vez que não se detecta a linha  $[OIII]\lambda 4363 \text{ \AA}$  necessária para a determinação da temperatura eletrônica. Nestes casos é necessário utilizar um indicador empírico da abundância de  $O/H$ . Um dos indicadores de abundância mais usados na literatura é o parâmetro  $R_{23}$  (Pagel et al. 1979), mas tal indicador tem dois problemas: (1)  $R_{23}$  é sensível ao parâmetro de ionização da nebulosa; (2) a relação entre  $R_{23}$  e  $O/H$  é bimodal (ver figura 3.1), e para galáxias HII é ainda mais preocupante porque 40% destes objetos, devido ao critério de seleção, se encontram na região de maior incerteza da calibração  $R_{23}$  versus  $O/H$  ( $8.0 < 12 + \log(O/H) < 8.3$ ). Estes problemas impedem o conhecimento mais preciso da distribuição de metalicidade para galáxias HII.

Vílchez & Esteban (1996), a fim de evitar a indeterminação apresentada pelo parâmetro  $R_{23}$ , definiram um indicador alternativo de abundância,  $S_{23}$ , baseado nas linhas nebulares do enxofre (que são similares às linhas nebulares do oxigênio). Este parâmetro, ao contrário do  $R_{23}$ , apresenta uma relação monotônica crescente com a metalicidade até valores de  $\sim 1.6 Z_{\odot}$ . Além disso as linhas de emissão do  $[SII]\lambda\lambda 6717,31 \text{ \AA}$  e do  $[SIII]\lambda\lambda 9069,9532 \text{ \AA}$  são menos afetadas por correções

de extinção e são cobertas eficientemente pelos detetores atuais. Cristhensen et al. (1997) já haviam proposto uma calibração de  $S/H$  versus  $S_{23}$ , mas sua amostra não cobria um intervalo de abundância grande suficiente para obter um resultado conclusivo.

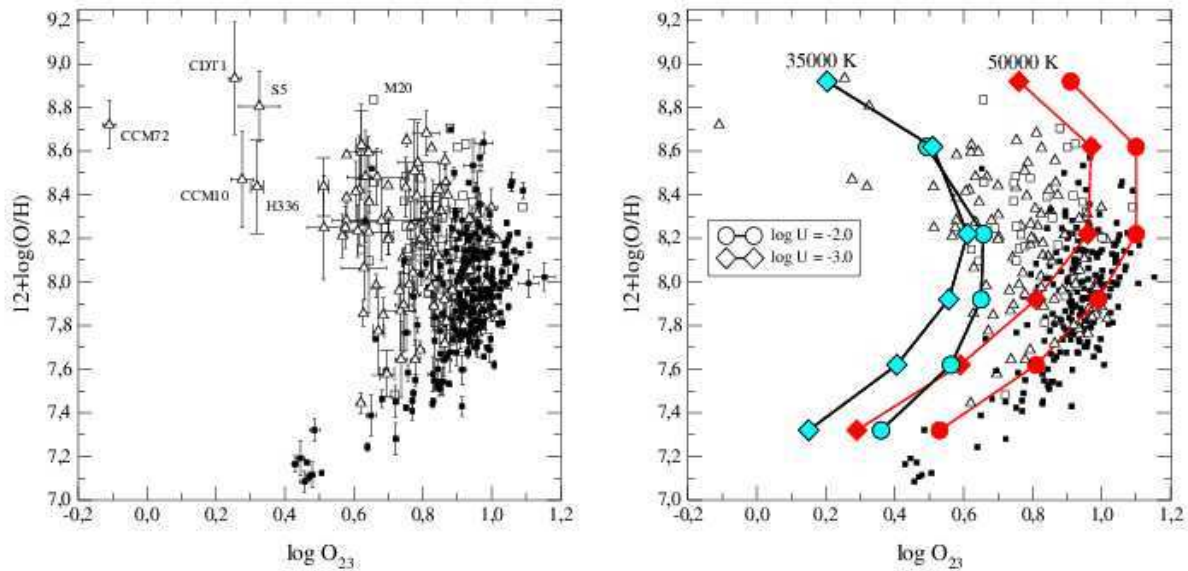


Figura 3.1: Relação entre  $\log O_{23}$  ( $=R_{23}$ ) e  $12+\log(O/H)$  (painel esquerdo), e uma comparação com modelos de fotoionização (painel direito) para diferentes valores da temperatura efetiva (35000 e 50000 K), metalicidade (de 0.08 a  $1.6Z_{\odot}$ ) e parâmetro de ionização,  $\log U = -2.0$  (círculos) e  $-3.0$  (diamantes) (Pérez-Montero & Díaz 2005).

Com o objetivo de derivar uma nova calibração entre a abundância total do enxofre,  $S/H$ , e o parâmetro  $S_{23}$  selecionamos uma grande amostra (total de 171 objetos) composta por objetos com espectros de linhas de emissão numa faixa de metalicidade que vai de  $1/40 Z_{\odot}$  até  $2 Z_{\odot}$ . Para todos os objetos da amostra as linhas  $[SII]\lambda\lambda 6717,31$  e  $[SIII]\lambda\lambda 9069,9532$  estão presentes. Recalculamos as abundâncias iônicas de  $S^+$  e  $S^{2+}$  de maneira homogênea através de determinações diretas das temperaturas eletrônicas para todos os objetos.

Entretanto, em nebulosas com um alto grau de ionização a razão  $S^{3+}/S$  parece ser importante. Devido a pouca quantidade de dados observacionais da linha de  $[SIV]$  em  $\lambda 10.52\ \mu\text{m}$ , o uso de um ICF é necessário para derivar a abundância total de enxofre; parte do trabalho foi dedicada ao estudo do ICF, onde utilizamos os poucos dados disponíveis para regiões HII encontrados na literatura incluindo o fluxo da linha  $[SIV]10.52\ \mu\text{m}$ , juntamente com previsões a partir de modelos de fotoionização. Para o real progresso deste tema de pesquisa é necessário aumentar a amostra de

objetos observados no IR médio.

Neste capítulo apresentamos uma nova calibração empírica do S/H em função do parâmetro  $S_{23}$ , derivada a partir de uma grande amostra incluindo regiões HII (galácticas e extragalácticas) e galáxias HII. Para uma pequena amostra de objetos com a linha de emissão [SIV]10.52  $\mu\text{m}$  vimos que o ICF do enxofre parece ser bem reproduzido pela fórmula proposta por Barker (1980), considerando  $\alpha=2.5$ . Aproveitamos também para fazer uma análise da razão S/O para toda a amostra de objetos; encontramos que, enquanto S/O parece ser constante para a subamostra de galáxias HII (concordando com o resultado obtido em Kehrig et al. 2006), para as regiões HII S/O tende a crescer a medida em que  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  diminui. Na seção seguinte mostramos o estudo que fizemos sobre o ICF do enxofre. No final do capítulo apresentamos o artigo que foi publicado com os principais resultados obtidos a partir deste trabalho.

## 3.2 O Fator de Correção de Ionização para o Enxofre

Provavelmente o passo mais difícil na derivação da abundância total de um elemento é a correção devido as espécies iônicas (deste elemento) que não observamos. Como vimos no capítulo 1 esta correção é feita através do uso de ICFs.

Os primeiros esquemas para a correção de ionização do enxofre (Peimbert & Costero 1969; Peimbert & Torres-Peimbert 1977) utilizavam a relação

$$\frac{S}{O} = \frac{S^+ + S^{++}}{O^+} \quad (1)$$

que estava baseada na semelhança entre os potenciais de ionização do  $S^{++}$  (34.8 eV) e do  $O^+$  (35.1 eV). Entretanto, Pagel (1978), analisando uma amostra de regiões HII, mostrou que o uso da equação (1) levava a razões de S/O que apresentavam uma forte correlação com o grau de ionização da nebulosa (ver figura 3.2). Barker (1978c), Stasińska (1978) e Barker (1980) também encontraram o mesmo resultado. Este último autor propôs uma nova relação para o ICF do enxofre baseada em modelos de fotoionização

$$\frac{S}{S^+ + S^{2+}} = \left[ 1 - \left( 1 - \frac{N(O^+)}{N(O)} \right)^\alpha \right]^{-1/\alpha} \quad (2 < \alpha < 3) \quad (2)$$

French (1980) encontrou  $\alpha = 2$  como uma melhor representação de suas observações para uma amostra de nebulosas planetárias e regiões HII. Garnett (1989) mostrou que o uso de  $\alpha = 2$  superestimava a quantidade de enxofre não observada para  $O^+/O$  entre 0.1 e 0.3, e que  $\alpha = 3$  embora

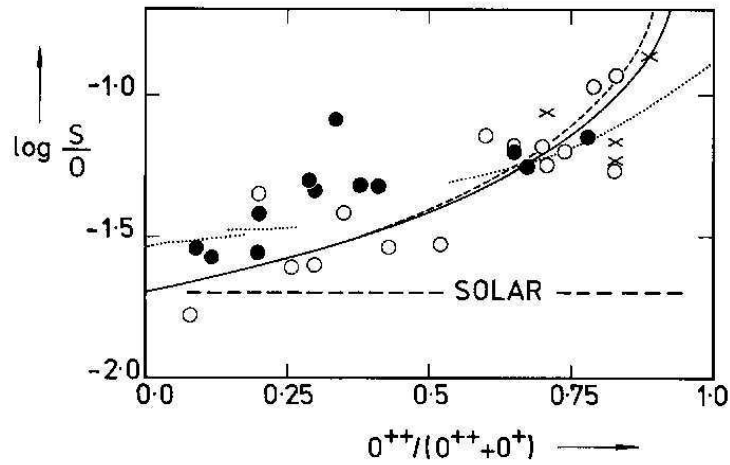


Figura 3.2: Log S/O (usando a equação (1)) em Orion (círculos cheios), LMC (círculos abertos) e SMC (cruzes) em função da abundância relativa de O<sup>2+</sup> (Pagel 1978).

representasse uma boa correção, parecia subestimar o enxofre “faltante” para O<sup>+</sup>/O < 0.2. Uma descrição mais elaborada para o ICF do enxofre é dada por Thuan et al. (1995)

$$\frac{S}{S^+ + S^{2+}} = [0.013 + x(5.10 - x(12.78 - x(14.77 - 6.11x)))]^{-1} \quad (3)$$

onde  $x = O^+/O$ .

Neste trabalho, investigamos a confiabilidade das equações (2) e (3) utilizando observações de regiões HII nas Nuvens de Magalhães (Vermeij et al. 2002) e da galáxia HII Mrk209 (Nollenberg et al. 2001). Para todas as observações, medidas da linha [SIV]10.52  $\mu\text{m}$  estavam disponíveis. Verificamos que a equação (3) derivada por Thuan et al. (1995) superestimava a abundância de enxofre. O melhor ajuste aos dados observacionais foi obtido com a fórmula de Barker (1980) para  $\alpha = 2.5$ .

O valor exato de  $\alpha$  a adotar na equação (2) ainda não está completamente claro. Faltam observações da linha [SIV]10.5  $\mu\text{m}$  para estimar melhor a contribuição de S<sup>3+</sup> e, checar os ICFs previstos pelos modelos de fotoionização.

Um fato importante que foi mencionado no nosso trabalho (PM06), é que o ICF poderia apresentar uma evolução temporal, já que sabemos que o número de fótons ionizantes ( $E \geq 13.6$  eV), responsável pela ionização do gás e formação de linhas, diminui com o tempo. Isto ocorre porque o aglomerado ionizante envelhece diminuindo, assim, a dureza de sua radiação. Além disso o número de fótons ionizantes que escapam da nebulosa aumenta com o tempo, em consequência

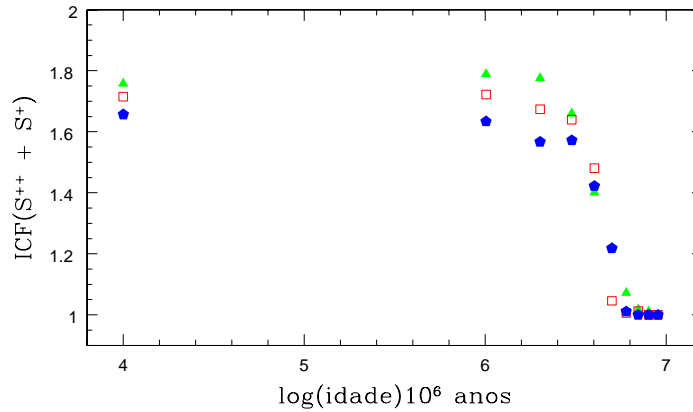


Figura 3.3: ICF do enxofre *versus* idade do *burst* para uma série de modelos de fotoionização. A metalicidade está indicada pelos seguintes símbolos: triângulo para  $Z/Z_{\odot} = 0.05$ , quadrado para  $Z/Z_{\odot} = 0.2$ , e losango para  $Z/Z_{\odot} = 0.4$ .

da evolução geométrica das regiões HII a medida em que vão ficando mais velhas (Cuisinier et al. 2006). Isto é importante para compreender a evolução temporal na intensidade das linhas de emissão nebulares (Stasińska et al. 2001), o que tem consequência direta na variação da quantidade de  $S^{3+}$  e do ICF com o tempo.

A figura 3.3 mostra o ICF do enxofre em função da idade do “*burst*” para uma série de modelos de fotoionização (Stasińska et al. 2001); os modelos correspondem a um *burst* instantâneo com  $M_{up} = 120 M_{\odot}$ ,  $M_{*} = 10^3 M_{\odot}$  e  $n_e = 100 \text{ cm}^{-3}$ . Cada modelo corresponde a uma metalicidade e é representado por um símbolo diferente: triângulo para  $Z/Z_{\odot} = 0.05$ , quadrado para  $Z/Z_{\odot} = 0.2$ , e losango para  $Z/Z_{\odot} = 0.4$ . Olhando a figura 3.3 vemos que de fato existe uma dependência do ICF com a idade do *burst* de FE. O ICF, ou seja, a quantidade de  $S^{3+}$  diminui à medida em que o aglomerado ionizante envelhece. Este comportamento é esperado em função do que foi mencionado no parágrafo anterior. Com isto queremos chamar atenção para o fato de que na hora de interpretar parâmetros físicos de uma nebulosa fotoionizada, devemos ter em mente que as regiões HII evoluem com o tempo.

A seguir apresentamos o artigo, aceito para publicação em novembro de 2005, com os principais resultados obtidos a partir do estudo mostrado neste capítulo.

## Artigo

A E C S A I G N

*E.Pérez-Montero, A.I.Díaz, J.M.Vílchez & C.Kehrig*

**Astronomy & Astrophysics 449, 193-201 (2006)**

# An empirical calibration of sulphur abundance in ionised gaseous nebulae

E. Pérez-Montero<sup>1</sup>, A. I. Díaz<sup>1</sup>, J. M. Vílchez<sup>2</sup>, and C. Kehrig<sup>2,3</sup>

<sup>1</sup> Departamento de Física Teórica, C-XI, Universidad Autónoma de Madrid, 28049, Cantoblanco, Madrid, Spain

e-mail: [enrique.perez; angeles.diaz]@uam.es

<sup>2</sup> Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC) Apartado de Correos 3004. 18080, Granada, Spain

e-mail: [jvm; kehrig]@iaa.es

<sup>3</sup> Observatório Nacional, Rua José Cristino, 77, 20.921-400, Rio de Janeiro – RJ, Brazil

e-mail: kehrig@on.br

Received 16 September 2005 / Accepted 2 November 2005

## ABSTRACT

We have derived an empirical calibration of the abundance of S/H as a function of the  $S_{23}$  parameter, defined using the bright sulphur lines of [SII] and [SIII]. Contrary to the case for the widely used  $O_{23}$  parameter, the calibration remains single valued up to the abundance values observed in the disk HII regions. The calibration is based on a large sample of nebulae for which direct determinations of electron temperatures exist and the sulphur chemical abundances can be directly derived. ICFs, as derived from the [SIV] 10.52  $\mu$  emission line (ISO observations), are shown to be well reproduced by Barker's formula for a value of  $\alpha = 2.5$ . Only about 30% of the objects in the sample require ICFs larger than 1.2. The use of the proposed calibration opens the possibility of performing abundance analysis with red to IR spectroscopic data using S/H as a metallicity tracer.

**Key words.** ISM: abundances – ISM: HII regions

## 1. Introduction

Oxygen is the main abundance tracer in HII regions and HII galaxies, but its abundance is uncertain in those cases in which no direct determination of the electron gas temperature exists therefore requiring the use of empirical or semi-empirical methods. These methods are based on the cooling properties of ionised nebulae which ultimately reflect on the relation between emission line intensities and oxygen abundance. When the cooling is dominated by oxygen, the electron temperature depends inversely on oxygen abundance. Since the intensities of collisionally excited lines depend exponentially on temperature, a relation is expected to exist between these intensities and oxygen abundances. The  $O_{23}$  parameter, also known as  $R_{23}$  and defined as the sum of the intensities of the [OII]  $\lambda\lambda 3727, 29 \text{ \AA}$  and [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$  emission lines relative to  $H\beta$  (Pagel et al. 1979), has been widely used for these purposes.

The relation between  $O_{23}$  and oxygen abundance is two-fold since at high metallicities, the efficiency of the oxygen as a cooling agent decreases the strength of the oxygen emission lines while at low metallicities the cooling is mainly exerted by hydrogen and the oxygen line strengths increase with metallicity. A value of  $12 + \log(O/H)$  of about 8.2 divides the two

different abundance regimes. Although some line ratios have been proposed in order to break this degeneracy, the fact that a large number of HII regions/HII galaxies lie right on the turnover region is of great concern.

On the other hand, the use of S/H as an abundance tracer has been frequently overlooked. Similarly to oxygen, sulphur is an element produced in massive stars through explosive nucleosynthesis and its yield should follow that of O. Nebular S/H abundances are therefore expected to follow O/H and the S/O is expected to remain constant at approximately the solar neighborhood value,  $\log S/O \approx -1.6$  (e.g. Lodders 2003; Bresolin et al. 2004). Empirical tests exploring this have been performed confirming the cosmic nucleosynthetic ratio although the results of some works suggest that this relation should be explored further, particularly at the poorly known metallicity ends: extremely metal deficient HII galaxies (i.e. very low O/H) and HII regions in the inner disk of galaxies (i.e. metal rich central parts with highest O/H abundances).

The strong nebular lines of sulphur are analogous to those of oxygen and hence similar reasoning may be proposed regarding the use of the  $S_{23}$  parameter,  $S_{23} = [SII]\lambda\lambda 6717, 6731 + [SIII]\lambda\lambda 9069, 9532/H\beta$  (Vílchez & Esteban 1996) as an alternative abundance indicator (Díaz & Pérez-Montero 2000), which presents several advantages over oxygen: 1) due to the

longer wavelengths of the lines implied, its relevance as a cooling agent starts at lower temperatures (higher metallicities) which makes the relation to remain single-valued up to solar abundances; 2) their lower dependence on electron temperature renders the lines observable even at over-solar abundances; 3) the lines of both [SII] and [SIII] can be measured relative to nearby hydrogen recombination lines, thus minimizing the effect of any reddening and/or calibration uncertainties. On the negative side, [SIII] lines shift out of the far red spectral region for redshifts higher than 0.1. Given these properties, here we recommend the use of spectroscopy in the red-to-near infrared wavelength range in order to derive physical properties and abundances of HII regions, including the lines from [SIII] $\lambda$ 6312 Å, [SII] $\lambda$ 6717, 31 Å up to the [SIII] $\lambda$ 9069, 9532 Å. These lines can constitute a convenient analogue in this wavelength range to the role played by the [OII] and [OIII] lines in the optical. In addition, within this wavelength range the effects of extinction are less severe, thus favouring the application of this calibration to the study of HII regions located in the Milky Way disk, in the inner regions of galaxies, or to star-forming galaxies/regions affected by a large amount of extinction.

In this paper, following earlier work by Christensen et al. (1997) and by Vermeij et al. (2002), we have explored the behaviour of sulphur emission lines in order to provide a useful abundance calibration of S/H versus  $S_{23}$  over the whole abundance range. This empirical calibration is based on the bright sulphur lines and encompasses the whole range of abundance currently found in HII region studies. This calibration appears to be independent of both O/H and  $O_{23}$ , and is especially suited for observations including (only) the red to near-infrared spectral range (from [SIII] $\lambda$ 6312 Å, H $\alpha$  up to the 1  $\mu$  CCD cut-off). For this wavelength regime, the sulphur lines can be easily scaled to their respective closest Balmer or Paschen recombination line, H $\lambda$  – instead of to H $\beta$  – and  $S_{23}$  can be written as follows:

$$S_{23} = S'_{23} \times \left( \frac{H\lambda}{H\beta} \right)_0$$

where  $S'_{23}$  is the scaled value of  $S_{23}$  and  $(H\lambda/H\beta)_0$  is the theoretical case B recombination ratio.

The calibrations can be extended further to the infrared to include the [SIV] 10.52  $\mu$  line to  $S_{23}$  and defines a new parameter,  $S_{234}$  (Oey & Shields 2000). However, the lack of [SIV] data makes difficult to check its reliability.

In the next section we present the sample of objects used here to establish the sulphur abundance calibration as well as all the selected objects for which reliable ISO [SIV] data have been published. Section 3 is devoted to the study of the ionisation correction factor (ICF), – not yet well established for sulphur –, using selected data of HII regions including [SIV] infrared line fluxes, together with predictions of photoionisation models. In Sect. 4 we present and discuss the proposed empirical calibration of S/H versus  $S_{23}$  and we summarize our conclusions.

## 2. The selected sample of objects and sulphur abundances

Our sample is a combination of different emission line objects ionised by young massive stars: diffuse HII regions in the Galaxy and the Local Group, Giant Extragalactic HII regions (GEHR) and HII galaxies, and therefore does not include planetary nebulae or objects with non-thermal activity. The emission line data along with their corresponding errors have been taken from the literature for all objects except for the extremely metal-poor galaxies studied by Kniazev et al. (2003) that present the strong [SIII] emission line at 9069 Å. The spectra of these objects have been taken from the data base of the DR3 of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS<sup>1</sup>) and the line fluxes have been measured and analyzed using the task SPLOT of the software package IRAF<sup>2</sup>, following the same procedure as in Pérez-Montero & Díaz (2003, hereinafter PMD03). We have found a good agreement between the oxygen emission lines listed by Kniazev et al. (2003) and our measurements. The reddening corrected sulphur emission line fluxes, normalized to  $I(H\beta) = 100$ , which are relevant for this work are listed in Table 1, together with their corresponding reddening constants and errors.

For all the objects of the sample, measurements of the emission lines of [SII] at 6717, 31 Å and of [SIII] at 9069, 9532 Å exist, thus allowing the simultaneous determination of the  $S_{23}$  parameter and the abundances of  $S^+$  and  $S^{2+}$ .

The physical conditions of the ionised gas in each sample object, including electron temperatures, electron density and sulphur abundances, have been computed from the original emission line data using the same procedures as in PMD03, based on the five-level statistical equilibrium model in the task TEMDEN and IONIC, respectively, of the software package IRAF (De Robertis et al. 1987; Shaw & Dufour 1995). The atomic coefficients used are the same as in PMD03 (see Table 4 of that work). Electron densities are determined from the the [SII]  $\lambda$ 6717 Å/ $\lambda$ 6731 Å line ratio. Electron temperatures have been calculated from the [SIII] ( $\lambda$ 9069 Å +  $\lambda$ 9532 Å)/ $\lambda$ 6312 Å line ratio for all but 44 objects of the sample for which the [OIII] ( $\lambda$ 4959 Å +  $\lambda$ 5007 Å)/ $\lambda$ 4363 Å line ratio has been used. For these objects, marked with <sup>b</sup> in Table 2, a theoretical relation between [OIII] and [SIII] electron temperatures has been used:

$$t([SIII]) = 1.05t([OIII]) - 0.08.$$

This relation is based on the grids of photo-ionisation models described in Pérez-Montero & Díaz (2005) and differs slightly from the empirical relation found by Garnett (1992), mostly due to the introduction of the new atomic coefficients for  $S^{2+}$  from Tayal & Gupta (1999).

Regarding [SII] temperatures, for those objects without the [SII] auroral lines at 4068, 4074 Å. we have taken the approximation  $t([SII]) \approx t([OII])$  as valid. For 124 objects of

<sup>1</sup> The SDSS web site is <http://www.sdss.org>

<sup>2</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory.



**Table 1.** Reddening corrected line fluxes for sulphur normalized to  $I(H\beta) = 100$  measured in spectra of SDSS low metallicity galaxies from Kniazev et al. (2003), along with their reddening constants.

Object	[SIII] $\lambda$ 6312 Å	[SII] $\lambda$ 6716 Å	[SII] $\lambda$ 6731 Å	[SIII] $\lambda$ 9069 Å	$C(H\beta)$
<i>SDSS J0133 + 1342</i>	$0.9 \pm 0.2$	$9.9 \pm 0.2$	$8.0 \pm 0.4$	$5.8 \pm 0.4$	0.03
<i>KUG0203 – 100</i>	–	$23.0 \pm 1.1$	$18.6 \pm 1.1$	$19.6 \pm 1.1$	0.19
<i>HS0822 + 3542</i>	$1.4 \pm 0.3$	$2.8 \pm 0.2$	$2.2 \pm 0.2$	$6.0 \pm 0.2$	0.17
<i>IZw18 – NW</i>	$0.8 \pm 0.1$	$2.0 \pm 0.3$	$1.4 \pm 0.1$	$3.9 \pm 0.3$	0.05
<i>IZw18 – SE</i>	$0.5 \pm 0.2$	$3.9 \pm 0.2$	$2.8 \pm 0.2$	$3.4 \pm 0.5$	0.12
<i>SBS 1102 + 606</i>	$1.6 \pm 0.3$	$9.6 \pm 0.6$	$6.7 \pm 0.6$	$10.1 \pm 0.6$	0.15
<i>A1116 + 517</i>	$1.3 \pm 0.3$	$7.9 \pm 0.2$	$5.3 \pm 0.2$	$7.7 \pm 1.8$	0.17
<i>SDSS J1121 + 0324</i>	$1.3 \pm 0.4$	$12.2 \pm 0.8$	$9.6 \pm 0.8$	$4.2 \pm 0.6$	0.20
<i>SDSS J1201 + 0211</i>	$1.0 \pm 0.2$	$5.4 \pm 0.2$	$3.7 \pm 0.2$	$5.0 \pm 0.3$	0.14
<i>CGCG269 – 049</i>	$1.4 \pm 0.3$	$6.5 \pm 0.3$	$3.1 \pm 0.3$	$5.9 \pm 0.7$	0.10

the sample it has been possible to derive  $t[\text{OII}]$  from the  $[\text{OII}]$  ( $\lambda 3726 \text{ \AA} + \lambda 3729 \text{ \AA}$ )/ $\lambda 7325 \text{ \AA}$  line ratio<sup>3</sup>. For the rest of the objects of the sample, marked with <sup>a</sup> in Table 2, not presenting any auroral line in the low excitation zone, we have resorted to the model predicted relations between  $t([\text{OII}])$  and  $t([\text{OIII}])$  found in PMD03 that explicitly take into account the dependence of  $t([\text{OII}])$  on electron density. This can affect the deduced abundances of  $\text{S}^+/\text{H}^+$  by non-negligible factors, larger in all cases than the reported errors.

For those objects for which multiple observations exist we have considered each of them as independent. The final quoted errors in the derived quantities have been calculated by propagating the measurement errors in the emission lines provided by the different authors. This information is not provided for the objects from Dennefeld & Stasińska (1983; reference 4). The ionic abundances of sulphur,  $\text{S}^+/\text{H}^+$  and  $\text{S}^{2+}/\text{H}^+$ , together with the values of the  $S_{23}$  parameter for each object are given in Table 2.

This database include objects covering the entire abundance range from low metallicity HII galaxies, at 1/40 of the solar abundance, up to HII regions in the disks of spirals populating the high metallicity range, up to  $\approx 3 Z_{\odot}$ . Although the data selected for this study have been obtained using different apertures and instrumental configurations and therefore do not constitute a homogeneous sample, they have been reanalysed and ionic abundances have been derived in a homogeneous manner. Using this sample we can study on a firmer basis the empirical relationship between the sulphur abundance and the parameter  $S_{23}$ . In order to do this we explore first the sum of the abundances of  $\text{S}^+$  and  $\text{S}^{2+}$  as a function of  $S_{23}$  and then derive the calibration of the total abundance of sulphur as a function of  $S_{23}$ . The result is plotted in Fig. 1, showing a

relationship with very low scatter for which we have obtained the following quadratic fit:

$$12 + \log\left(\frac{\text{S}^+ + \text{S}^{2+}}{\text{H}^+}\right) = 6.540 + 2.071 \log S_{23} + 0.348 (\log S_{23})^2$$

with a typical dispersion of 0.17 dex, defined as the standard deviation of the residuals of the points.

Since ISO mission, it has also been possible to obtain data of the [SIV] at  $10.52 \mu$  emission line for a selected sample of objects, thus allowing the derivation of the  $\text{S}^{3+}/\text{H}^+$  ionic abundance ratio. We have collected data for 11 HII regions (plus one supernova remnant) in the Large and Small Magellanic Clouds (Vermeij et al. 2002) and for the HII galaxy Mrk 209 (Nollenberg et al. 2002). For all these objects the  $\text{S}^{3+}$  ionic abundances have been recalculated following the procedure described above and using the most recent atomic coefficients from Saraph & Storey (1999). The calculated abundances are listed in Table 3.

The exact contribution of the  $\text{S}^{3+}/\text{H}^+$  ionic abundance to the total abundance of sulphur is a matter of debate. It is clear that an efficient solution to this problem could be reached making use of the measurements of the infrared lines of [SIV] – not yet available for a large sample of objects –.

The ionisation correction factor is a necessary step for the derivation of the empirical sulphur abundance calibration. It has been pointed out that a one-zone ionisation scheme may provide some insight into the situation for not ionisation bounded HII regions of moderate to low ionisation, where the various ions coexist throughout the nebula (e.g. Pagel 1978). For this reason we have presented above the general correlation between  $\text{S}^+ + \text{S}^{2+}$  and  $S_{23}$ . A study of the ionisation correction factor scheme for sulphur is presented in the next section.

### 3. The ICF scheme

Perhaps one of the most difficult aspects in the derivation of total abundances is the question of the ionisation correction factor, ICF. The ICF for sulphur accounts for the contribution of the ionic species not detected in the optical. In high excitation

<sup>3</sup> The  $[\text{OII}] \lambda 7319 \text{ \AA} + \lambda 7330 \text{ \AA}$  lines can have a contribution by direct recombination which increases with temperature. Using the calculated  $[\text{OIII}]$  electron temperatures, we have estimated these contributions to be less than 4% in all cases and therefore we have not corrected for this effect.

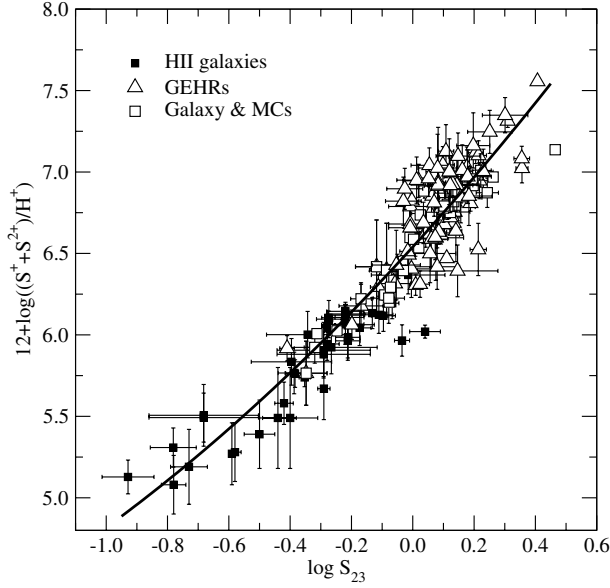
**Table 2.** Sulphur abundances and values of  $\log S_{23}$  for the sample of objects. Objects marked with  $^a(^b)$  have  $S^+(S^{2+})$  abundances derived using electron temperatures based on models from  $t(\text{[OIII]})$ . See text for details.

Object	Ref. <sup>a</sup>	$12 + \log\left(\frac{S^+ + S^{2+}}{H^+}\right)$	$\log S_{23}$	Object	Ref. <sup>a</sup>	$12 + \log\left(\frac{S^+ + S^{2+}}{H^+}\right)$	$\log S_{23}$
M 51 – CCM 10	1	$6.95 \pm 0.10^a$	$0.02 \pm 0.05$	N4A	4	$6.74^a$	0.02
M 51 – CCM53	1	$6.95 \pm 0.14^a$	$0.01 \pm 0.06$	N79E	4	$6.59^{a,b}$	0.00
M 51 – CCM54	1	$6.91 \pm 0.12^a$	$0.08 \pm 0.05$	N191A	4	$6.80^a$	0.14
M 51 – CCM55	1	$7.04 \pm 0.11^a$	$0.05 \pm 0.06$	N80	4	$6.02^{a,b}$	-0.25
M 51 – CCM57	1	$6.82 \pm 0.15^a$	$-0.03 \pm 0.06$	N83	4	$6.24^{a,b}$	-0.09
M 51 – CCM72	1	$6.90 \pm 0.13^a$	$-0.03 \pm 0.06$	N13	4	6.20	-0.08
NGC 1232 – 04	2	$6.43 \pm 0.21^a$	$-0.05 \pm 0.08$	N81	4	$6.29^b$	-0.07
NGC 1232 – 05	2	$7.01 \pm 0.16^a$	$0.16 \pm 0.17$	N66	4	$6.01^{a,b}$	-0.31
NGC 1232 – 07	2	$7.02 \pm 0.21^a$	$0.08 \pm 0.06$	NGC 604 – A	5	$6.82 \pm 0.03^{a,b}$	$0.00 \pm 0.02$
NGC 1232 – 14	2	$6.84 \pm 0.16^a$	$0.16 \pm 0.07$	NGC 604 – C	5	$6.78 \pm 0.02^{a,b}$	$0.09 \pm 0.03$
NGC 1365 – 05	2	$6.92 \pm 0.08^a$	$0.08 \pm 0.01$	NGC 604 – D	5	$7.03 \pm 0.13^a$	$0.18 \pm 0.01$
NGC 1365 – 08	2	$6.81 \pm 0.08^a$	$0.07 \pm 0.01$	NGC 604 – E	5	$7.00 \pm 0.14^a$	$0.23 \pm 0.03$
NGC 1365 – 14	2	$6.96 \pm 0.11^a$	$0.05 \pm 0.01$	NGC 604	5	$6.85 \pm 0.01^{a,b}$	$0.06 \pm 0.01$
NGC 1365 – 15	2	$7.00 \pm 0.05^a$	$0.23 \pm 0.01$	NGC 604	8,5	$6.79 \pm 0.09^b$	$-0.01 \pm 0.07$
NGC 1365 – 16	2	$6.69 \pm 0.13^a$	$0.03 \pm 0.01$	NGC 604	8,22	$6.66 \pm 0.16$	$-0.01 \pm 0.07$
NGC 2997 – 04	2	$6.85 \pm 0.18^a$	$0.18 \pm 0.08$	NGC 604	8,33	$6.68 \pm 0.09^b$	$-0.01 \pm 0.07$
NGC 2997 – 05	2	$6.97 \pm 0.16^a$	$0.18 \pm 0.08$	NGC 595	8,33	$6.78 \pm 0.15^b$	$0.13 \pm 0.08$
NGC 2997 – 06	2	$6.92 \pm 0.16^a$	$0.14 \pm 0.07$	IC 131	8,22	$6.50 \pm 0.18^b$	$0.06 \pm 0.08$
NGC 2997 – 07	2	$6.92 \pm 0.17^a$	$0.13 \pm 0.08$	IC 131	8,33	$6.65 \pm 0.15^b$	$0.06 \pm 0.08$
NGC 2997 – 13	2	$7.10 \pm 0.14^a$	$0.15 \pm 0.07$	NGC 588	8,22	$6.42 \pm 0.14^b$	$0.08 \pm 0.07$
NGC 5236 – 03	2	$6.92 \pm 0.17^a$	$0.12 \pm 0.07$	NGC 588	8,33	$6.63 \pm 0.09^b$	$0.08 \pm 0.07$
NGC 5236 – 06	2	$7.00 \pm 0.20^a$	$0.12 \pm 0.08$	NGC 5471	8,24	$6.18 \pm 0.13^b$	$-0.17 \pm 0.07$
NGC 5236 – 11	2	$7.35 \pm 0.11^a$	$0.30 \pm 0.07$	IC 10 – 2	8,23	$6.61 \pm 0.06^b$	$0.09 \pm 0.06$
NGC 5236 – 16	2	$7.25 \pm 0.13^a$	$0.25 \pm 0.07$	II Zw 40	8,7	$6.13 \pm 0.05$	$-0.22 \pm 0.06$
NGC 628 – H13	3	$6.41 \pm 0.07^a$	$-0.05 \pm 0.02$	II Zw 40	8,14	$6.06 \pm 0.12$	$-0.22 \pm 0.06$
NGC 1232 – CDT1	3	$7.13 \pm 0.16^a$	$0.11 \pm 0.03$	II Zw 40	8,21	$6.11 \pm 0.06^b$	$-0.22 \pm 0.06$
NGC 1232 – CDT2	3	$6.52 \pm 0.16^a$	$0.21 \pm 0.03$	II Zw 40	8,23	$6.14 \pm 0.06^b$	$-0.22 \pm 0.06$
NGC 1232 – CDT3	3	$6.92 \pm 0.09^a$	$0.16 \pm 0.02$	II Zw 40	8,24	$6.12 \pm 0.06^b$	$-0.22 \pm 0.06$
NGC 1232 – CDT4	3	$6.93 \pm 0.07^a$	$0.16 \pm 0.02$	NGC 4861	8,6	$6.37 \pm 0.12$	$-0.02 \pm 0.12$
NGC 2467	4	$6.39^b$	-0.03	NGC 2363	8,26	$5.83 \pm 0.14$	$-0.40 \pm 0.13$
$\eta$ Car	4	6.99	0.19	I Zw 123	8,7	$5.92 \pm 0.16^b$	$-0.27 \pm 0.15$
M 17	4	$6.92^b$	0.20	Mrk 36	8,15	$5.91 \pm 0.17^b$	$-0.19 \pm 0.17$
M 20	4	$6.99^a$	0.20	Mrk 36	8,7	$5.88 \pm 0.14^b$	$-0.19 \pm 0.17$
NGC 3576	4	$7.14^b$	0.46	Mrk 600	8,24	$6.00 \pm 0.14^b$	$-0.34 \pm 0.13$
Orion 1	4	6.93	0.03	I Zw 18	8,23	$5.49 \pm 0.15^{a,b}$	$-0.68 \pm 0.18$
Orion 2	4	$6.97^b$	0.26	I Zw 18	8,24	$5.51 \pm 0.19^{a,b}$	$-0.68 \pm 0.18$
N59A	4	$6.60^a$	-0.01	M 101 – H681	9	$6.06 \pm 0.09^{a,b}$	$-0.20 \pm 0.07$
N44B	4	$6.84^a$	0.09	M 51 – CCM 10	10	$7.16 \pm 0.20^a$	$0.20 \pm 0.05$
N55A	4	$6.88^a$	0.04	M 51 – CCM72	10	$7.56 \pm 0.02^a$	$0.41 \pm 0.00$
N113D	4	$6.90^a$	0.25	NGC 2403 – VS35	11	$6.77 \pm 0.17$	$0.10 \pm 0.03$
N127A	4	6.83	0.12	NGC 2403 – VS24	11	$7.04 \pm 0.11$	$0.10 \pm 0.04$
N159A	4	$6.53^{a,b}$	0.02	NGC 2403 – VS38	11	$6.87 \pm 0.09$	$0.06 \pm 0.02$
N214C	4	$6.75^a$	0.12	NGC 2403 – VS44	11	$6.63 \pm 0.07$	$0.04 \pm 0.02$

Table 2. continued.

Object	Ref. <sup>a</sup>	$12 + \log\left(\frac{S^+ + S^{2+}}{H^+}\right)$	$\log S_{23}$	Object	Ref. <sup>a</sup>	$12 + \log\left(\frac{S^+ + S^{2+}}{H^+}\right)$	$\log S_{23}$
NGC 2403 – VS51	11	6.75 ± 0.17	0.06 ± 0.06	NGC 3310 – M	25	6.85 ± 0.01 <sup>b</sup>	0.06 ± 0.01
NGC 2403 – VS3	11	6.62 ± 0.04	0.06 ± 0.03	II Zw 40	27,7	6.06 ± 0.04	-0.28 ± 0.02
NGC 2403 – VS49	11	6.59 ± 0.17	0.06 ± 0.05	II Zw 40	27,14	6.04 ± 0.05	-0.28 ± 0.02
NGC 2403 – VS48	11	6.60 ± 0.26	0.08 ± 0.09	II Zw 40	27,21	6.06 ± 0.04	-0.28 ± 0.02
NGC 7714 – A	12	6.81 ± 0.05 <sup>a</sup>	0.19 ± 0.01	II Zw 40	27,23	6.10 ± 0.04	-0.28 ± 0.02
NGC 7714 – N110	12	6.99 ± 0.11 <sup>a</sup>	0.18 ± 0.05	II Zw 40	27,24	6.06 ± 0.04	-0.28 ± 0.02
NGC 7714 – B	12	6.31 ± 0.06 <sup>a</sup>	0.01 ± 0.02	Mrk 5	27,15	6.19 ± 0.09	0.07 ± 0.02
NGC 7714 – C	12	6.41 ± 0.18 <sup>a</sup>	0.00 ± 0.09	SBS0749+568	27,17	6.04 ± 0.11	-0.17 ± 0.04
NGC 7714 – N	12	6.95 ± 0.11 <sup>a</sup>	0.22 ± 0.05	SBS0926+606	27,17	6.04 ± 0.11	-0.17 ± 0.04
NGC 2363 – A2	13	5.92 ± 0.08	-0.41 ± 0.02	Mrk 709	27,30	5.97 ± 0.10	-0.04 ± 0.02
M 101 – H1013	18	7.12 ± 0.07	0.21 ± 0.02	Mrk 22	27,16	6.12 ± 0.11	-0.11 ± 0.05
M 101 – H1105	18	6.95 ± 0.06	0.18 ± 0.02	Mrk 1434	27,17	5.76 ± 0.08	-0.38 ± 0.03
M 101 – H1159	18	6.68 ± 0.09	0.10 ± 0.03	Mrk 36	27,7	5.96 ± 0.12	-0.21 ± 0.04
M 101 – H1170	18	7.08 ± 0.08	0.36 ± 0.03	Mrk 36	27,15	5.98 ± 0.13	-0.21 ± 0.04
M 101 – H1176	18	6.82 ± 0.06	0.14 ± 0.02	VIIZw403	27,17	6.10 ± 0.11	-0.27 ± 0.04
M 101 – H1216	18	6.55 ± 0.07	0.01 ± 0.03	UM461	27,15	5.74 ± 0.06	-0.35 ± 0.02
M 101 – H128	18	6.81 ± 0.07	0.11 ± 0.02	UM462	27,15	6.13 ± 0.10	-0.13 ± 0.04
M 101 – H143	18	6.73 ± 0.09	0.13 ± 0.03	Mrk 209	27,17	5.94 ± 0.10	-0.28 ± 0.04
M 101 – H149	18	6.72 ± 0.07	0.12 ± 0.02	IZw18 – SE	28	5.31 ± 0.12 <sup>b</sup>	-0.78 ± 0.07
M 101 – H336 (S5)	18	7.10 ± 0.09	0.21 ± 0.03	IZw18 – NW	28	5.13 ± 0.10 <sup>b</sup>	-0.93 ± 0.08
M 101 – H409	18	6.63 ± 0.07	0.08 ± 0.03	UGC4483	29	5.77 ± 0.13	-0.39 ± 0.05
M 101 – H67	18	6.60 ± 0.14	0.07 ± 0.03	N160 – A1	31	6.91 ± 0.06	0.17 ± 0.03
M 101 – NGC 5471A	18	6.29 ± 0.07	-0.11 ± 0.03	N160 – A2	31	6.86 ± 0.07	0.14 ± 0.03
M 101 – NGC 5471B	18	6.31 ± 0.08	0.02 ± 0.03	N159 – 5	31	7.01 ± 0.10	0.22 ± 0.03
M 101 – NGC 5471C	18	6.42 ± 0.08	-0.05 ± 0.03	N157 – B	31	6.87 ± 0.09	0.24 ± 0.04
M 101 – NGC 5471D	18	6.51 ± 0.10	-0.02 ± 0.03	30Dor – 1	31	6.72 ± 0.08	0.06 ± 0.02
M 101 – S5	19	7.31 ± 0.04	0.31 ± 0.00	30Dor – 2	31	6.80 ± 0.09	0.11 ± 0.02
SDSS J0133+1342	20,34	5.58 ± 0.13 <sup>a</sup>	-0.42 ± 0.03	30Dor – 3	31	6.87 ± 0.06	0.14 ± 0.02
KUG 0203–100	20,34	6.02 ± 0.04 <sup>a</sup>	0.04 ± 0.05	30Dor – 4	31	6.79 ± 0.08	0.12 ± 0.02
HS 0822+3542	20,34	5.27 ± 0.19 <sup>a</sup>	-0.59 ± 0.01	N11 – A	31	6.78 ± 0.09	0.10 ± 0.03
IZw 18 – NW	20,34	5.08 ± 0.18 <sup>a</sup>	-0.78 ± 0.04	N83 – B	31	6.82 ± 0.07	0.13 ± 0.03
IZw 18 – SE	20,34	5.19 ± 0.23 <sup>a</sup>	-0.73 ± 0.06	N79 – A	31	6.96 ± 0.07	0.19 ± 0.02
SBS 1102+606	20,34	5.67 ± 0.19 <sup>a</sup>	-0.29 ± 0.02	N4 – A	31	6.79 ± 0.07	0.10 ± 0.02
A1116+517	20,34	5.49 ± 0.31 <sup>a</sup>	-0.40 ± 0.09	N88 – A	31	5.92 ± 0.10	-0.32 ± 0.03
SDSS J1121+0324	20,34	5.49 ± 0.31 <sup>a</sup>	-0.44 ± 0.06	N66	31	6.23 ± 0.15	-0.08 ± 0.05
SDSS J1201+0211	20,34	5.28 ± 0.18 <sup>a</sup>	-0.58 ± 0.02	N81	31	6.22 ± 0.10	-0.17 ± 0.03
CGCG 269–049	20,34	5.39 ± 0.21 <sup>a</sup>	-0.50 ± 0.05	S209	32	5.76 ± 0.20 <sup>b</sup>	-0.35 ± 0.07
M 101 – NGC 5455	22	6.75 ± 0.10 <sup>a,b</sup>	0.14 ± 0.05	S127	32	6.42 ± 0.29 <sup>b</sup>	-0.12 ± 0.07
M 101 – NGC 5471	22	6.31 ± 0.10 <sup>a,b</sup>	-0.06 ± 0.05	S128	32	6.40 ± 0.29 <sup>b</sup>	-0.09 ± 0.06
NGC 3310 – A	25	6.82 ± 0.03 <sup>a</sup>	0.00 ± 0.02	MA2	33	6.94 ± 0.34 <sup>b</sup>	0.08 ± 0.02
NGC 3310 – B	25	6.78 ± 0.02 <sup>b</sup>	0.09 ± 0.03	NGC 604	33	6.76 ± 0.03 <sup>b</sup>	0.06 ± 0.01
NGC 3310 – C	25	7.03 ± 0.13	0.18 ± 0.01	NGC 595	33	7.02 ± 0.09 <sup>b</sup>	0.36 ± 0.02
NGC 3310 – E	25	7.00 ± 0.14	0.23 ± 0.03				

<sup>a</sup> References are: 1. Bresolin et al. (2004); 2. Bresolin et al. (2005); 3. Castellanos et al. (2002); 4. Dennefeld & Stasinska (1983); 5. Díaz et al. (1987); 6. Dinnerstein & Shields (1986); 7. French (1980); 8. Garnett (1989); 9. Garnett & Kennicutt (1994); 10. Garnett et al. (2004); 11. Garnett et al. (1997); 12. González-Delgado et al. (1995); 13. González-Delgado et al. (1994); 14. Guseva et al. (2000); 15. Izotov & Thuan (1998); 16. Izotov et al. (1994); 17. Izotov et al. (1997); 18. Kennicutt et al. (2003); 19. Kinkel & Rosa (1994); 20. Kniazev et al. (2003); 21. Kunth & Sargent (1983); 22. Kwitter & Aller (1981); 23. Lequeux et al. (1979); 24. Pagel et al. (1992); 25. Pastoriza et al. (2003); 26. Peimbert et al. (1986); 27. Pérez-Montero & Díaz (2003); 28. Skillman & Kennicutt (1993); 29. Skillman et al. (1994); 30. Terlevich et al. (1991); 31. Vermeij et al. (2002); 32. Vílchez & Esteban (1996); 33. Vílchez et al. (1988); 34. this work.



**Fig. 1.** The calculated sulphur abundance for the objects of the sample versus the  $S_{23}$  parameter. The thick line represents the quadratic fit of the points.

nebulae a large fraction of the sulphur can be found in the  $S^{3+}$  stage, whose prominent emission lines of [SIV] are observed in the mid-IR at  $10.52 \mu$ . Therefore, in order to derive the total abundance of sulphur it is necessary to correct for the presence of  $S^{3+}$  in those objects for which there are no observations in the mid-IR, as follows:

$$\begin{aligned} \frac{N(S)}{N(H)} &= ICF(S^+ + S^{2+}) \cdot \frac{N(S^+ + S^{2+})}{N(H^+)} \\ &= \frac{N(S^+ + S^{2+} + S^{3+})}{N(S^+ + S^{2+})} \cdot \frac{N(S^+ + S^{2+})}{N(H^+)} \end{aligned}$$

The first proposed ICF scheme for sulphur (Peimbert & Costero 1969) was based on the similarity of the ionisation potentials of  $O^+$  (35.1 eV) and  $S^{2+}$  (34.8 eV)

$$ICF(S^+ + S^{2+}) = \frac{N(O)}{N(O^+)}$$

Nevertheless, some authors have pointed out that this relation has a strong correlation with the ionisation degree of the nebula (e.g. Barker 1978; Pagel 1978), thus implying an overestimation of the sulphur abundance in nebulae with low electron temperature. Barker (1980) proposed a new relation, based on the photoionisation models of Stasińska (1978):

$$ICF(S^+ + S^{2+}) = \left[ 1 - \left( 1 - \frac{N(O^+)}{N(O)} \right)^\alpha \right]^{-1/\alpha}$$

for which he proposed a value of  $\alpha = 3$ . The ICF from Peimbert & Costero corresponds to a value for  $\alpha = 1$  in this expression. Later, Izotov et al. (1994), based on photoionisation models from Stasińska (1990) gave a fit for this ICF that is quite similar to the Barker formula for  $\alpha = 2$ .

In Fig. 2 we show our computation of the  $ICF(S^+ + S^{2+})$  as a function of  $\log(O^+/O)$  using the data listed in Table 3,

**Table 3.** Abundances of  $S^{3+}$  for the objects for which there are ISO observations of the [SIV]  $10.52 \mu$  emission line and the corresponding  $ICF(S^+ + S^{2+})$ .

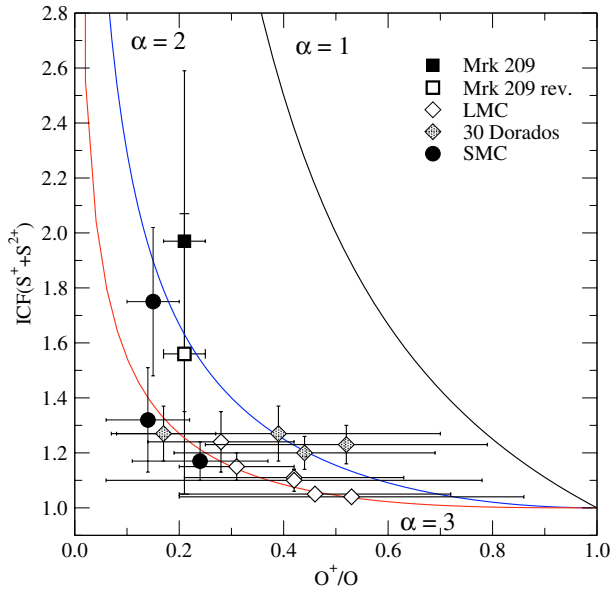
Object	Ref. <sup>a</sup>	$12 + \log\left(\frac{S^{3+}}{H^+}\right)$	$ICF(S^+ + S^{2+})$
Mrk 209	1	$5.93 \pm 0.20$	$1.97 \pm 0.62$
Mrk 209 <sup>b</sup>	1	$5.68 \pm 0.23$	$1.56 \pm 0.76$
N160-A1	2	$6.08 \pm 0.11$	$1.15 \pm 0.05$
N160-A2	2	$5.90 \pm 0.10$	$1.11 \pm 0.03$
N159-5	2	$6.03 \pm 0.10$	$1.10 \pm 0.04$
N157-B	2	$5.54 \pm 0.12$	$1.05 \pm 0.02$
30Dor-1	2	$6.16 \pm 0.11$	$1.27 \pm 0.10$
30Dor-2	2	$6.24 \pm 0.11$	$1.27 \pm 0.10$
30Dor-3	2	$6.16 \pm 0.10$	$1.20 \pm 0.06$
30Dor-4	2	$6.15 \pm 0.10$	$1.23 \pm 0.07$
N83-B	2	$5.45 \pm 0.12$	$1.04 \pm 0.02$
N4-A	2	$6.17 \pm 0.15$	$1.24 \pm 0.11$
N88-A	2	$5.80 \pm 0.10$	$1.75 \pm 0.27$
N66	2	$5.73 \pm 0.15$	$1.32 \pm 0.19$
N81	2	$5.45 \pm 0.11$	$1.17 \pm 0.07$

<sup>a</sup> The corresponding references for the emission line data of [SIV] at  $10.5 \mu$  are: 1. Nollenberg et al. (2002); 2. Vermeij et al. (2002).

<sup>b</sup> Assuming a constant  $S^{3+}/S^{2+}$  ratio from the [SIII] lines in the near-IR from PMD03.

for three different values of  $\alpha = 1, 2, 3$ . It is apparent in this plot that most points are better matched for  $\alpha$  values between 2 and 3. Only one point, corresponding to a HII galaxy (Mrk 209, solid square), shows an ICF for a value of  $\alpha$  even lower than 2. Since the  $S^{2+}$  abundances obtained from the [SIII] line at  $18.71 \mu$  from the ISO observations from Nollenberg et al. (2002) are much higher than those obtained from the near-IR [SIII] (PMD03), we have recalculated  $S^{3+}$  abundances assuming a constant  $S^{3+}/S^{2+}$  ratio. This value is showed in Table 3 and is represented as an open square in Figs. 2 and 3. Although showing a large error bar, the new value lies within the zone of  $\alpha$  between 2 and 3, in better agreement with the values predicted by photo-ionisation models (PMD03).

Since the relevant lines for sulphur abundance determination are in the red to near infrared range, we try to relate the ICF scheme of sulphur to the ionisation structure as seen in this wavelength range. This approach has the extra advantage of reducing the effect of reddening in the line ratios currently used. In order to derive a new ICF scheme for sulphur based only on the red-to-near infrared information, we need to combine available data and compute new models for reference objects for which we know all the relevant ionic abundances of sulphur. We have computed this relation as shown in Fig. 3. In this plot, we present the  $ICF(S^+ + S^{2+})$  vs.  $\log([SIII]/[SII])$  predicted by photo-ionisation models using CoStar model atmospheres of different effective temperatures (35 kK, 40 kK, 50 kK, Pérez-Montero & Díaz 2005) and HII galaxy models (Pérez-Montero & Díaz 2004), together with all the observed points available. The ICF predicted by a model with a single-star of  $T_{\text{eff}} = 35 \text{ kK}$  always gives  $ICF = 1$  no



**Fig. 2.** Ionisation correction factor for the sum of S<sup>+</sup> and S<sup>2+</sup> versus the O<sup>+</sup>/O ratio for the sample of objects listed in Table 3. The solid lines represent the Barker's formula for different values of the  $\alpha$  parameter. Squares represent different values for Mrk 209 (see text for details), diamonds for HII regions in the Large Magellanic Cloud and circles in the Small Magellanic Cloud.

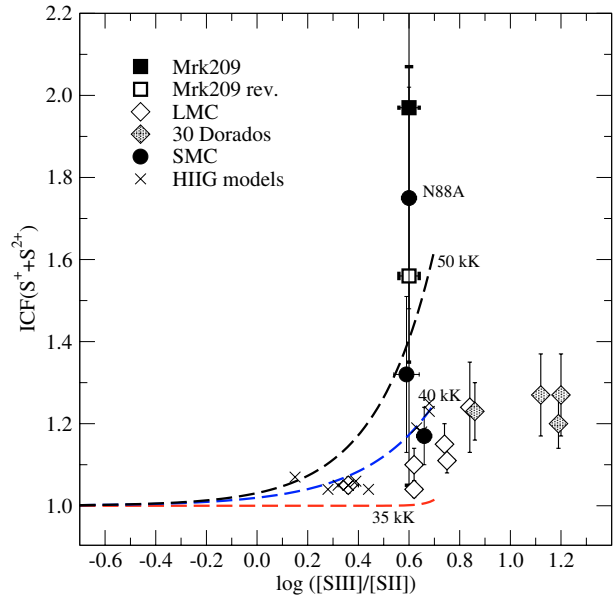
matter the excitation. The ICF predicted for objects presenting  $\log ([\text{SIII}]/[\text{SII}]) \leq 0.2$  remains small,  $1.0 \leq \text{ICF} \leq 1.05$ . Above  $\log ([\text{SIII}]/[\text{SII}]) = 0.4$ , the ICF model predictions begin to diverge. This behaviour seems to be followed by the data. Giant HII region points cluster around the locus of 40 kK models, except in the case of N88A, an SMC reddened, very young HII region breaking out of its natal cloud (Heydari-Malayeri et al. 1999). In this plot this giant HII region is located closed to Mrk 209, the only HII galaxy in Table 3. This indicates a hotter ionising source and a larger ICF. This behaviour could be consistent with the prediction from single burst evolutionary models (e.g. Stasińska et al. 2001) since HII galaxies typically host younger ionizing clusters than giant HII regions (Terlevich et al. 2004). Under this assumption, the equivalent width of H $\alpha$ , an age indicator, should provide a useful constraint.

#### 4. Discussion

Earlier works by Christensen et al. (1997) and by Vermeij et al. (2002) have explored the abundance calibration of S/H versus S<sub>23</sub>. Christensen et al. (1997) proposed a linear S<sub>23</sub> calibration as follows

$$12 + \log \left( \frac{\text{S}}{\text{H}} \right) = 6.485 + 1.218 \log S_{23}$$

using data from giant HII regions and HII galaxies and complementary model predictions from Stasińska (1990). Although these points included some high metallicity HII regions of M 51 from Diaz et al. (1991), as well as lower metallicity objects from Garnett (1989), the whole abundance range was not



**Fig. 3.** Ionisation correction factor for the sum of S<sup>+</sup> and S<sup>2+</sup> versus  $\log ([\text{SIII}]/[\text{SII}])$  for the sample of objects listed in Table 3. The dashed lines represent the results from photo-ionisation models for CoStar single star atmospheres with the labelled effective temperature. Crosses represent results from photo-ionisation tailored models of HII galaxies. The rest of the symbols are the same as in Fig. 2.

sufficiently well sampled. They claimed that more data were needed before a definite conclusion could be drawn.

Vermeij et al. (2002) derived sulphur abundances for a new data set of optical and infrared spectra of HII regions in the Large and Small Magellanic Clouds. This information allowed these authors to derive all the ionic fractions of sulphur; including S<sup>3+</sup> from the ISO [SIV] 10.5  $\mu$  line for their sample objects. They present a comparison of their S/H abundance points vs. S<sub>23</sub> and S<sub>234</sub> with model calculations for  $\log U = 0, -1, -2$ , and  $-3$ . The following relation was found between  $\log S_{23}$  and  $\log (\text{S}/\text{H})$

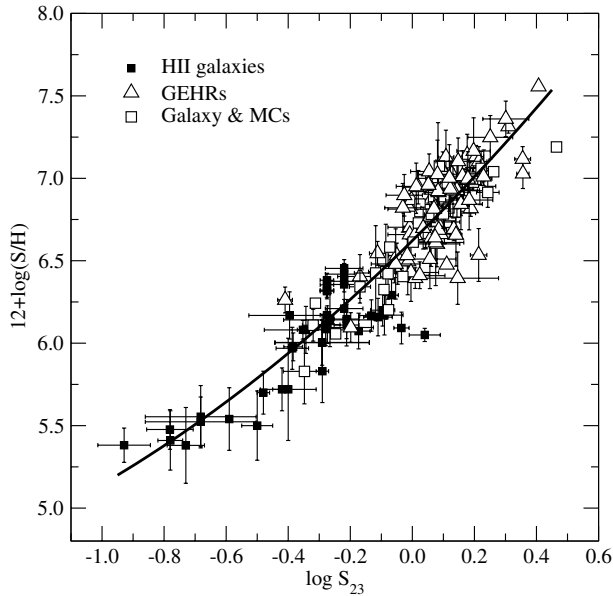
$$\log \left( \frac{\text{S}}{\text{H}} \right) = -5.65 + 1.50 \log S_{234}.$$

However, no relation was proposed for S/H and S<sub>23</sub>.

In this work, we present an empirical abundance calibration, based on bright sulphur lines, which encompasses the whole range of abundance currently found in HII region studies. This calibration is firmly based on an extended homogeneous data base. In Fig. 4 we present the relation between the S<sub>23</sub> parameter and the total abundance of sulphur for all the objects of our sample, taking into account the ionic abundances of S<sup>+</sup>, S<sup>2+</sup> and the ICF corresponding to the formula of Barker for  $\alpha = 2.5$  which is the value that best fits the available points. The best quadratic fit to the data gives:

$$12 + \log \left( \frac{\text{S}}{\text{H}} \right) = 6.622 + 1.860 \log S_{23} + 0.382 (\log S_{23})^2$$

with a dispersion of 0.185 dex in the range of  $-1.0 \leq \log (S_{23}) \leq 0.5$ .



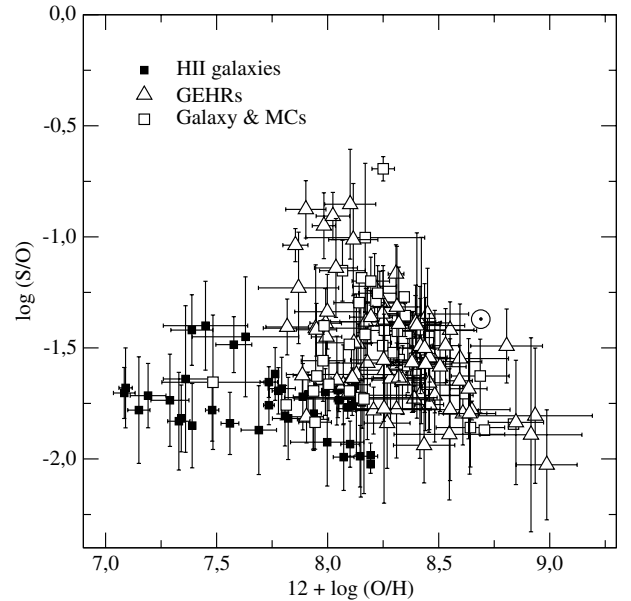
**Fig. 4.** Calculated total sulphur abundance for the objects of the sample versus the  $S_{23}$  parameter. The thick line represents the empirical calibration proposed in this work.

This calibration is, to first order, independent of both  $O/H$  and  $O_{23}$ , and is especially suited to observations including only the red to near-infrared spectral ranges (from  $[SIII]\lambda 6312 \text{ \AA}$ ,  $H\alpha$  up to the  $1 \mu$  CCD cut-off). Although the  $S_{23}$  parameter is possibly double valued, like  $R_{23}$ , the turnover region for  $S_{23}$  is located above the range of sulphur abundances currently found in disk HII regions.

The calibration is, to some extent, affected by the ICF calculation scheme. However, only 34% of the objects in our sample show an ICF larger than 1.2 as derived from Barker's expression ( $\alpha = 2.5$ ) and all of them show  $\log([SIII]/[SII]) > 0.4$ , where model predictions are more uncertain. The calibration of  $(S^+ + S^{2+})/H^+$  vs.  $S_{23}$  does not differ much from that of  $S/H$  vs.  $S_{23}$  (see Figs. 1 and 4) and the values obtained from both for a given  $S_{23}$  are within the quoted uncertainty in most cases.

This calibration makes possible the use of  $S/H$  as a metallicity tracer in ionized nebulae. Its translation however to an  $O/H$  abundance relies on the assumption that the  $S/O$  ratio remains constant at all abundances. This point remains controversial (see e.g. Lodders 2003; Bresolin et al. 2004). Figure 5 shows the  $S/O$  ratio vs.  $12 + \log(O/H)$  for the objects in our sample. For all of them, the  $O/H$  abundance has been calculated following the scheme presented in Pérez-Montero & Díaz (2005). It can be seen from the figure that HII galaxy data are consistent with a constant  $S/O$  ratio, but significantly lower than the solar ratio. Four galaxies deviate from this trend (UGC 4483, KUG 0203-100, Mrk 709 and SDSS J1121+0324). One of them, Mrk 709, also shows a large value of  $N/O$  (PMD03). Regarding disk HII regions the dispersion is much larger and the assumption of a constant  $S/O$  is highly questionable.

Thus, following earlier work by Christensen et al. (1997) and Vermeij et al. (2002), we have derived an empirical calibration of the abundance of  $S/H$  as a function of the  $S_{23}$



**Fig. 5.** Representation of the quotient of  $S/O$  versus  $O/H$  for the compiled sample and the solar value.

parameter, defined using bright sulphur lines, which we recommend as a useful tool to derive  $S/H$  within a wide abundance range of 2 dex, keeping a statistical error of 0.18 dex rms. This abundance range appears well suited to deal with objects from low metallicity HII galaxies to high metallicity HII regions located in the inner parts of the disks of spirals.

*Acknowledgements.* This work has been partially supported by projects AYA-2004-08260-C03-02 and AYA-2004-08260-C03-03 of the Spanish National Plan for Astronomy and Astrophysics.

## References

- Barker, T. 1978, *ApJ*, 219, 914
- Barker, T. 1980, *ApJ*, 240, 99
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, R. C. 2004, *ApJ*, 615, 228
- Bresolin, F., Schaerer, D., González-Delgado, R., & Stasińska, G. 2005, *A&A*, 441, 981
- Castellanos, M., Díaz, A. I., & Terlevich, E. 2002, *MNRAS*, 329, 315
- Christensen, T., Petersen, L., & Gammelgaard, P. 1997, *A&A*, 322, 41
- Dennefeld, M., & Stasińska, G. 1983, *A&A*, 118, 234
- De Robertis, M. M., Dufour, R. J., & Hunt, R. W. 1987, *JRASC*, 81, 195
- Díaz, A. I., & Pérez-Montero, E. 2000, *MNRAS*, 312, 130 (DPM00)
- Díaz, A. I., Terlevich, E., Pagel, B. E. J., Vílchez, J. M., & Edmunds, M. G. 1987, *MNRAS*, 226, 19
- Díaz, A. I., Terlevich, E., Vílchez, J. M., Pagel, B. E. J., & Edmunds, M. G. 1991, *MNRAS*, 253, 245
- Dinerstein, H. L., & Shields, G. A. 1986, *ApJ*, 311, 45
- French, H. B. 1980, *ApJ*, 240, 41
- Garnett, D. R. 1989, *ApJ*, 345, 282
- Garnett, D. R. 1992, *AJ*, 103, 1330
- Garnett, D. R., & Kennicutt, R. C. 1994, *ApJ*, 426, 123
- Garnett, D. R., Dufour, R. J., Peimbert, M., et al. 1995, *ApJ*, 449, 77
- Garnett, D. R., Shields, G. A., Skillman, E. D., Sagan, S. P., & Dufour, R. J. 1997, *ApJ*, 469, 93
- Garnett, D. R., Kennicutt, R. C., & Bresolin, F. 2004, *ApJ*, 607, L21

- González-Delgado, R. M., Pérez, E., Tenorio-Tagle, G., et al. 1994, *ApJ*, 437, 239
- González-Delgado, R. M., Pérez, E., Díaz, A. I., et al. 1995, *ApJ*, 439, 604
- Guseva, N. G., Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2000, *ApJ*, 531, 776
- Heydari-Malayeri, M., Charmandaris, V., Deharveng, L., Rosa, M. R., & Zinnecker, H. 1999, *A&A*, 347, 841
- Izotov, Y. L., & Thuan, T. X. 1998, *ApJ*, 500, 188
- Izotov, Y. L., Thuan, T. X., & Lipovetsky, V. A. 1994, *ApJ*, 435, 647
- Izotov, Y. L., Thuan, T. X., & Lipovetsky, V. A. 1997, *ApJS*, 108, 11
- Kennicutt, R. C., & Garnett, D. R. 1996, *ApJ*, 456, 504
- Kennicutt, R. C., Bresolin, F., French, H., & Martin, P. 2000, *ApJ*, 537, 589
- Kennicutt, R. C., Bresolin, F., & Garnett, D. R. 2003, *ApJ*, 591, 801
- Kinkel, U., & Rosa, M. R. 1994, *A&A*, 282, 37
- Kniazev, A. Y., Grebel, E. K., Hao, L., et al. 2003, *ApJ*, 593, L73
- Kunth, D., & Sargent, W. L. W. 1983, *ApJ*, 273, 81
- Kwitter, K. B., & Aller, L. H. 1981, *MNRAS*, 195, 939
- Lequeux, J., Rayo, J. F., Serrano, A., Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Nollenberg, J. G., Skillman, E. D., Garnett, D. R., & Dinerstein, H. L. 2002, *ApJ*, 581, 1002
- Oey, M. S., & Shields, J. C. 2000, *ApJ*, 539, 687
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S., & Smith, G. 1979, *MNRAS*, 189, 95
- Pagel, B. E. J., Simonson, E. A., Terlevich, R. J., & Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 255, 325
- Pastoriza, M. G., Dottori, H. A., Terlevich, E., Terlevich, R., & Díaz, A. I. 1993, *MNRAS*, 260, 177
- Peimbert, M., & Costero, R. 1969, *BAAS*, 1, 256
- Peimbert, A., Peimbert, M., & Luridiana, V. 2002, *ApJ*, 565, 668
- Peimbert, M., Peña, M., & Torres-Peimbert, S. 1986, *A&A*, 158, 266
- Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I. 2003, *MNRAS*, 346, 105 (PMD03)
- Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I. 2004, *ASPC*, 322, 213
- Pérez-Montero, E., & Díaz, A. I. 2005, *MNRAS*, 361, 1063
- Saraph, H. E., & Storey, P. J. 1999, *A&AS*, 134, 369
- Skillman, E. D., & Kennicutt, R. C. 1993, *ApJ*, 411, 655
- Skillman, E. D., Terlevich, R. J., Kennicutt, R. C. Jr., Garnett, D., & Terlevich, E. 1994, *ApJ*, 431, 172
- Skillman, E. D., Côté, S., & Miller, B. W. 2003, *AJ*, 125, 593
- Stasińska, G. 1978, *A&A*, 66, 257
- Stasińska, G. 1990, *A&AS*, 83, 501
- Stasińska, G., & Leitherer, C. 1996, *ApJS*, 107, 661
- Storey, P. J., & Hummer, D. G. 1995, *MNRAS*, 272, 41
- Tayal, S. S., & Gupta, G. P. 1999, *ApJ*, 526, 541
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M., & Copetti, M. V. F. 1991, *A&AS*, 91, 285
- Terlevich, R., Silich, S., Rosa-González, D., & Terlevich, E. 2004, *MNRAS*, 348, 1191
- Vermeij, R., Damour, J. M., van der Hulst, J. M., & Baluteau, J.-P. 2002, *A&A*, 390, 649
- Vílchez, J. M., & Esteban, C. 1996, *MNRAS*, 280, 720
- Vílchez, J. M., Pagel, B. E. J., Díaz, A. I., Terlevich, E., & Edmunds, M. G. 1988, *MNRAS*, 235, 633

# Capítulo 4

## Espectroscopia de campo integral: IIZw70

### 4.1 Introdução

Durante o estudo da nossa amostra de galáxias HII (Kehrig et al. 2004, 2006) comprovamos a necessidade de dispor de informação espacial, já que estas galáxias, inclusive as mais compactas, apresentam várias RFE. Neste sentido a espectroscopia de campo integral (IFS<sup>1</sup>), devido a sua capacidade para guardar informação tanto espacial como espectral, é uma técnica adequada para o estudo de objetos para os quais o gás ionizado mostra uma estrutura complexa, como é o caso das galáxias HII (ex: Telles et al. 1997, Papaderos et al. 2002). Estudar a distribuição espacial das propriedades físicas e cinemáticas do gás ionizado, e das propriedades dos aglomerados ionizantes em galáxias HII é importante para um melhor entendimento da interação entre a população estelar massiva e o ISM nestes objetos. A grande maioria dos estudos espectroscópicos sobre galáxias HII utilizam espectroscopia de fenda, existindo ainda pouca informação obtida através de espectrógrafos 3D, mais comumente conhecidos como IFUs<sup>2</sup>.

Podemos dizer que o objetivo principal deste capítulo é colocar de manifesto a utilidade da IFS no estudo do gás ionizado em galáxias HII. Por este motivo os dados observacionais apresentados neste capítulo foram adquiridos com o IFU PMAS (descrito brevemente na seção seguinte) para a galáxia HII IIZw70, a qual junto com sua companheira IIZw71 forma um par de galáxias anãs em interação (Cox et al. 2001).

Este capítulo está estruturado da seguinte forma. Primeiramente explicamos a técnica obser-

---

<sup>1</sup>Do inglês Integral Field Spectroscopy

<sup>2</sup>Do inglês Integral Field Unit



vacional da IFS e suas vantagens. Depois descrevemos as observações, ferramentas usadas para a visualização de dados 3D e o processo de redução de dados. Em seguida apresentamos o trabalho realizado com IFS para a galáxia HII IIZw70 (em formato de artigo) através do qual analisamos a morfologia da galáxia utilizando mapas de contínuo e de linhas de emissão, detectamos pela primeira vez a presença de estrelas Wolf-Rayet (WR) em IIZw70 e também foi feita uma análise sobre a variação da abundância total de oxigênio numa área projetada de aproximadamente  $300 \times 400 \text{ pc}^2$ , a qual coincide com parte da zona de maior brilho superficial da galáxia. Considerando os erros observacionais, não observamos nenhuma inomogeneidade química na galáxia. Um breve estudo sobre a distribuição espacial das propriedades cinemáticas mostra que a maior parte dos valores obtidos para a dispersão de velocidade são superiores a 10 km/s, indicando um movimento supersônico do gás ionizado. Além disso vimos que a região central da galáxia, onde a emissão das linhas nebulares é mais intensa, o mapa de dispersão de velocidade apresenta seus menores valores. Figuras relacionadas com a interpretação e análise dos resultados apresentados no artigo, são também mostradas no final deste capítulo.

## 4.2 Espectroscopia de campo integral: a técnica e suas vantagens

Nesta seção fazemos uma breve descrição da técnica observacional utilizada neste capítulo.

As duas técnicas observacionais mais tradicionais na astrofísica são a fotometria e a espectroscopia de fenda. As imagens CCD aportam informação em duas dimensões do brilho de um objeto:  $I(x,y)$ . Já a espectroscopia nos permite decompor a luz que recebemos das estrelas e galáxias em distintos comprimentos de onda. A espectroscopia de fenda por exemplo decompõe a luz que vem de uma linha de pontos, nos dando informação em duas dimensões, onde uma dimensão é a posição ao longo da fenda e a outra é o comprimento de onda,  $\lambda$ :  $I(x,\lambda)$  (ver figura 4.1). Porém esta técnica apresenta vários problemas que, se não são levados em conta, podem afetar significativamente os resultados obtidos e sua interpretação física. Primeiramente, se quisermos estudar as distintas RFE numa galáxia, na maioria dos casos precisamos tomar vários espectros em diferentes posições. Este fato não exige somente longos períodos de observação mas também está sujeito a variações nas condições atmosféricas e instrumentais. Um segundo problema está relacionado à precisão no posicionamento da fenda, que poderia ser a razão para as discrepâncias algumas vezes encontradas entre resultados de diferentes trabalhos.

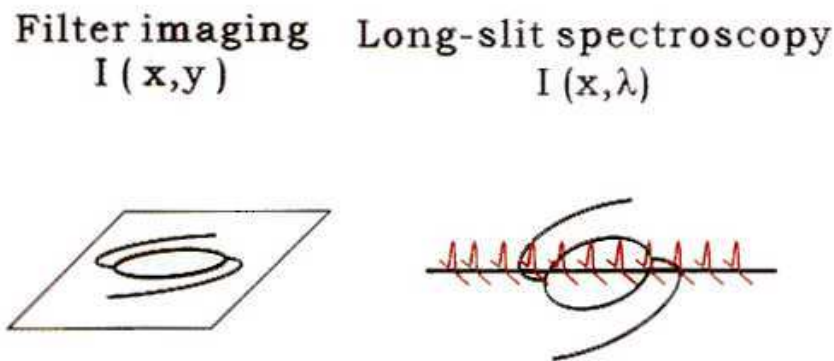


Figura 4.1: Técnicas clássicas de observação: imagem e espectroscopia de fenda (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno).

Uma técnica que unificasse imagem e espectroscopia poderia nos fornecer informação 3D,  $I(x,y,\lambda)$ . Porém o problema está em como guardar três variáveis ( $x$ ,  $y$  e  $\lambda$ ) num detector de duas dimensões. A solução clássica consiste em utilizar os métodos sequenciais, que usam o tempo como terceira dimensão (o tempo varre uma das 3 dimensões). Exemplos de métodos sequenciais são o escaneado com fenda e a interferometria Fabry-Pérot (ver figura 4.2). A principal desvantagem destas técnicas é que as distintas partes do cubo de dados são obtidas sob diferentes condições instrumentais e atmosféricas. Além disso são técnicas pouco eficientes no sentido de que requerem muito tempo de observação para obter o número de exposições necessárias.

Para superar estes problemas surge a IFS<sup>3</sup> (também conhecida como espectroscopia 2D, espectroscopia 3D ou imagem espectral), a qual permite armazenar simultaneamente a função  $I(x,y,\lambda)$ , ou seja, o cubo de dados, num detetor bidimensional. Esta técnica está baseada em duas etapas. Na primeira, a imagem se fragmenta em vários elementos no plano focal. Na segunda etapa, tais fragmentos se redistribuem alinhados na entrada do espectrógrafo. Na figura 4.3 ilustramos estas duas etapas com um conjunto de fibras. Desta forma, quando o telescópio aponta para um objeto extenso, o conjunto de fibras divide-o em diferentes regiões no plano focal, e se obtém um espectro para cada uma destas regiões simultaneamente. A grande vantagem da IFS é justamente a simultaneidade na obtenção da informação espacial e espectral (ver figura 4.4). Isto torna o processo mais eficiente e garante a homogeneidade dos dados. A vantagem prática da IFS é que

<sup>3</sup>Os primeiros espectrógrafos de campo integral foram introduzidos em 1988

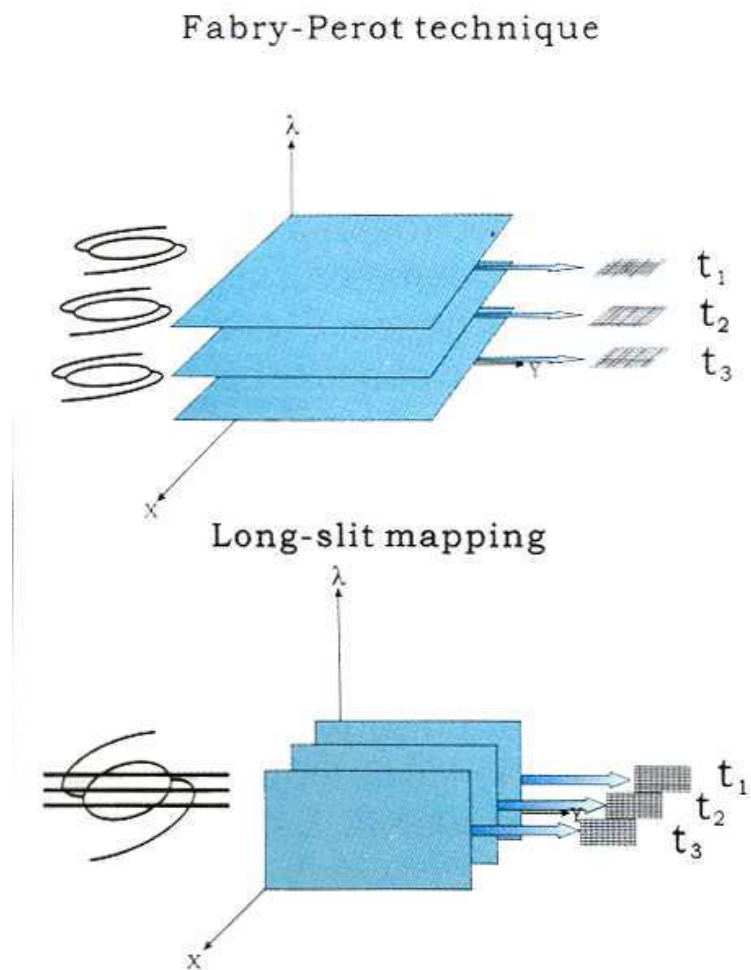


Figura 4.2: Exemplos de métodos sequenciais: Fabry-Pèrot e escaneado com fenda (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno).

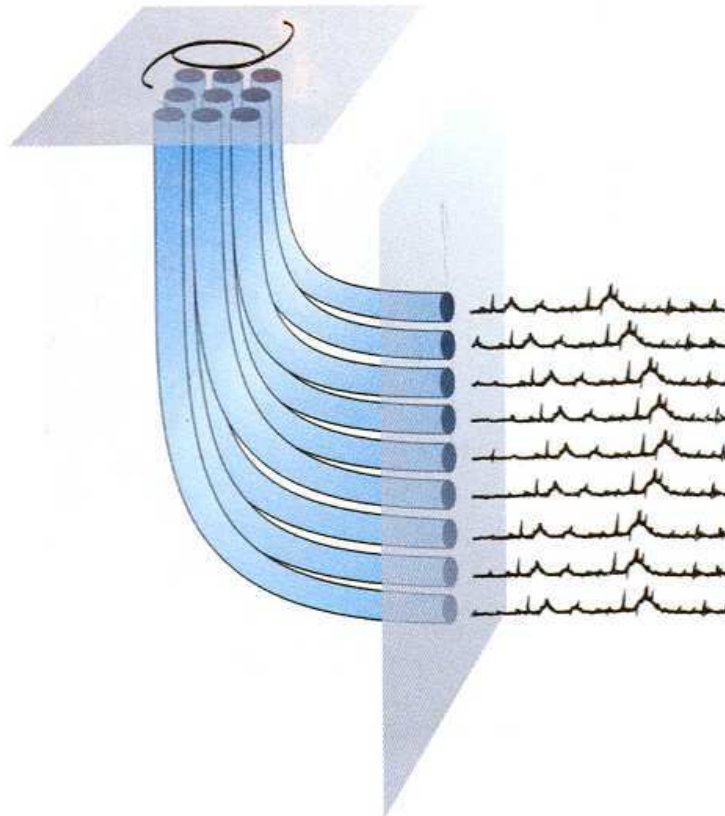


Figura 4.3: A imagem do objeto é dividida através de uma matriz de fibras, as quais estão alinhadas na entrada do espectrógrafo formando uma pseudo-fenda. No outro extremo, as fibras se dispõem de forma alinhada formando uma pseudo-fenda na entrada do espectrógrafo (figura tirada de: IAC Especial 2005 - Escuela de Inverno).

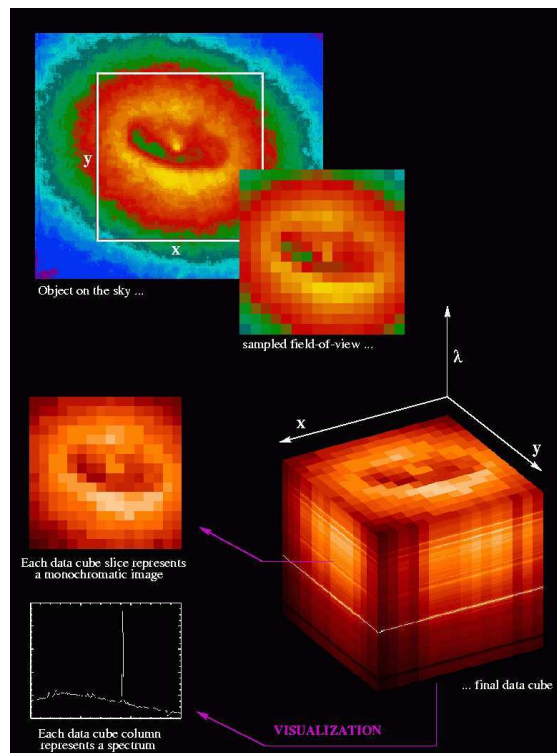


Figura 4.4: Princípio de operação da espectroscopia de campo integral.

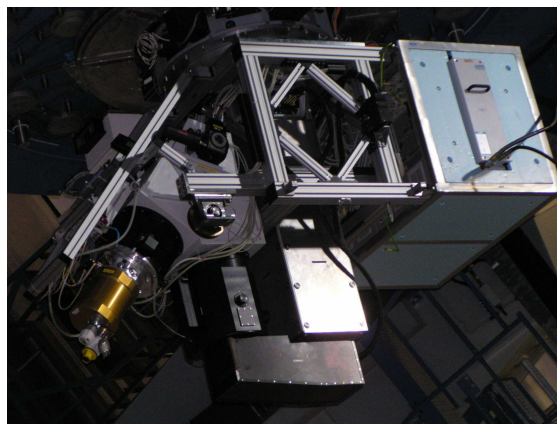


Figura 4.5: PMAS montado no foco Cassegrain do telescópio de 3.5 m em Calar Alto



Figura 4.6: Observatório de Calar Alto (Almeria, Espanha)

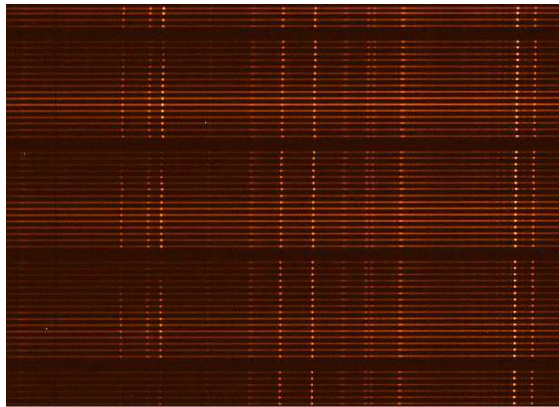


Figura 4.7: Dados originais obtidos com PMAS para a região central da galáxia IIZw70. Cada linha corresponde à projeção de um espectro ao longo do eixo de dispersão, que neste caso, é o eixo  $x$ . Os espectros estão separados por 4 pixels através do eixo  $y$ .

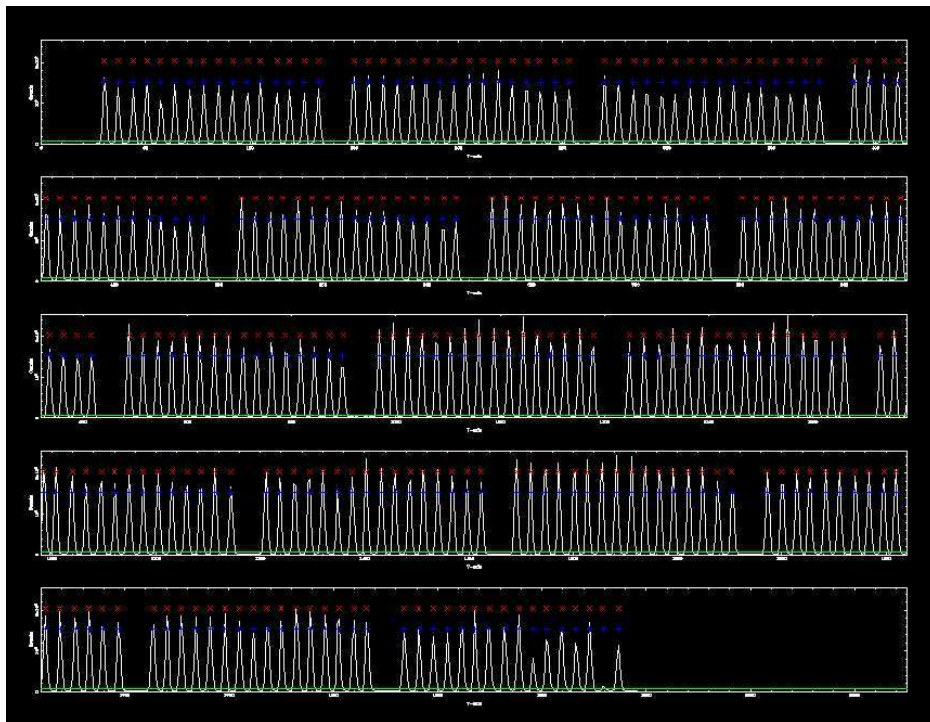


Figura 4.8: Exemplo do uso da rotina peak-find.pl, a qual localiza os espectros no CCD.



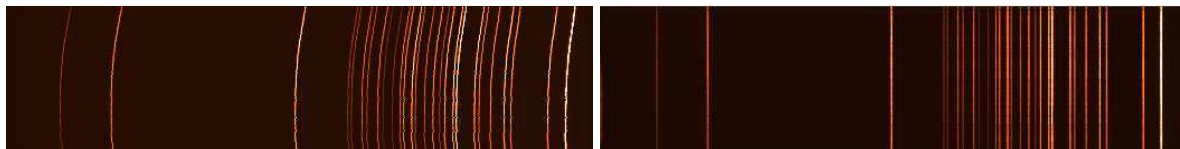


Figura 4.9: Espectros extraídos a partir da exposição de uma lâmpada de HgNe. As imagens da esquerda e da direita mostram os espectros extraídos antes e depois da correção de distorção. O eixo  $x$  corresponde ao eixo de dispersão.

não existe a necessidade de centrar uma fenda. Devemos também chamar atenção para o fato de que as linhas de emissão contribuem de maneira significativa para o fluxo observado através de filtros de banda larga; observações com IFS permitem medir o fluxo dentro de bandas espectrais livres da contaminação de qualquer linha de emissão. Podemos portanto facilmente gerar mapas da distribuição de intensidade da emissão do gás e do contínuo estelar, assim como mapas de razões de linha.

Porém a IFS também apresenta algumas desvantagens. A principal delas é que os sistemas IFS possuem um campo de visão relativamente pequeno. Outra desvantagem é o processo de redução e análise dos dados 3D. Este problema pouco a pouco vem sendo sanado à medida em que a técnica se está tornando cada vez mais popular.

### 4.3 Observação, redução e análise dos dados 3D

Os dados observacionais utilizados neste capítulo foram obtidos com o IFU PMAS (Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer) do telescópio de 3.5 metros (ver figura 4.5) situado no Observatório de Calar Alto, Espanha (ver figura 4.6) durante 3 noites: 05-06/08/2005 e 04/06/2006. PMAS contém 256 fibras que formam um quadrado. Cada fibra tem  $1'' \times 1''$ , resultando num campo de visão de  $16'' \times 16''$ . Devido ao tamanho do campo de visão, para cobrir as regiões centrais e outra zonas de interesse da galáxia, tivemos que observar duas regiões da galáxia separadamente (IIZw70-NE and IIZw70-SW). Maiores detalhes sobre as observações e instrumentação usada estão descritos no artigo apresentado no final deste capítulo.

Apesar de existirem um número crescente de IFUs acessíveis aos astrônomos (ver tabela 4.1), a IFS por ser uma técnica complexa, continua sendo usada maioritariamente por especialistas. A redução, análise e o tratamento de toda a informação obtida com um instrumento 3D estão longe de



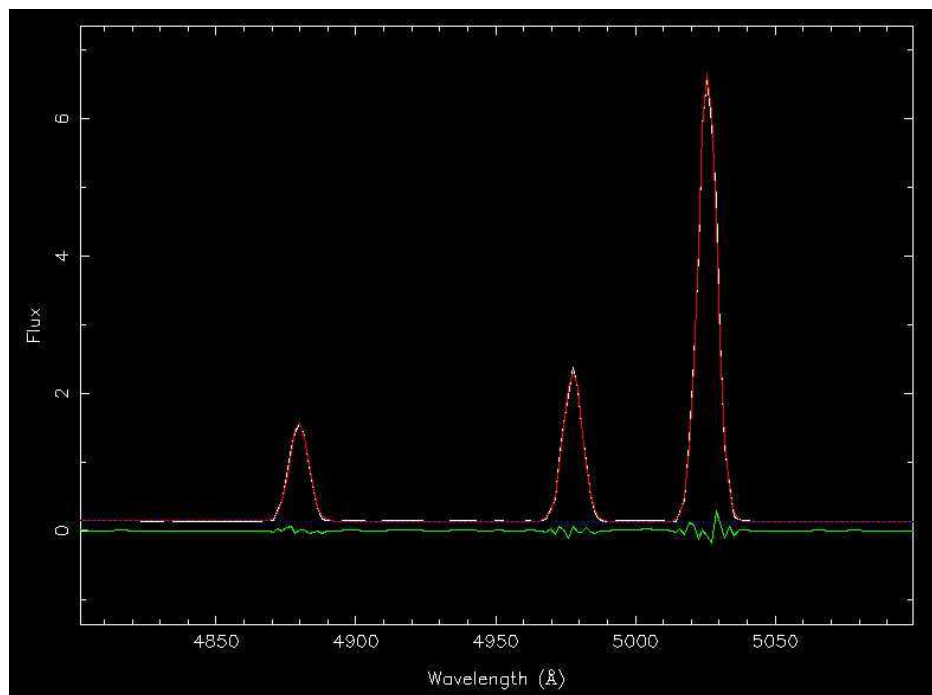


Figura 4.10: Exemplo do uso do pacote FIT3D. Os dados observados são representados pela cor branca; as cores vermelha e azul correspondem ao ajuste das linhas de emissão e do contínuo, respectivamente; finalmente a cor verde mostra o resíduo do ajuste.

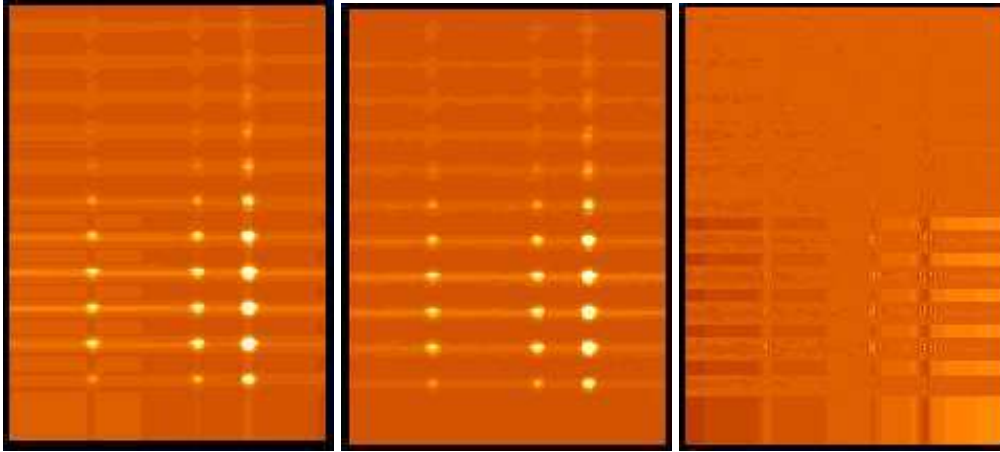


Figura 4.11: A primeira e segunda imagens mostram o ajuste das linhas  $H\beta$ ,  $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$  para um conjunto de espectros do cubo e os mesmos espectros correspondentes ao cubo observado, respectivamente. O terceiro painel representa os resíduos do ajuste, que nada mais é do que o resultado da subtração entre a segunda e a primeira imagem.

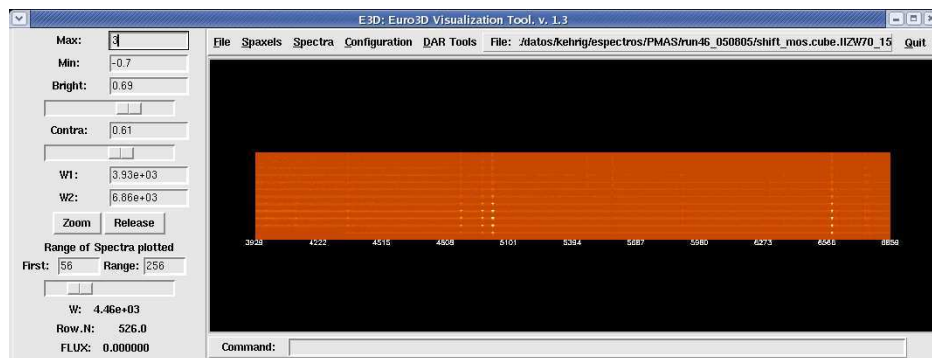


Figura 4.12: Janela principal do pacote E3D. Cada linha horizontal representa um espectro contido no cubo de dados (já reduzido) obtido com PMAS para a galáxia IIZw70.

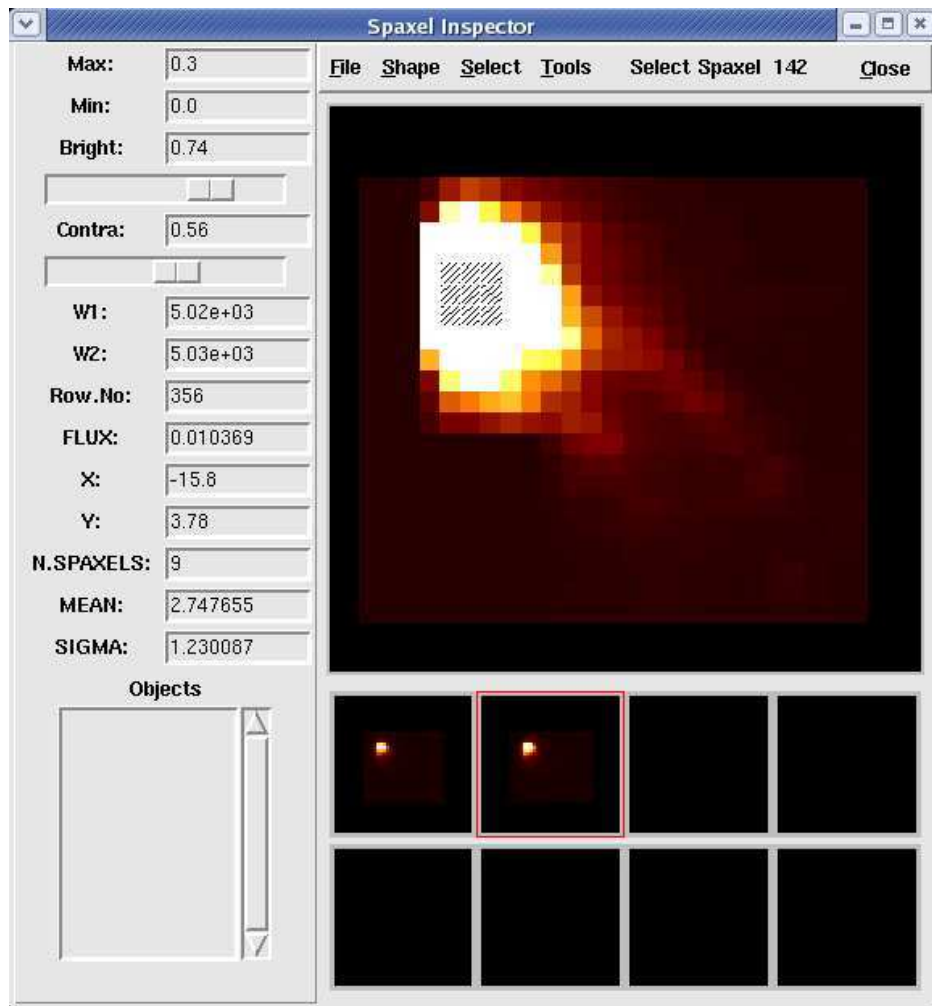


Figura 4.13: “Spaxel Inspector”. Mapa policromático (5020 - 5030 Å) para IIZw70.

instrumento	telescópio	D	tipo	$\Delta\lambda$	FOV (")	("/pix)
GMOS	Gemini-N	8	Fibra	Óptico	5×7, 5×3.5	0.2
GMOS	Gemini-S	8	Fibra	Óptico	5×7, 5×3.5	0.2
NIFS	Gemini-N	8	Slicer	IR	3×3	0.1
GNIRS	Gemini-S	8	Slicer	IR	3.2×4.8	0.15
ARGUS	VLT	8	Fibra	Óptico	11.5×7.3 or 6.6×4.2	0.52, 0.3
VIMOS	VLT	8	Fibra	Óptico	54×54 or 13×13	0.67, 0.3
SINFONI	VLT	8	Slicer	IR	8×8, 3×3, 0.8×0.8	0.25–0.025
IMACS-IFU	Magellan	6.5	Slicer	Óptico	6.9×5.0, 4.2×5.0	0.2
INTEGRAL	WHT	4.2	Fibra	Óptico	7.8×6.4, 33.6×29.4	0.45, 2.70
OASIS	WHT	4.2	Lenslet	Óptico	7.4×10.3, 2.7×3.7	0.26, 0.09
SAURON	WHT	4.2	Lenslet	Óptico	41×33, 11×9	0.94, 0.27
SPIRAL	AAT	3.9	Fibra	Óptico	22×11	0.7
DensePak	WIYN	3.5	Fibra	Óptico	30×45	3
UIST	UKIRT	3.8	Slicer	IR	3.3×6.8	0.24, 0.12
PMAS	Calar Alto	3.5	Fibra	Óptico	16×16	1.0
WIFES	ANU	2.3	Slicer	Óptico	25×31	0.5
ALBIREO	OSN	1.5	Fibra	Óptico	15×30	1.5

Tabela 4.1: Um resumo sobre os espectrógrafos de campo integral operacionais atualmente. (1) instrumento (2) telescópio (3) diâmetro do telescópio em metros (4) tecnologia utilizada (5) intervalo espectral no qual opera cada espectrógrafo (6) escala espacial em segarc

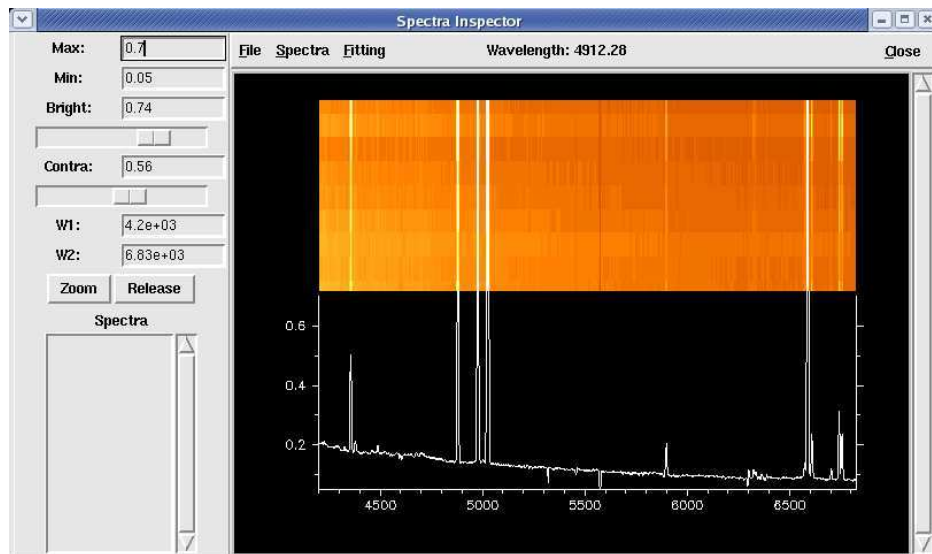


Figura 4.14: “Spectra Inspector”. A parte superior mostra a imagem dos espectros selecionados na figura 4.13; a parte de baixo representa o espectro médio das fibras selecionadas; o fluxo está em unidades de  $10^{-15} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

ser uma tarefa simples. Ainda são poucos os grupos capacitados para reduzir e analisar o grande volume de dados gerados por um IFU. Geralmente estes grupos estão envolvidos na construção e desenvolvimento de um instrumento em particular. Aqueles que constroem os instrumentos desenvolvem normalmente seus próprios métodos específicos de análise de dados e ferramentas de software. Isso implica que a maioria dos procedimentos e pacotes de redução e análise de dados 3D estão orientados (e limitados) a um só instrumento. Portanto a experiência com um deles, certamente ajuda mas não garante a capacidade para trabalhar com outro. Faltam programas mais genéricos, de fácil uso com dados de distintos tipos de instrumentos. Para melhorar esta situação foi criada a rede Euro3D, financiada pela União Europeia. Esta rede integra 11 institutos europeus responsáveis pela construção da maioria dos IFUs. O objetivo fundamental do Euro3D é promover o uso da IFS entre a comunidade astronômica desenvolvendo programas e pacotes para a análise desses dados.

Os programas R3D, FIT3D e E3D utilizados neste trabalho, foram criados dentro da rede Euro3D, e são distribuídos livremente para a comunidade astronômica. A seguir descrevemos brevemente cada um deles.

R3D é um pacote que foi desenvolvido para a redução de dados procedentes de qualquer

IFU (Sánchez 2006) Os dados originais obtidos com IFUs consistem num conjunto de espectros distribuídos espacialmente através do detetor e alinhados ao longo do eixo de dispersão. A figura 4.7 ilustra esta distribuição para os dados que são utilizados neste trabalho, tomados com o espectrógrafo PMAS.

Após a correção de *Bias*, o processo de redução de dados consiste dos seguintes passos:

(a) Identificar a posição dos espectros no detetor. A primeira coisa que temos que fazer é determinar o local dos espectros ao longo da direção espacial para uma dada coluna do CCD (ver figura 4.8). Uma vez feito isso, é necessário traçar estas posições ao longo da direção espectral.

(b) Extração de espectros individuais. Depois de traçar o local dos espectros no CCD, o próximo passo é extrair, para cada espectro, o fluxo correspondente a cada pixel ao longo do eixo de dispersão.

(c) Correção de distorção e de dispersão. As distorções (ou curvaturas) devem ser corrigidas antes de encontrarmos uma solução de dispersão (ver figura 4.9). Para a correção de distorção e dispersão usamos lâmpadas de calibração.

(d) Passos adicionais que foram feitos: correção nas diferenças de transmissão fibra-fibra, subtração do céu, calibração em fluxo<sup>4</sup>, construção de um mosaico utilizando os dois cubos gerados a partir das duas zonas da galáxia que foram observadas, e finalmente a correção devido a refração atmosférica diferencial. Esta correção é aplicada sobre o mosaico e é feita através de duas rotinas (`imcntr-cube.pl` e `cube-shift.pl`) que estão definidas dentro do pacote R3D.

O pacote FIT3D ajusta perfis gaussianos às linhas de emissão e também cria mapas bidimensionais (intensidade de linhas, intensidades do contínuo, velocidade radial, dispersão de velocidade) a partir dos parâmetros obtidos através do ajuste das linhas. O principal objetivo deste pacote é permitir a análise da emissão e cinemática do gás ionizado. Para o ajuste das linhas de emissão e do contínuo usamos as rotinas `fit-spec-back.pl` e `kin-back-cube.pl`. Primeiramente, através do `fit-spec-back.pl` ajustamos as linhas de emissão somente para um espectro, correspondente à zona mais brilhante da galáxia (ver figura 4.10). O ajuste automático dos demais espectros do cubo de dados é feito com a rotina `kin-back-cube.pl`, a qual utiliza a saída do `fit-spec-back.pl` como parâmetro de entrada. O ajuste das linhas de emissão para todos os espectros, assim como os resíduos correspondentes são armazenados em duas imagens `fits` para que possamos checar os resultados obtidos (ver figura 4.11).

---

<sup>4</sup>A calibração em fluxo foi feita utilizando IRAF

A rotina `mapgrid-back.pl`, usando a saída da rotina `kin-back-cube.pl`, gera os mapas de intensidade de linhas, contínuo, velocidade radial e dispersão de velocidade. Os mapas são armazenados em imagens bidimensionais FITS, refletindo a disposição original das fibras no céu. Exemplos de mapas obtidos com `mapgrid-back.pl` são mostrados no artigo apresentado na seção seguinte.

E3D é um programa que permite a visualização e manejo dos dados 3D criado por Sánchez (2004). Esta ferramenta é capaz de ler, escrever e visualizar dados 3D, independentemente do instrumento a partir do qual os dados foram obtidos. Na figura 4.12 mostramos um exemplo de como se vê a janela principal do programa de visualização E3D.

A janela chamada “Spaxel Inspector” é usada para visualizar e também guardar (como `imagens.fits`) mapas monocromáticos/policromáticos (ver figura 4.13). A janela “Spectral Inspector” mostra os espectros correspondentes às fibras selecionadas na janela “Spaxel Inspector” (ver figura 4.14).

Na figura 4.15 mostramos mapas criados com E3D para IIZw70 (o tamanho de cada pixel é 1/3 do tamanho original). Estes mapas são úteis, por exemplo para visualizar a morfologia da galáxia em diferentes intervalos de comprimento de onda.

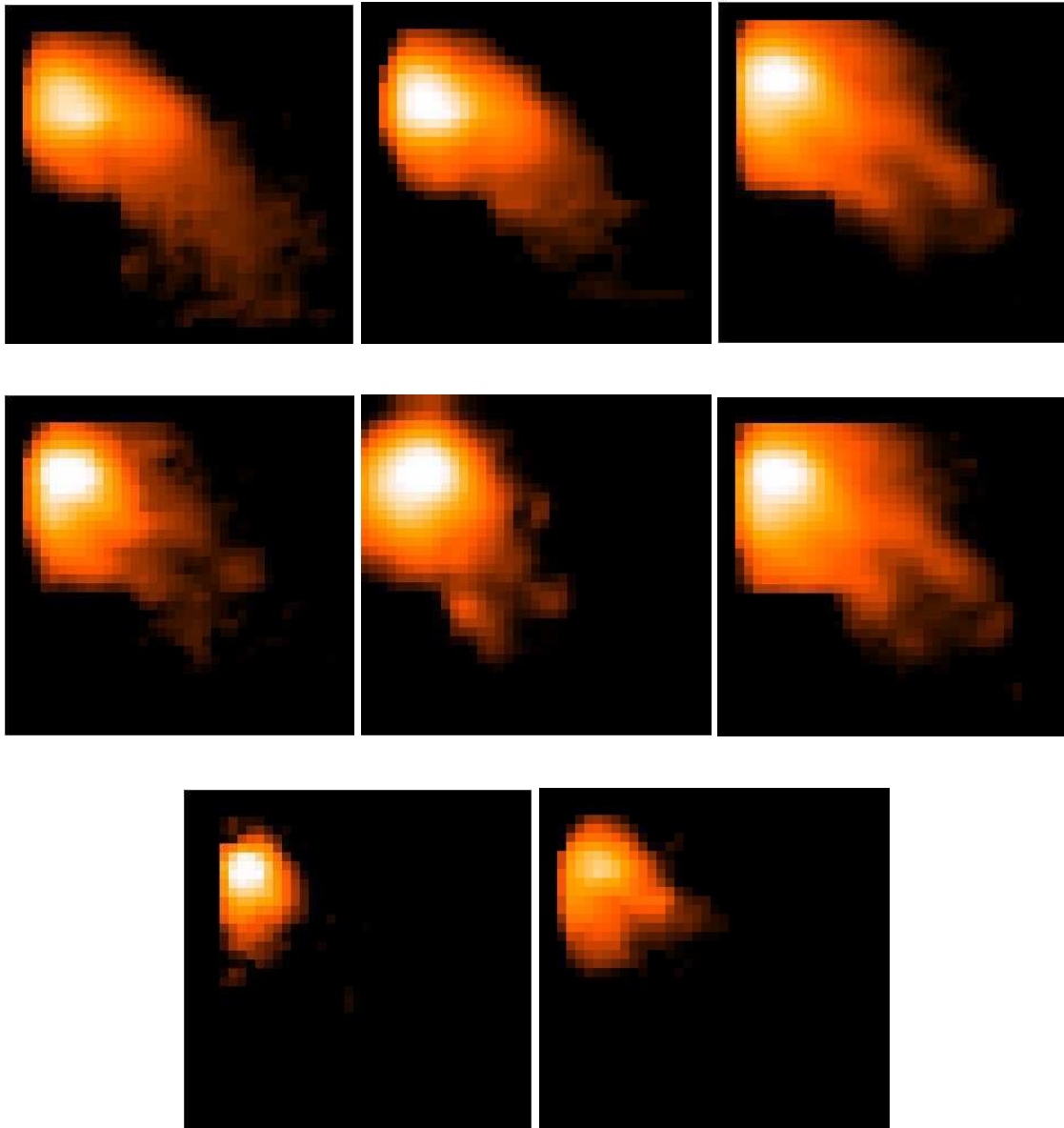


Figura 4.15: Exemplos de mapas criados a partir do E3D. No sentido esquerda - direita mostramos os seguintes mapas: contínuo próximo a  $H\alpha$ , contínuo próximo a  $H\beta$ , linha de emissão em  $H\alpha$  (*primeira fila*); linhas de emissão em  $H\beta$ ,  $[OII]\lambda 3727$  e  $[OIII]\lambda 5007$ , respectivamente (*segunda fila*); linhas de emissão em  $[NeIII]\lambda 3869$ , e  $[SII]\lambda 6717,31$ , respectivamente (*terceira fila*). Os mapas de linhas de emissão estão descontaminados de seus contínuos correspondentes. Para todos os mapas a escala é de  $11'' \times 11''$ , com a direção norte apontando para cima e direção leste apontando para a direita.



## Artigo

I F S IIZ 70

*C. Kehrig, J. M. Vilchez, S. F. Sanchez, E. Telles, E. Perez-Montero & D. Martin-Gordon*

**Astronomy & Astrophysics 2007, submetido**

# Integral field spectroscopy of IIZw70

C. Kehrig<sup>1,2</sup>, J.M. Vílchez<sup>1</sup>, S.F. Sánchez<sup>3</sup>, E. Telles<sup>2</sup>, E. Pérez-Montero<sup>4</sup>, and D. Martín-Gordón<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), Apartado 3004, 18080 Granada, Spain  
e-mail: kehrig@iaa.es, jvm@iaa.es

<sup>2</sup> Observatório Nacional, José Cristino, 77, 20.921-400, Rio de Janeiro - RJ, Brazil  
e-mail: kehrig@on.br, etelles@on.br

<sup>3</sup> Centro Astronómico Hispano Alemán, Calar Alto, CSIC-MPG, C/ Jesús Durbán Remón 2, E-04004 Almería, Spain  
e-mail: sanchez@caha.es

<sup>4</sup> Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse et Tarbes (LATT - UMR 5572), Observatoire Midi-Pyrénées, 14 avenue E. Belin, 31400 Toulouse, France e-mail: enrique.perez@ast.obs-mip.fr

Received ;date; ; accepted ;date; ; Last update April 25, 2007

## ABSTRACT

**Aims.** A two-dimensional spectroscopic study was performed for the HII galaxy IIZw70 in order to analyse the spatial distribution of its physical properties (ionization structure indicators, physical-chemical conditions, extinction, kinematics of the ionized gas) and their relationship with the spatial distribution and evolutionary stage of the stellar population.

**Methods.** Observations were taken in the optical spectral range from  $\lambda 3700 \text{ \AA} - 6800 \text{ \AA}$  with the Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer (PMAS) attached to the 3.5 m telescope at the CAHA (Calar Alto).

**Results.** We constructed maps of continuum and emission lines of different stages of excitation. We detected for the first time the presence of WR stars in this galaxy. The peak of the ionized gas emission coincides with the stellar continuum emission maximum and with the WR bump. The region of the galaxy with lower dust extinction corresponds to the region that shows the lowest values of velocity dispersion and possibly radial velocity. This picture suggests that the surrounding interstellar medium is being disrupted via photoionization and stellar winds, with a spatial decoupling between gas+stars and dust clouds. The dust should be located at the boundaries of the region occupied by the ionizing cluster. We find that the nebular emission in HeII 4686 is associated to the maximum of emission in most of lines and with the brightest clusters. This indicates that the hard ionizing radiation responsible for the HeII emission is related to the youngest stars. We derived oxygen abundances, using direct determinations of  $T_e[\text{OIII}]$ , within  $\sim 0.4 \times 0.3 \text{ kpc}^2$  in the central burst. There are some variations of the oxygen abundance in the range 7.65-8.05. Considering the errors in the oxygen abundances we must conclude that these variations may not be statistically significant; within  $\sim \pm 0.2$  dex, our observations indicate that the ionized gas in IIZw70 is chemically homogeneous over spatial scales of hundred of parsecs. The value of the sigma weighted mean for  $12+\log(\text{O}/\text{H})$ ,  $7.86 \pm 0.05$  dex, was taken as representative value of the oxygen abundance for IIZw70.

**Key words.** ISM: ionization structure – ISM: HII regions – Galaxies: abundances – Galaxies: dwarf – Galaxies: individual (IIZw70)

## 1. Introduction

HII galaxies are ideal laboratories to probe the interplay between massive star formation (SF) and the interstellar medium (ISM) in low metallicity environments. The massive SF process in compact galaxies has important effects on the properties of the surrounding ISM. Large numbers of massive stars (between  $10^4 - 10^6$  solar masses of gas are transformed into stars in HII galaxies) are formed almost simultaneously within relatively small volumes. Million years after the onset of the burst, the most massive stars begin to explode as supernovae, originating violent, short-lived injections of kinetic energy and metallic elements into the ISM. The disruption of the interstellar medium may affect significantly the spatial distribution of gas and dust particles in the regions close to the massive star cluster, and also determine the way in which new metals ejected by massive stars are mixed with the original gas from which the stars formed.

IIZw70 has been classified as a HII galaxy. The basic data of IIZw70 are shown in table 1. This object is interacting with its close companion IIZw71 (at a projected distance of 23 kpc). The ongoing interaction is indicated by interferometric HI studies (Balkowski et al. 1978, Cox et al. 2001) which re-

vealed a gaseous streamer connecting IIZw70 with the polar ring galaxy candidate IIZw71 (Whitmore et al. 1990, Reshetnikov & Combes 1994). Cairós et al. (2001) show that IIZw70 presents very elongated outer isophotes and a very blue ( $U-B = -0.89$ ) nuclear starburst in what seems to be an edge-on disk. They also find that the starburst activity is concentrated in the optical center of the galaxy and is surrounded by faint gaseous emission with quite a distorted morphology.

Higher spatial resolution imaging has revealed that in many HII galaxies the ionized material presents a complex structure combining star clusters in the main body (with a nonuniform distribution of star-forming knots, ensembles of star clusters, or individual super stellar clusters) of the galaxy and a diffuse ionized gas external component (Telles et al. 1997, Papaderos et al. 2002). In this sense, performing a bidimensional analysis of the ionized material in HII galaxies allows us to study how the physical and kinematics properties of the ionized gas are distributed spatially. The study of the distribution of these properties is an important issue for our understanding of the interplay between the massive stellar population and the ISM.

However, up to now only a few two-dimensional spectroscopic studies of HII galaxies have been performed. Recent work by Izotov et al. (2006) presents two-dimensional spectroscopy of

Send offprint requests to: C. Kehrig

**Table 1.** Basic data of IIZw70

Parameter	Value
Name	IIZw70
Other designations	UGC 9560, Mrk 829
R.A. (J2000.0)	14h 50m 56.5s
Decl. (J2000.0)	+35d 34' 18"
redshift	0.004
$M_B^a$	-16.3
$m_B^b$	15.1
D(Mpc) <sup>c</sup>	18.1
$M_{HI}^d$	$0.34 \times 10^9 M_\odot$
$Z^e$	1/5 $Z_\odot$

<sup>a</sup> Absolute magnitude in B from Cairós (2001)

<sup>b</sup> Apparent magnitude in B from Deeg et al. (1997)

<sup>c</sup> Distance to the galaxy from Cox et al. (2001)

<sup>d</sup> Neutral hydrogen mass from Thuan & Martin (1981)

<sup>e</sup> Metallicity from Kobulnicky & Skillman (1996)

the extremely metal-deficient blue compact dwarf (BCD) galaxy SBS 0335–052E. They found a small gradient of the electron temperature  $T_e$  and oxygen abundance, and the presence of an ionized gas outflow in the direction perpendicular to the galaxy disk. Cairós et al. (2002), using two-dimensional spectroscopy, obtained the ionized gas velocity field in the central part of the BCD Mrk 370. The kinematic results suggest ordered motion around the major axis of the galaxy.

In this paper, we present a two-dimensional spectroscopic analysis for the HII galaxy IIZw70 in order to investigate the relationship between its SF process and the ISM. For this we created spatially distributed emission-line, continuum-emission and physical properties (gaseous metal abundances, extinction, excitation) maps. We present a discussion on the significance of the chemical abundance variation found here. A brief study of the kinematics properties of the ionized gas is also presented. The relation between the physical and kinematic properties spatial distribution is discussed.

In the next section we describe the observations and data reduction. In Sect.3 we present the results. We discuss our results in Sect.4.

## 2. Data

### 2.1. Observations

Two-dimensional spectroscopy with optical fibers allows us to collect simultaneously the spectra of many different regions of an extended object, combining photometry and spectroscopy in the same data set. The great advantage of using integral field spectroscopy (IFS) for the investigation of galaxies is that it allows us to obtain data on the morphology, velocity fields and star-forming properties all in one data cube.

The spectra of IIZw70 were taken with PMAS that is an integral field instrument developed at the Astrophysikalisches Institut Potsdam. It is currently installed at the Calar Alto Observatory 3.5 m Telescope. We took two pointings of the galaxy (IIZw70-NE and IIZw70-SW) in order to cover the central regions and different regions of interest of the galaxy (e.g. the tails). Mosaic patterns were used to put together the two pointings.

The log of observations is given in table 2. The V300 and V1200 gratings present a resolution of  $1.6 \text{ \AA}/\text{pix}$  and  $0.36 \text{ \AA}/\text{pix}$ , respectively. The PMAS spectrograph is equipped with

**Table 2.** Log of the observations.

Object	Exptime	Grating	Spec. range	date
IIZw70	(s)		( $\text{\AA}$ )	
IIZw70-NE	3x750	V300	3900-7049	05/08/2005
IIZw70-SW	3x750	V300	3900-7049	05/08/2005
IIZw70-NE	3x1200	V1200	4330-5020	06/08/2005
IIZw70-SW	3x1200	V1200	4330-5020	06/08/2005
IIZw70-NE	3x1200	V1200	3610-4379	04/06/2006
IIZw70-SW	3x1200	V1200	3610-4379	04/06/2006

256 fibers coupled to a  $16 \times 16$  lens array. Each fiber has a spatial sampling of  $1'' \times 1''$  on the sky resulting in a field of view of  $16'' \times 16''$ . Calibration images were obtained following the science exposures and consisted of spectra of emission line lamps (HgNe), and spectra of a continuum lamp needed to locate the 256 individual spectra on the CCD. Observations of the spectrophotometric standard stars BD +28°4211 and Hz44 were obtained during the observing nights for flux calibration. Nights were photometric and the typical seeing during the observations was 1 arcsec.

### 2.2. Data reduction

The data were reduced using the software R3D (Sánchez 2006). The expected locations of the spectra were traced on a continuum-lamp exposure obtained before each target exposure. After bias subtraction, the target spectra were extracted by adding the signal from the 5 pixels around the central traced pixel. The continuum-lamp exposure was also used to determine the fiber-to-fiber response of the instrument at each particular wavelength (the so-called flat-spectra). These flat-spectra were used to homogenize the response of all the fibers. With exposures of Hg and Ne lamps obtained right after the science exposures, the spectra were wavelength calibrated. The accuracy of the wavelength calibration was checked using sky emission lines, and has standard deviations of  $0.5 \text{ \AA}$  for V300 and  $0.3 \text{ \AA}$  for V1200. Different exposures taken at the same pointing were combined using IRAF<sup>1</sup> tasks. The reduced spectra were contained in a  $16 \times 16 \times 1024$  pixels data cube. An average nearby background spectrum was subtracted from the target spectra. For the standard star observations we coadded the central spectra and compared the one-dimensional standard star spectrum with table values to create a sensitivity function. The spectra were flux calibrated using IRAF.

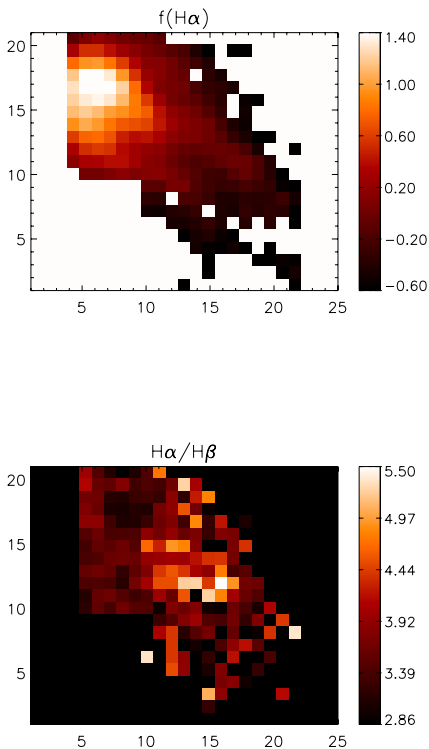
The two different PMAS pointings were mosaiced into a single frame. The data mosaics were corrected for the effect of differential atmospheric refraction using the R3D package (Sánchez 2006). The data cube taken in 2006 was recentred and scaled with respect to the data cubes obtained in 2005 making use of the H $\gamma$  emission line, common to both wavelength ranges. Further manipulation of the cubes, such as the production of emission-line maps was performed using E3D (Sánchez 2004).

### 2.3. Line intensities

We fitted the line profiles to derive the integrated flux of each emission line using the software FIT3D (Sánchez et al. 2007)

<sup>1</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories.

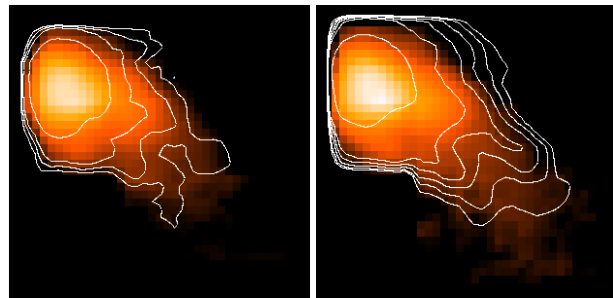
that fits the lines automatically. A single gaussian was fitted to each line, using a polynomial function to characterize the continuum. The software FIT3D allows definition of emission line systems, i.e., a kinematically coupled set of emission lines with the same width. This was essential for accurate deblending of the lines, when necessary.



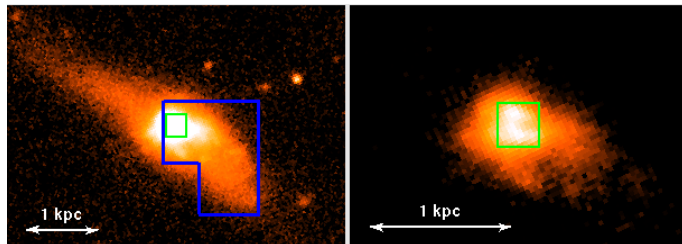
**Fig. 1.** Top image: map of the log flux( $H\alpha$ ) in units of  $10^{-15}$  erg  $s^{-1}$   $cm^{-2}$ ;  $H\alpha$  fluxes with relative errors  $\geq 10\%$  are not shown. Bottom image:  $H\alpha/H\beta$  ratio spatial distribution. The lowest values tend to be concentrated near to the brightest region of the galaxy. Only  $H\alpha/H\beta$  ratios with relative errors  $\leq 30\%$  are shown.

For each fiber spectrum we derived its corresponding reddening coefficient,  $C(H\beta)$ , using the value of the Balmer decrement derived from  $H\alpha/H\beta$ , as compared to the theoretical value expected for case B recombination from Storey & Hummer (1995), and applying the extinction law given by Whitford (1958). So, the fluxes of the emission lines for each fiber were corrected for extinction using their corresponding  $C(H\beta)$  value. The effect of the underlying population in the hydrogen lines appears not to be important.  $H\alpha$  emission line map (continuum subtracted) and the spatial distribution of  $H\alpha/H\beta$  are shown in figure 1. The dust distribution seems to be non uniform across the galaxy. Therefore it is necessary to use a  $C(H\beta)$  value for each fiber in order to correct the line flux for extinction.

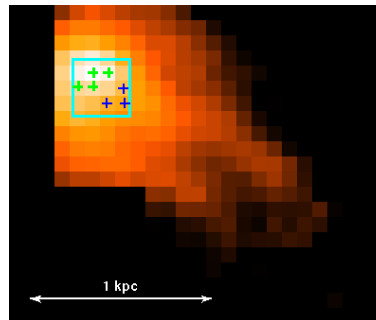
The error in the line fluxes,  $\sigma_l$ , were calculated from the expression  $\sigma_c N^{1/2} [1 + EW/N\Delta]^{1/2}$  (Catellanos 2000) where  $\sigma_c$  represents a standard deviation in a box central near the measured emission line and stands for the error in the continuum placement,  $N$  is the number of pixels used in the measurement of the line flux,  $EW$  is the equivalent width of the line, and  $\Delta$  is the wavelength dispersion in  $\text{\AA}/\text{pixel}$ .



**Fig. 2.** Maps in the continuum near  $H\beta$  (left) and  $H\alpha$  (right) emission lines; isocontours of the corresponding emission line fluxes are shown overplot. The north is up and east is to the left. Maps of the continua are representative of the pure stellar emission, free of contamination from the gaseous emission.



**Fig. 3.** Image of IIZW70 in the  $r$  (left) and  $u$  (right) bands from Sloan Digital Sky Survey. Blue box mosaic represents the field used in this work (left), which is located approximately in the central parts of the galaxy; the green box marks the likely ionizing cluster location, as indicated with a box on the  $u$  image (right). North is up, east left.



**Fig. 4.** Zone occupied by the brightest clusters (blue rectangular box with physical dimension as in figure 3 (right)), detections of the WR bump (green cross points) and nebular  $HeII4686$  emission (blue cross points) on  $H\alpha$  flux map (see text for details). North is up, east left.

### 3. Results

#### 3.1. Galaxy structure

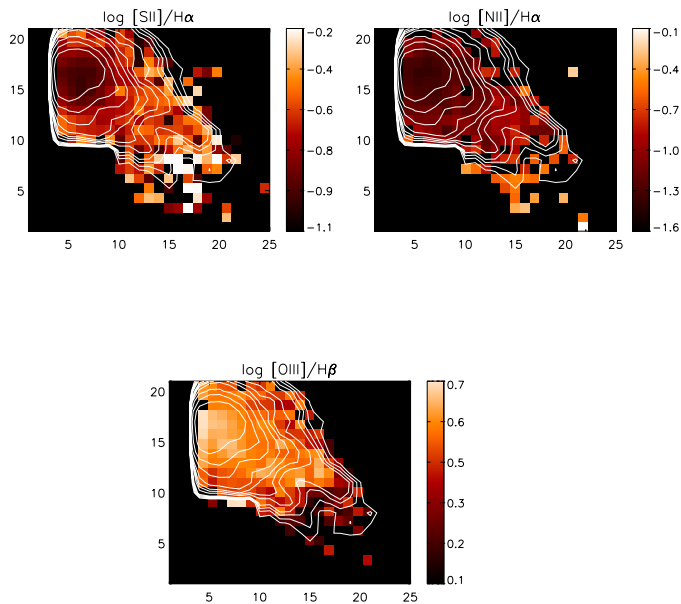
In figure 2 we show the continuum emission near  $H\beta$  and  $H\alpha$  maps, together with the corresponding  $H\beta$  and  $H\alpha$  emission lines contours overplotted. The galaxy's morphology appears very similar in emission lines and in continuum emission, i.e. the continuum and emission line maps (as seen from the contours in figure 2) show a central region with ionized gas and a faint extension towards the south-west. However we note that in the emission line contours we can resolve clearly two filamentary structures, with tail-like shape, at the faintest extensions of the galaxy which are not present in the continuum maps.

We show also the image of IIZw70 in the  $r$  (left image) and  $u$  (right image) bands extracted from SDSS<sup>2</sup> in figure 3. Over the  $r$  filter image, we have marked the field of the mosaic observed in this work (blue line box). From this image filter image we can see that IIZw70 shows a red extension that could indicate likely the existence of an intermediate-old underlying stellar population. The works presented by Kong et al. (2003) and Cairós (2001) support this view. The former studied the stellar content of a sample of 73 BCDGs by analysing their continuum spectra and absorption features. They showed that in most of BCDGs (the galaxy IIZw70 is among them), stars older than 1 Gyr exist. The average colors of the low-surface-brightness component ( $B-V = 0.47$ ,  $V-I = 0.89$ ) are also consistent with an evolved stellar background with an age of 1-3 Gyr for IIZw70, as shown by Cairós (2001).

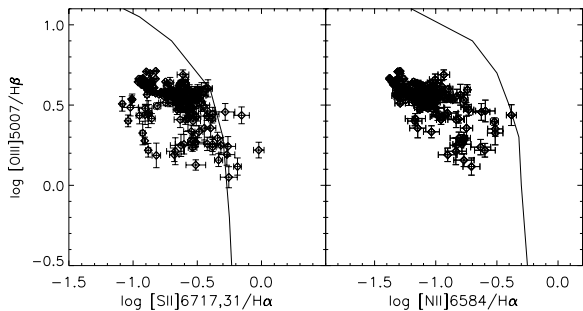
The  $u$  band (right image in figure 3) is expected to be tracing the younger stellar populations, and likely showing the central young stellar clusters. The box in this image encloses the brightest clusters location. The exact location of this box is also shown in the  $r$  image of IIZw70 as a reference (left image). We verified that the location of the young stellar population, as seen in the  $u$  image, coincides with the central bright star-forming knot and with the zone of maximum in the continuum emission (see figures 2 and 4).

We would like to stress that in the following sections, all emission line fluxes, used to derive the ionization structure and physical-chemical parameters, were corrected for extinction using the corresponding value of  $C(H\beta)$  for each pixel.

### 3.2. Ionization structure and excitation sources



**Fig. 5.** Emission line ratio maps in logarithmic scale: (a)  $[SII]6717,31/H\alpha$ , (b)  $[NII]6584/H\alpha$ , (c)  $[OIII]5007/H\beta$ . Only line-intensity ratios with relative errors  $\leq 30\%$  are represented. The  $H\alpha$  isocontours are shown overplotted as a reference.



**Fig. 6.** Left panel shows the relation between  $[OIII]5007/H\beta$  and  $[SII]6717,31/H\alpha$ , and right panel presents the relation between  $[OIII]5007/H\beta$  and  $[NII]6584/H\alpha$ .

The line ratio maps for the usual diagnostic lines (e.g., Baldwin et al. 1981; Osterbrock & Ferland 2006) can be used to investigate the spatial distribution of the ionization structure of the ionized nebulae. Figure 5 shows the line ratio maps (in logarithmic scale) for  $[NII]/H\alpha$ ,  $[SII]/H\alpha$ ,  $[OIII]/H\beta$ .  $H\alpha$  emission line flux contours are plotted over all maps. High excitation values correspond to low values of the two first ratios and to high values of the last one.

We can see that the  $[NII]/H\alpha$  as well as  $[SII]/H\alpha$  increases in zones where the  $H\alpha$  intensity goes down;  $[OIII]/H\beta$  presents the opposite trend. This behaviour towards lower excitation when the intensity is smaller can be related with the increasing distance to the young stellar cluster, with the corresponding decrease in the local values of the ionization parameter, as it is typical in extended HII regions (see McCall et al. 1985).

Figure 6 shows the classical BPT diagnostic diagrams (Baldwin et al. 1981) using our own data. Only fibers that present diagnostic line-intensity ratios with relative errors  $\leq 30\%$  are plotted. The solid lines (from Osterbrock & Ferland 2006) show qualitatively the locus of separation between regions dominated by photoionization (HII-regions like; left in the figure) and regions dominated by shocks. Our data show that the line ratios for most positions in the galaxy are located in the general locus of HII-regions like objects. There are a few fibers with values of  $[SII]/H\alpha$  somewhat higher that are found outside the HII-region zone. These fibers are located at the tail-like regions (see the  $[SII]/H\alpha$  map in figure 5). Nonetheless, we must keep in mind that the line ratios of both axes plotted in figure 6 are metallicity sensitive, as well as, to the ionization parameter. The interpretation of this kind of diagnostic diagram on spatially resolved data has yet to be improved though is not the purpose here.

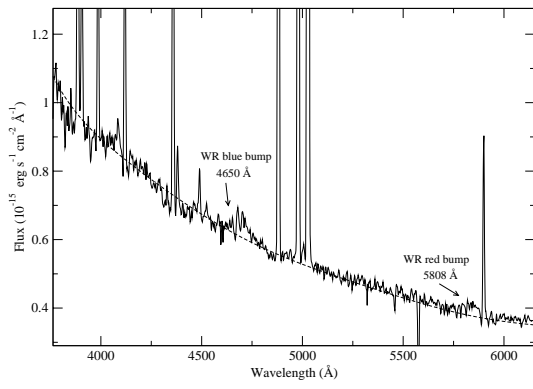
### 3.3. Wolf-Rayet stellar population

WR stars are the evolved descendants of massive O progenitor stars (Maeder & Conti 1994). Stellar evolution theory predicts few WR stars to form in a low-metallicity environment such as in IIZw70 (e.g. Meynet 1995). Therefore WR star detections in low metallicity HII galaxies have important implications for stellar evolution theory. A common property of HII galaxies with WR stars (WR galaxies), provided that our understanding of stellar evolution is correct, is the existence of ongoing active or recent star formation which has produced stars massive enough to evolve to the WR stage. This indicates typically ages of few Myr for stars with initial masses  $M_{ini} \gtrsim 20M_{\odot}$  (Maeder & Conti 1994).

The presence of WR stars can be recognized via the WR bumps around  $\lambda 4650 \text{ \AA}$  (blue bump) and  $\lambda 5808 \text{ \AA}$  (red bump),

<sup>2</sup> The Sloan Digital Sky Survey website is <http://www.sdss.org>





**Fig. 7.** Spectrum showing the WR bumps obtained adding the emission from the 4 fibers ( $2'' \times 2''$ ) marked with a green cross points in figure 4. Dashed line is the continuum fit.

which are generally a blend of HeII and several metal lines. The blending of several stellar and nebular emission lines around  $4686 \text{ \AA}$  and the complex spatial morphology in ground-based data make it challenging to disentangle the emission of stars and gas and to derive the WR content and the corresponding nebular properties.

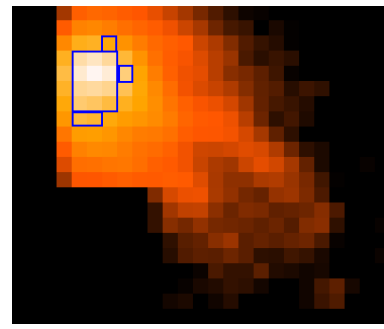
we detected for the first time the presence of WR stars in IIZw70. Summing the emission from 4 fibers (green cross in figure 4) we can observe the blue and red bumps, – the latter marginally detected –, in the corresponding spectrum (see figure 7). This detection would indicate that we are seeing a WR bumps in an extended area ( $\sim 4 \text{ arcsec}^{-2}$ ). The use of the IFS minimises the difficulty in correlating spectra and image location, showed in other works (e.g. de Mello et al. 1998). The WR bumps maximum coincides with the young (ionizing) cluster location (as shown in the  $u$  SDSS image; see figures 3 and 4) and, within 1 arcsec, also spatially coincides with the peak of the  $H\alpha$  emission. In addition we verified that the maximum of the continuum emission adjacent to  $H\beta$  ( $\sim 4800 \text{ \AA}$ ) corresponds spatially to the WR bumps maximum. From the spectrum shown in figure 7 we have measured a value of  $EW(WR)$  of  $-2.2 \pm 0.6 \text{ \AA}$  for the blue WR bump and a corresponding  $100 \times I(WRbump)/I(H\beta)$  of  $4.6 \pm 1.1$ .

An area of HeII $\lambda 4686$  narrow emission was found in 3 fibers located to the southwest corner of the box encompassing the central brightest clusters (see figure 4); the line is narrow showing approximately the same width that the [OIII] lines, confirming its correct identification as a nebular line. The presence of nebular HeII line should indicate the existence of a very hard ionizing spectrum.

### 3.4. Physical properties and abundance analysis

The physical properties and chemical abundances of the ionized gas for IIZw70 were calculated following the 5-level atom FIVEL program (Shaw & Dufour 1994) available in the task IONIC of the STSDAS package. The final quoted errors in the derived quantities were calculated by error propagation including errors in flux measurements.

Electron densities ( $N_e$ ) were obtained from the [SII] $\lambda 6717/\lambda 6731 \text{ \AA}$  line ratio. Although [OII] $\lambda 3726, 3729 \text{ \AA}$  emission lines are brighter than [SII] $\lambda 6717, 6731 \text{ \AA}$ , the spectral resolution is at the limit to resolve accurately the [OII] doublet lines. [OII] densities are roughly consistent with [SII] density within the errors. We



**Fig. 8.** [OIII] $\lambda 5007$  flux map. The blue box marks the zone of the galaxy where we could measure the [OIII] $\lambda 4363$  emission line.

			1.55 (0.16)
1.38 (0.07)	1.30 (0.06)	1.35 (0.07)	
1.22 (0.05)	1.21 (0.03)	1.32 (0.06)	1.19 (0.07)
1.22 (0.10)	1.17 (0.09)	1.45 (0.14)	
1.19 (0.13)	1.26 (0.16)	1.60 (0.15)	
1.45 (0.14)	1.49 (0.15)		

**Fig. 9.** Electronic temperature distribution (in  $10^4 \text{ K}$ ) from the [O III]  $\lambda 4363/(\lambda 4959 + \lambda 5007)$  line ratio.

derived the electron temperature values of  $T_e[\text{OIII}]$  using the [OIII] $\lambda 4363 \text{ \AA}/4959, 5007 \text{ \AA}$  line ratio.  $T_e[\text{OII}]$  was calculated from the relation between [OII] and [OIII] electron temperatures given by Pilyugin et al. (2006).

In our spectra, neon is seen via the [NeIII] emission line at  $\lambda 3869 \text{ \AA}$ . For this ion, we took the [OIII] electron temperature, as representative of the high excitation zone. The neon abundance was calculated assuming that

$$Ne/O = Ne^{2+}/O^{2+}$$

Regarding [SII] and [NII] temperatures we assumed the approximation  $T_e[\text{SII}] \approx T_e[\text{NII}] \approx T_e[\text{OII}]$  as valid, because we could not measure any auroral line in the low excitation zone. The N/O abundance was derived under the assumption that

$$N/O = N^+/O^+.$$

With regard to the oxygen ICF, a small fraction of  $O/H$  is expected to be in the form of  $O^{3+}$  ion in the high-excitation HII regions when the HeII $\lambda 4686$  emission line is detected. We have a measurement of the HeII $\lambda 4686$  emission line in 3 fibers. According to the photoionization models from Stasińska & Izotov (2003), the  $O^{3+}/O$  can be on the order of 1% only in the highest-excitation HII regions [ $O^+/(O^+ + O^{2+}) \leq 0.1$ ]; therefore, taking our abundance results into account, we assumed that this ICF correction is negligible in our case.

		107 (49)	
124 (13)	110 (11)	121 (20)	
170 (16)	96 (9)	91 (13)	113 (14)
150 (26)	81 (15)	89 (14)	
136 (22)	125 (24)	219 (37)	
198 (40)	100 (21)		

**Fig. 10.** Electron density distribution (in  $\text{cm}^3$ ) from the [S II]  $\lambda 6717/\lambda 6731$  line ratio.

		7.73 (0.06)	
7.84 (0.04)	7.89 (0.04)	7.83 (0.04)	
8.00 (0.04)	7.98 (0.02)	7.84 (0.03)	7.97 (0.05)
8.00 (0.07)	8.05 (0.06)	7.75 (0.07)	
8.00 (0.09)	7.95 (0.10)	7.65 (0.06)	
7.73 (0.07)	7.71 (0.07)		

**Fig. 11.** The distribution of the derived oxygen abundance,  $12+\log \text{O}/\text{H}$ .

In order to derive  $T_e[\text{OIII}]$  and consequently the O/H abundance, it is necessary to measure the faint auroral line  $[\text{OIII}]\lambda 4363$ . We were able to measure this line for 16 fibers with high S/N leading to the relative errors better than 10%, and covering a projected area of nearly  $19 \text{ arcsec}^2$  equivalent to  $\sim 0.4 \times 0.3 \text{ kpc}^2$ , including the central starburst region. This area is shown in figure 8 superposed on the  $\text{H}\alpha$  emission map.  $T_e[\text{OIII}]$  values used to derive the ionic abundance  $\text{O}^{++}$  were derived from emission line fluxes from the high spectral resolution observations in order to avoid any possible contamination of  $\lambda 4363$  by terrestrial HgI emission; a standard ratio of  $[\text{OIII}]\lambda 5007/\lambda 4959 = 3$  was assumed. In any case we compared  $T_e[\text{OIII}]$  values derived from our both low and high spectral resolution observations, and the measurements coincide within the errors.

In figures 9, 10 and 11, we show the distribution of the electron temperature  $T_e[\text{OIII}]$ , electron number density derived from the  $[\text{SII}]\lambda 6717, 6731$  emission lines and the total oxygen abundance spatial distribution, respectively. The errors are quoted

in parenthesis. Only the fibers where we could measure the  $[\text{OIII}]\lambda 4363$  emission line are shown.

No statistically significant variance was found for the electron number density;  $N_e$  values are of order  $100 \text{ cm}^{-3}$  approximately, within the errors. It is seen that there are some variations of the derived electron temperature (11700 - 16000 K). We plotted the derived values of  $T_e$  versus the error in the  $[\text{OIII}]\lambda 4363$  line and we found no correlation, indicating that no noise component near  $\lambda 4363$  was mistakenly included in the flux measurements.

The oxygen abundance derived for the 16 positions studied does not show correlation with the ionization degree over the whole range in  $\text{O}^{2+}/\text{O}^+$ . There are some variations of the oxygen abundance in the range 7.65-8.05. The sigma weighted mean of the derived oxygen abundance values is  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.86 \pm 0.05$  ( $1 \sigma$ ). 14 out of 16 O/H measurements are consistent, within the errors, with this mean value at  $2\sigma$  ( $\pm 0.1 \text{ dex}$ ). The other 2 measurements present values of O/H consistent, within the errors, with  $\pm 3\sigma$  of the weighted mean. Bearing in mind that the errors in the oxygen abundance include only errors derived based on the photon count statistics and they do not account for observational uncertainties (e.g. pointing errors, seeing variations) nor for reddening and flux calibration errors, we must conclude that the variations in the derived oxygen abundance may not be statistically significant. Hence, within  $\sim \pm 0.2 \text{ dex}$ , our observations indicate that the ionized gas is chemically homogeneous over spatial scales of hundred of parsecs. These results will be discussed in the next section.

Regarding to N/O and Ne/O abundance ratios, evaluating the contribution of all observational errors to the derivation of these abundances, we can conclude that there is no statistical evidence for any systematic variation of N/O and Ne/O with O/H for this range of abundances. The values of the sigma weighted mean for  $\log(\text{N}/\text{O})$  and for  $\log(\text{Ne}/\text{O})$ ,  $-1.04 \pm 0.06 \text{ dex}$  and  $-0.97 \pm 0.08$  respectively, are consistent, within the errors, with the  $\log(\text{N}/\text{O})$  and  $\log(\text{Ne}/\text{O})$  solar values,  $-0.86 \pm 0.12$  and  $-0.82 \pm 0.11$  (Lodders 2003), possibly N/O being slightly ( $\sim 0.1 \text{ dex}$ ) lower than solar. The sigma weighted mean value for  $\log(\text{N}/\text{O})$  is significantly higher than the mean for metal-poor HII galaxies [ $\log(\text{N}/\text{O}) = -1.46 \pm 0.14$  for galaxies with  $12+\log(\text{O}/\text{H}) \geq 7.6$ ; Izotov & Thuan 1999] although some few objects with similar N/O ratios have been found as seen in the compilation from Izotov & Thuan (1999) and from Mollá et al. (2006). We caution the reader that the present N/O values were derived from low-dispersion spectra with  $\text{H}\alpha$  and  $[\text{NII}]\lambda 6584$  slightly blended. Regarding to Ne/O abundance ratio, the sigma weighted mean value for  $\log(\text{Ne}/\text{O})$  derived here ( $-0.97 \pm 0.08$ ) is lower than the mean value of  $-0.72 \pm 0.07$  obtained by Izotov & Thuan 1999. However, we can also find there some galaxies with  $\log(\text{Ne}/\text{O})$  similar to the values derived in this paper.

### 3.4.1. Physical properties and chemical abundances from the integrated spectrum of IIZw70

In this section we describe some of the more interesting spectroscopic properties of the ionized gas in IIZw70, derived by analyzing the integrated spectrum. We obtained the integrated spectrum of IIZw70 by summing the emission from each fiber within an area of  $\sim 300 \text{ arcsec}^2$  ( $\sim 1.8 \text{ kpc}^2$ ), enclosing the whole nebular emission. Integrated spectra were obtained for low and high spectral resolution. These spectra are noisier as compared to spectra of the brightest region of the galaxy.

However, the analysis of the integrated spectrum presents several advantages. Contrary to previous studies that attempt to

**Table 3.** Reddening corrected line intensities relative to  $H\beta=100$  for the integrated spectrum of IIZw70. The reddening coefficient,  $C(H\beta)$ , the reddening corrected flux of  $H\alpha$ ,  $F(H\alpha)$  in units  $10^{-13}$  erg  $\text{cm}^{-2}$   $\text{s}^{-1}$ , equivalent width of  $H\alpha$  and  $H\beta$ ,  $EW(H\alpha)$  and  $EW(H\beta)$  in  $\text{\AA}$ , and the corrected velocity dispersions derived from  $H\beta$  and  $[\text{OIII}]\lambda 4959$ , ( $\sigma_{cor}(H\beta)$  and  $\sigma_{cor}([\text{OIII}]\lambda 4959)$  in  $\text{km s}^{-1}$ ), are included. Errors quoted in parenthesis.

$\lambda$ Ion	flux
3726 [OII]	1.03 $\pm$ 0.01
3729 [OII]	1.38 $\pm$ 0.02
3868 [NeIII]	0.31 $\pm$ 0.01
3889 H8+HeI	0.19 $\pm$ 0.01
3970 H $\epsilon$ + [NeIII]	0.08 $\pm$ 0.01
4101 H $\delta$	0.24 $\pm$ 0.01
4340 H $\gamma$	0.45 $\pm$ 0.01
4363 [OIII]	0.07 $\pm$ 0.01
4471 HeI	0.06 $\pm$ 0.01
4959 [OIII]	1.20 $\pm$ 0.01
5007 [OIII]	3.76 $\pm$ 0.03
6563 H $\alpha$	2.80 $\pm$ 0.03
6584 [NII]	0.17 $\pm$ 0.01
6678 HeI	0.03 $\pm$ 0.01
6717 [SII]	0.29 $\pm$ 0.01
6731 [SII]	0.20 $\pm$ 0.01
$C(H\beta)$	0.30
$F(H\alpha)$	10.72 $\pm$ 0.14
$EW(H\alpha)$	-221 $\pm$ 18
$EW(H\beta)$	-44 $\pm$ 1
$\sigma_{cor}(H\beta)$ (km/s)	19 $\pm$ 3
$\sigma_{cor}([\text{OIII}]\lambda 4959)$ (km/s)	21 $\pm$ 3

describe the average ionization conditions in the ionized nebula using individual spectra taken at different locations, we were able to describe the average spectroscopic properties over an extended region. Other advantage is that the integrated spectrum does not suffer from systematic effects that may be found for the spectra obtained with smaller apertures (Kewley et al. 2005). These apertures usually are centered on bright star forming knots, presenting a bias towards young populations (as a matter of fact most of HII galaxies spectroscopic surveys made up to now). Besides, one can compare the real integrated properties of the local star-forming dwarf galaxies with the properties of star-forming galaxies in intermediate/high redshift for which we only know their integrated characteristics due to their distance.

The emission lines corresponding to the integrated spectra were measured following the same procedure as in Kehrig et al. (2004). Reddening corrected line intensities, normalized to  $H\beta=100$  are shown in Table 3, as well as the value of  $C(H\beta)$ , estimated using the  $H\alpha/H\beta$  and  $H\gamma/H\beta$  ratios, the reddening corrected flux of  $H\alpha$ ,  $F(H\alpha)$ ,  $EW(H\beta)$ ,  $EW(H\alpha)$  and corrected velocity dispersion (see next section for details) derived from  $H\beta$  and  $[\text{OIII}]\lambda 4959$ . The effect of the underlying absorption in the hydrogen lines appears not to be important; a 0.3  $\text{\AA}$  EW correction for the underlying absorption on the integrated spectrum would be enough to bring the observed Balmer ratios to their theoretical value within the errors.

Physical conditions, chemical abundances and ionization structure indicators, derived from the reddening corrected line intensities of the integrated spectrum are listed in Table 4.

### 3.5. Kinematics of the ionized gas

One of the advantages in using two-dimensional spectroscopy is that we can study the spatial distribution of the kinematics of the

**Table 4.** Physical conditions, abundances and ionization structure indicators

Parameter	Integrated
$T_e(\text{O II})$ , $10^4$ K	1.46 $\pm$ 0.08
$T_e(\text{O II})^a$ , $10^4$ K	1.31 $\pm$ 0.06
$N_e(\text{O II})$ , $\text{cm}^{-3}$	80:
$N_e(\text{S II})$ , $\text{cm}^{-3}$	144 $\pm$ 27
12+log $\text{O}^+/\text{H}^+$	7.40 $\pm$ 0.05
12+log $\text{O}^{2+}/\text{H}^+$	7.62 $\pm$ 0.05
12+log $(\text{O}/\text{H})^b$	7.83 $\pm$ 0.04
12+log $(\text{O}/\text{H})^c$	7.99 $\pm$ 0.20
12+log $\text{N}^+/\text{H}^+$	6.23 $\pm$ 0.03
log $\text{N}/\text{O}$	-1.17 $\pm$ 0.06
12+log $\text{Ne}^{2+}/\text{H}^+$	6.96 $\pm$ 0.06
log $\text{Ne}/\text{O}$	-0.67 $\pm$ 0.07
12+log $\text{S}^+/\text{H}^+$	5.79 $\pm$ 0.03
$10^3 \text{He}^+/\text{H}^+$ (4471)	76 $\pm$ 15
$10^3 \text{He}^+/\text{H}^+$ (6678)	85 $\pm$ 17
$10^2 \log R_{23}^d$	88 $\pm$ 0.3
log $[\text{OIII}]/[\text{OII}]^e$	0.33 $\pm$ 0.01
log $[\text{NII}]/[\text{OII}]^f$	-1.04 $\pm$ 0.02
log $[\text{SII}]/\text{H}\alpha^g$	-0.75 $\pm$ 0.01

<sup>a</sup>  $T_e([\text{OII}])$  derived from the relation  $T_e([\text{OII}]) = 0.72T_e([\text{OIII}]) + 0.26$ .

<sup>b</sup> O/H abundance derived using  $T_e[\text{OIII}]$

<sup>c</sup> O/H derived from P-method (Pilyugin & Thuan 2005)

<sup>d</sup>  $(3726+3729+4959+5007)/H\beta$

<sup>e</sup>  $(4959+5007)/(3726+3729)$

<sup>f</sup>  $(1.3 \times 6584)/(3726+3729)$

<sup>g</sup>  $(6717+6731)/H\alpha$

ionized gas when using high enough spectral resolution. Radial velocity and line widths ( $\sigma = \text{FWHM}/2.35$ ) were obtained by fitting a single Gaussian to the emission line. The width is corrected for the instrumental profiles and for the thermal motion, following the formula:

$$\sigma_{cor}^2 = \sigma_{obs}^2 - \sigma_{ins}^2 - \sigma_{ther}^2$$

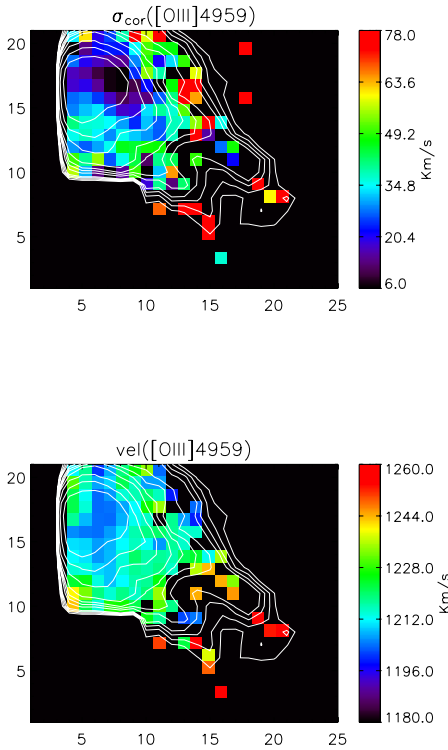
where  $\sigma_{cor}$ ,  $\sigma_{obs}$ ,  $\sigma_{ins}$  and  $\sigma_{ther}$  are the corrected width, the observed width, the width of the instrumental profile and the width due to the thermal motion, respectively. The  $\sigma_{ins}$  is obtained from the profiles of emission lines of lamps and it is  $\sim 45$   $\text{km s}^{-1}$  in our high dispersion spectra. To derive the width of the thermal profile we use the electron temperature ( $T_e=14600\text{K}$ ) derived from the integrated spectrum, as a representative value, and we found a value of  $\sim 3$   $\text{km s}^{-1}$  to be applied to the  $[\text{OIII}]\lambda 4959\text{\AA}$  emission line.

In figure 12 we show the radial velocity and the corrected velocity dispersion,  $\sigma_{cor}$ , maps resulting from single Gaussian fits to the  $[\text{OIII}]\lambda 4959$  emission line.

The map of the velocity field observed presents a radial velocity minimum coincident with the locus of the central burst. The difference between this minimum and the highest values of radial velocities, found in the tails to the southwest, is of  $\sim 60$   $\text{km/s}$ .<sup>3</sup> This blueshifted emission could be produced by an outflow from the bright burst of the galaxy. The velocity dispersion  $\sigma$  map shows the maximum values associated to the tails region of the galaxy, with sigma decreasing towards the brightest zones. This map also shows a conspicuous minimum close to the position of the minimum radial velocity. In addition, the corrected

<sup>3</sup> Cox et al. (2001) found a slightly higher value of 67  $\text{km/s}$  for the rotational speed of the HI neutral gas.





**Fig. 12.** Kinematics of IIZw70: maps of  $\sigma_{\text{cor}}([\text{OIII}]\lambda 4959)$  and radial velocity from  $[\text{OIII}]\lambda 4959$ . The lowest values for both, radial velocity and velocity dispersion coincide with the burst central locus.

velocity dispersion values measured from the integrated spectrum (see table 3) are similar to those obtained for the brightest part of the galaxy (see figure 12). This is because the velocity dispersion for HII galaxies is dominated by the central (core) component as shown by Telles et al. (2001).

#### 4. Discussion and conclusions

Bidimensional spectroscopic observations have been analyzed in order to derive the physical and chemical properties of the different components of the galaxy IIZw70, a system interacting with its close companion IIZw71. The contiguous streamer of gas between IIZw70 and IIZw71, as well as the star formation activity seen in both, IIZw70 and the polar ring around IIZw71, indicate an ongoing interaction and possible gas interchange between these two galaxies (Cox et al. 2001). The line intensity maps obtained for different emission lines have allowed to study of the spatial distribution and the ionization structure of the gas in IIZw70, revealing a strong central starburst surrounded by an extended lower excitation, low surface brightness ionized component. The morphology of the  $H\alpha$  intensity map, a direct tracer of the ionized hydrogen, was found to be consistent with the results obtained using narrow-band imaging (Cairós 2001), thus reinforcing the observational and reduction procedures applied. From our integrated flux in  $H\alpha$ , corrected by extinction, we derive a star formation rate of  $\text{SFR}(H\alpha) = 0.3 M_{\odot}/\text{yr}$  for IIZw70 following Kennicutt (1998); this value is in agreement with the value we have derived using the flux reported in Gil de Paz et al. (2003) from CCD  $H\alpha$  imaging. Kewley et al. (2002), using long-

slit spectroscopic mapping, derived a  $\text{SFR}(H\alpha) = 0.15 M_{\odot}/\text{yr}$  for IIZw70.

The peak of the  $H\alpha$  emission is located close to the bright stellar clusters (see figure 4); this peak position is slightly displaced from the minimum of the extinction, as measured by the  $H\alpha/H\beta$  by  $\sim 2''$  to the east. The map of gas radial velocity (see figure 14) suggests the presence of a gas outflow on top of a rather smooth velocity gradient from northeast to southwest across the galaxy. This outflow zone coincides spatially with the location of the brightest cluster. We can see also that the zone with lower dispersion velocity is partially overlapping with the area of the gas outflow, between the stellar cluster location and the zone of minimum extinction.

we detected for the first time the presence of Wolf-Rayet stars in IIZw70. The WR population, parameterized through the ratio of  $I(\text{WRbump})/I(H\beta)$  and  $\text{EW}(\text{WRbump})$ , is consistent with a burst of age  $\sim 3.2$  Myr for the metallicity derived for the galaxy. This fact indicates that this stellar cluster is very young. Our measurements of the equivalent width of the blue bump,  $\text{EW}(\text{WR}) = -2.2 \pm 0.6 \text{ \AA}$ , and of the ratio  $100 \times I(\text{WRbump})/I(H\beta) = 4.6 \pm 1.1$  (section 3.2.1) are in good agreement with the predictions of the evolutionary synthesis model Starburst99 (assuming a Salpeter IMF,  $M_{\text{upper}} = 120 M_{\odot}$  and  $Z=0.004$  with high mass loss). The models predict  $\text{EW}(\text{WR})$  values around  $2 \text{ \AA}$  at  $\sim 3.2$  Myr after an instantaneous burst. Corresponding predictions for  $100 \times I(\text{WRbump})/I(H\beta)$  give values around 3.6. A ratio of  $\text{WR}/\text{O} = 0.056$  is then obtained assuming an age for the burst of 3.2 Myr; values similar to this one have been reported for other low metallicity galaxies (Guseva et al. 2000). The presence of a bump at  $\sim 5800 \text{ \AA}$  could be an indicator of the existence of WC stars. A broad feature at this wavelength has been marginally detected in the same spectra, and though the measured EW is consistent with the same model predictions, its statistical significance is poor due to the low S/N. Overall, a total number of  $\sim 17$  WN+WC stars are predicted by the models.

The nebular emission of HeII detected in this work is shown to be spatially extended, though is not coincident with the location of the WR bumps by a few arcsec<sup>4</sup>. This nebular HeII emission is seen to the southwest of the box encompassing the brightest central clusters (see fig. 7), suggesting the existence of very hard ionising radiation which, in principle, does not appear necessary related to the WR stars, located towards the northeast corner.

In the overall picture, IIZw70 is dominated by the presence of a young starburst with a significant SFR. This young starburst could be producing a strong winds which have been able to develop an ionized gas outflow from which we see the blueshifted component as a feature in the velocity map of the galaxy. This outflow we think has been responsible for the minimum in optical extinction apparent in the  $H\alpha/H\beta$  map, to the west of the  $H\alpha$  peak, where the dust could have been swept up by the wind. From the kinematical point of view, this picture appears consistent with the velocity dispersion map; the narrowest line profiles are dominated by the bulk of the emission from the central HII regions, as expected (Telles et al. 2001), whereas the rest of the ionized gas, with a lower surface brightness, seems to be suffering the effects of the winds and its kinematics should be associated to the structures generated by the likely interaction of the winds with the ambient medium. This situation is reminiscent of what has been found for other extragalactic HII regions and

<sup>4</sup> We should bear in mind, however, that a small contribution of nebular HeII could have remained unnoticed in the broad feature

HII galaxies (e.g. Muñoz-Tuñón et al. 1996, Telles et al. 2001) which host strong starbursts.

Star-forming dwarf galaxies contain few metals and are thought to be chemically homogeneous. These low-mass, metal-poor, gas-rich star-forming systems provide unique venues to examine detailed processes of star formation within environments that may be related to star-forming systems observed at early times. The oxygen abundance derived here for the brightest region and for the integrated spectrum of IIZw70 are  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.98 \pm 0.03$  and  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.83 \pm 0.04$ , respectively. Previous works reported direct values of oxygen abundance for IIZw70 using long-slit spectra positioned in different places across the brightest regions of IIZw70. Lequeux et al (1979) quoted a value of 8.07; Kobulnicky & Skillman (1996) derived an oxygen abundance of  $8.07 \pm 0.08$  whereas Shi et al. (2005) found  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.69$ . In principle, the differences between our O/H measurement and the values found in the literature could be explained by different integration areas (Kewley et al. 2005). We have calculated the O/H abundance in 16 positions across IIZw70 directly from the measurement of  $[\text{OIII}]\lambda 4363$ . From these values we find a maximum oxygen abundance variation of  $\sim 0.4$  dex, similar to the range reported by Izotov et al. (2006) for SBS0335-052E. However, our observations point that, within  $\sim \pm 0.2$  dex, the ionized gas in IIZw70 is chemically homogeneous over spatial scales of hundred of parsecs. In the case of the nitrogen to oxygen ratio, N/O, the homogeneity is clear from the point by point abundance analysis; as it is the case also of the Ne/O ratio. All these findings indicate neat upper limits to any chemical inhomogeneity of the ionized gas in the brightest part of IIZw70.

Thus far, in most works on chemical abundances in dwarf galaxies there was no clear evidence of abundance variations. A plausible explanation to this degree of homogeneity is that in those places where one expects that newly produced metals could be returned to the ISM, the “local pollution” is not detected in the warm phase of the ISM. Rather the newly synthesized metals are returned into the hot phase of the ISM, and there is a significant time delay before these newly produced metals can be detected in the warm phase of the ISM. These results support the scenario promoted by Tenorio-Tagle (1996). Variations of the oxygen abundance in the interstellar medium of HII galaxies could give constraints to the physical mechanisms involved in the recycling processes, and this study has important consequences for the understanding of dwarf galaxies chemical evolution.

Though selected examples of nitrogen enhancement in dwarf galaxies have been reported in the literature, notably the case of NGC 5253 (e.g. López-Sánchez et al. 2006 and references therein), this is not the case of O/H. Many works in the literature have searched for a possible oxygen abundance variation within dwarf galaxies. Kobulnicky & Skillman (1996) presented optical spectroscopic chemical measurements of the ISM in the irregular galaxy NGC 1569 that reveal no substantial localized chemical enhancements. Vílchez & Iglesias-Páramo (1998), using bidimensional, long-slit spectroscopy, showed that IZw18 presents a substantially homogeneous chemical composition over the whole galaxy. From long-slit spectra of 16 HII regions in NGC 1705, Lee & Skillman (2004) reported that there is no significant spatial variation of oxygen abundances for this galaxy. Izotov et al. (2006), from two-dimensional spectroscopy of the BCDG SBS0335-052E, found a variation of 0.4 dex in the oxygen abundance. They concluded that these variations may not be statistically significant due to unaccounted error estimates. Lee et al (2006) obtained a slightly significant ( $3.2\sigma$ )

oxygen abundance gradient of  $-0.16 \pm 0.05$  dex  $\text{kpc}^{-1}$  within the Local Group dwarf irregular galaxy NGC 6822. However they claim further deep high-quality spectra of nebulae and stars are needed to distinguish clearly between either a zero or a nonzero slope.

Our results indicate that probably we are not witnessing a self-pollution case in IIZw70, consistent with most results obtained by other works cited above. The N/O abundance ratio we have found is larger ( $\sim 0.4$  dex) than the average value for most metal-deficient galaxies. Still the N/O ratio of IIZw70 is consistent with values found for some few HII galaxies in the literature (Nava et al. 2006, Izotov & Thuan 1999) with similar metallicity. Analysing the predictions of chemical evolution models, we have verified that continuous star formation models (Mollá & Díaz 2005) predict an enhancement in O/H of up to 0.4 dex or even larger, to be produced in spatial scales of  $\sim 1$  kpc along the disk, over timescales of 8 Gyr. The important point here is that these models predicted O/H enhancements could be achieved keeping the N/O ratio approximately constant along the process, and at an absolute value consistent with our observations to within 0.1 dex. Further observations with integral field units at 10 m class telescopes and additional measurements of chemical abundances in IIZw70, covering a larger area, should be required in order to draw a more firm conclusion on the statistical contribution of local variations to the chemical homogeneity. Given the interest in the problem of chemical homogeneity of dwarfs galaxies and its role in their chemical evolution (e.g. Legrand et al. 2001, Recci et al. 2001) a clearer view of the observational situation is probably warranted.

*Acknowledgements.* C.K wishes to thank the Consejo Superior de Investigaciones Científicas (CSIC-Spain) for an I3P fellowship; C.K. also thanks the CAPES (Brazil) for a fellowship and the Observatorio Nacional for continuous support. This research was partially funded by projects AYA2004-08260-C03-02 of the Spanish PNAYA and TIC 111 of the Junta de Andalucía (Spain). SFS the Spanish Plan Nacional de Astronomía program AYA2005-09413-C02-02, of the Spanish Ministry of Education and Science and the Plan Andaluz de Investigación of Junta de Andalucía as research group FQM322. We thank M. Villar-Martin and D. Revete-Paya for their help in the initial stages of this project. During the course of this work, we benefited from conversations with M. Mollá, V. Luridiana and M. Cerviño. Thanks are due to G. Stasinska for her fruitful comments and careful reading of the manuscript.

## References

- Baldwin, A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 817  
Balkowski, C., Chamaraux, P., & Weliachew, L. 1978, *A&A*, 69, 263  
Cairós, L.M., Caon, N., García-Lorenzo, B., Vílchez, J.M., & Muñoz-Tuñón, C. 2002, *ApJ*, 577, 164  
Cairós, L. M., Caon, N., Vílchez, J. M., González-Pérez, J. N., & Muñoz-Tuñón, C. 2001, *ApJS*, 136, 393  
Cairós, L.M., 2001, PhD Thesis, Universidad de La Laguna  
Castellanos, M., 2000, PhD Thesis, Universidad Autónoma de Madrid  
Cox, A. L., Sparke, L. S., Watson, A. M., & van Moorsel, G. 2001, *AJ*, 121, 692  
Deeg, H.-J., Duric, N., & Brinks, E. 1997, *A&A*, 323, 323  
de Mello, D. F., Schaerer, D., Heldmann, J., & Leitherer, C. 1998, *ApJ*, 507, 199  
Gil de Paz, A., Madore, B. F., & Pevunova, O. 2003, *ApJS*, 147, 29  
Guseva, N. G., Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 2000, *ApJ*, 531, 776  
Izotov, Y. I., Schaerer, D., Blecha, A., Royer, F., Guseva, N. G., & North, P. 2006, *A&A*, 459, 71  
Kehrig, C., Telles, E., & Cuisinier, F. 2004, *AJ*, 128, 1141  
Kennicutt, R. C., Jr. 1998, *ARA&A*, 36, 189  
Kewley, L. J., Jansen, R. A., & Geller, M. J. 2005, *PASP*, 117, 227  
Kewley, L. J., Geller, M. J., Jansen, R. A., & Dopita, M. A. 2002, *AJ*, 124, 3135  
Kobulnicky, H. A., & Skillman, E. D. 1996, *ApJ*, 471, 211  
Kong, X., Charlot, S., Weiss, A., & Cheng, F.Z. 2003, *A&A*, 403, 877  
Lee, H., Skillman, E. D., & Venn, K. A. 2006, *ApJ*, 642, 813  
Lee, H., & Skillman, E. D. 2004, *ApJ*, 614, 698

Legrand, F., Tenorio-Tagle, G., Silich, S., Kunth, D., & Cerviño, M. 2001, *ApJ*, 560, 630  
Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *A&A*, 80, 155  
Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220L  
Maeder, A., & Conti, P. S. 1994, *ARA&A*, 32, 227  
McCall, M. L., Rybski, P. M., & Shields, G. A. 1985, *ApJS*, 57, 1  
Meynet, G. 1995, *A&A*, 298, 767  
Mollá, M., Vílchez, J. M., Gavilán, M., & Díaz, A. I. 2006, *MNRAS*, 372, 1069  
Mollá, M., & Díaz, A. I. 2005, *MNRAS*, 358, 521  
Munoz-Tunon, C., Tenorio-Tagle, G., Castaneda, H. O., & Terlevich, R. 1996, *AJ*, 112, 1636  
Nava, A., Casebeer, D., Henry, R. B. C., & Jevremovic, D. 2006, *ApJ*, 645, 1076  
Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed. Sausalito, CA: University Science Books, 2006.  
Papaderos, P., Izotov, Y. I., Thuan, T. X., Noeske, K. G., Fricke, K. J., Guseva, N. G., & Green, R. F. 2002, *A&A*, 393, 461  
Pilyugin, L.S., Vílchez, J.M., & Thuan, T.X. 2006, *MNRAS*, 370, 1928  
Pilyugin, L.S. & Thuan, T.X., 2005, *ApJ*, 631, 231  
Reshetnikov, V. P., & Combes, F. 1994, *A&A*, 291, 57  
Sánchez S.F., García-Lorenzo, B., Pecontal-Rousset, A., 2007, *Proceedings of the XIII IAC Winter School*, Arribas, S., Mediavilla, E., & Roth, M., Ed., in press.  
Sánchez, S. F. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 850  
Sánchez, S. F. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 167  
Sánchez, S. F. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 850  
Shi, F., Kong, X., Li, C., & Cheng, F.Z. 2005, *A&A*, 437, 849  
Storey, P. J., & Hummer, D. G. 1995, *MNRAS*, 272, 41  
Shaw, R. A., & Dufour, R. J. 1994, *ASP Conf. Ser.* 61: *Astronomical Data Analysis Software and Systems III*, 61, 327  
Stasińska, G., & Izotov, Y. 2003, *A&A*, 397, 71  
Telles, E., Muñoz-Tuñón, C., & Tenorio-Tagle, G. 2001, *ApJ*, 548, 671  
Telles, E., Melnick, J., & Terlevich, R. 1997, *MNRAS*, 288, 78  
Tenorio-Tagle, G. 1996, *AJ*, 111, 1641  
Whitford, A. E. 1958, *AJ*, 63, 201  
Whitmore, B. C., Lucas, R. A., McElroy, D. B., Steiman-Cameron, T. Y., Sackett, P. D., & Olling, R. P. 1990, *AJ*, 100, 1489  
Thuan, T. X., & Martin, G. E., 1981, *ApJ*, 247, 823  
Vílchez, J.M., & Iglesias-Páramo, J. 1998, *ApJ*, 508, 248

## 4.4 Considerações adicionais sobre o artigo

Como vimos anteriormente, pudemos derivar a abundância de oxigênio diretamente a partir da temperatura eletrônica de [OIII],  $T_e[\text{OIII}]$ , para 16 espectros, cobrindo uma área de  $300 \times 400 \text{ pc}^2$ . Entre os valores de  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  derivados, observamos uma variação de 0.4 dex. Verificamos, porém, que tal variação não é estatisticamente significativa, o que indica uma homogeneidade química (em escalas de centenas de parsec) para a galáxia IIZw70, de acordo com os resultados encontrados na literatura para outras galáxias anãs de baixa metalicidade. Antes de chegarmos a esta conclusão e durante a interpretação dos resultados fizemos alguns testes, os quais apresentamos abaixo.

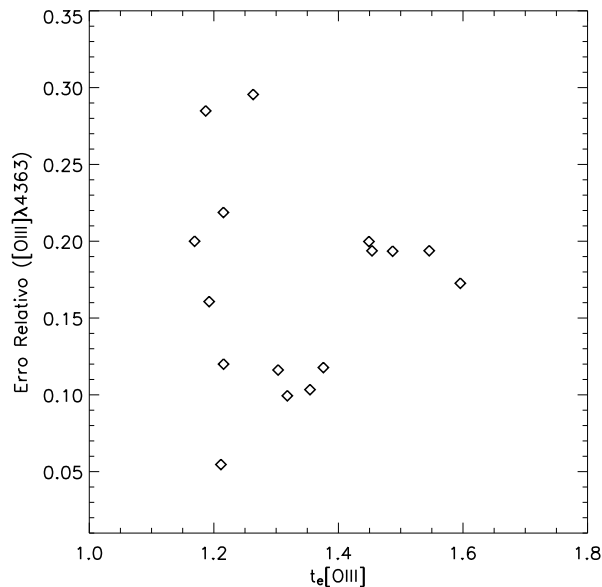


Figura 4.16: Erro relativo associado ao fluxo da linha [OIII] $\lambda 4363 \text{ \AA}$  em função da temperatura eletrônica do [OIII] (em unidades de  $10^4 \text{ K}$ ).

Os valores derivados para a temperatura eletrônica do [OIII],  $T_e[\text{OIII}]$ , em função do erro relativo medido na linha [OIII] $\lambda 4363 \text{ \AA}$ , são representados na figura 4.16. Como podemos ver, não existe nenhuma correlação, indicando que os valores mais elevados encontrados para  $T_e[\text{OIII}]$ , não são resultado de uma má relação sinal-ruído na linha [OIII] $\lambda 4363$ .

Na figura 4.17 mostramos a abundância de oxigênio (somente para os espectros com a linha [OIII] $\lambda 4363 \text{ \AA}$  medida) em função do parâmetro de ionização, dado pela razão de abundâncias iônicas  $\text{O}^{2+}/\text{O}^+$ . A partir deste gráfico vemos que não existe nenhuma correlação entre o parâmetro

de ionização e a abundância de oxigênio total derivada. Isto mostra que nossas medidas de O/H não sofrem de efeitos sistemáticos no que se refere ao grau de excitação da nebulosa.

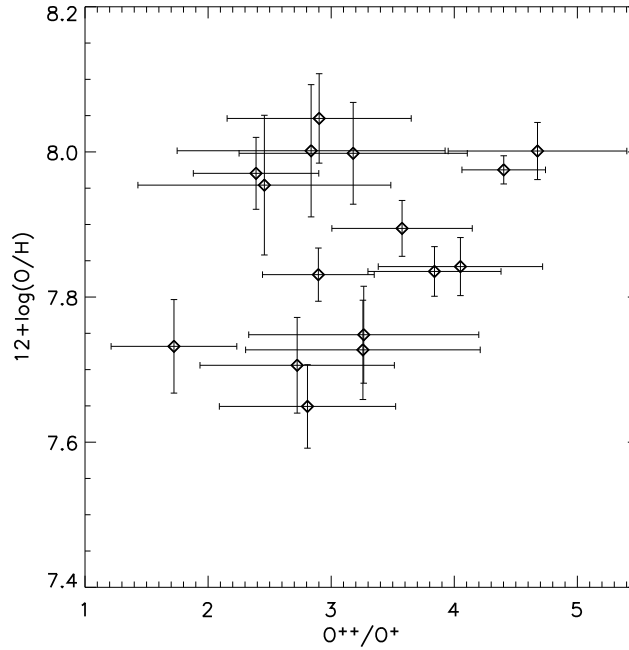


Figura 4.17: Abundância de oxigênio derivada diretamente a partir da temperatura eletrônica em função do quociente  $O^{++}/O^+$ .

A figura 4.18 mostra os valores das abundâncias de oxigênio derivadas diretamente a partir da temperatura eletrônica. Uma variação de 7.65 a 8.05 entre os valores de  $12 + \log(O/H)$  calculados é observada. Podemos ver que 14 das 16 medidas de  $12 + \log(O/H)$  são consistentes, dentro dos errors, com o valor da média ponderada ( $=7.86$  dex; linha contínua)  $\pm 2\sigma$  ( $=0.1$  dex; linhas tracejadas) enquanto que as outras duas medidas apresentam valores de  $12 + \log(O/H)$  consistentes com a média ponderada dentro de  $\pm 3\sigma$  ( $=0.15$  dex; linhas tracejadas-pntilhadas), onde  $\sigma$  é o erro correspondente a média ponderada da distribuição de valores para  $12 + \log(O/H)$ . Considerando que os erros das abundâncias de oxigênio não levam em conta incertezas observacionais, como por exemplo erros de apontamento do telescópio e variações do “seeing”, assim como erros devido a correção de avermelhamento e calibração em fluxo, concluímos que as variações observadas entre as medidas de  $12 + \log(O/H)$  podem não ser estatisticamente significantes. Por esta razão, dentro de  $\sim \pm 0.2$  dex, nossos dados observacionais indicam que o gás ionizado em IIZw70 é quimicamente homogêneo em escalas de centenas de parsecs. A média ponderada das medidas derivadas

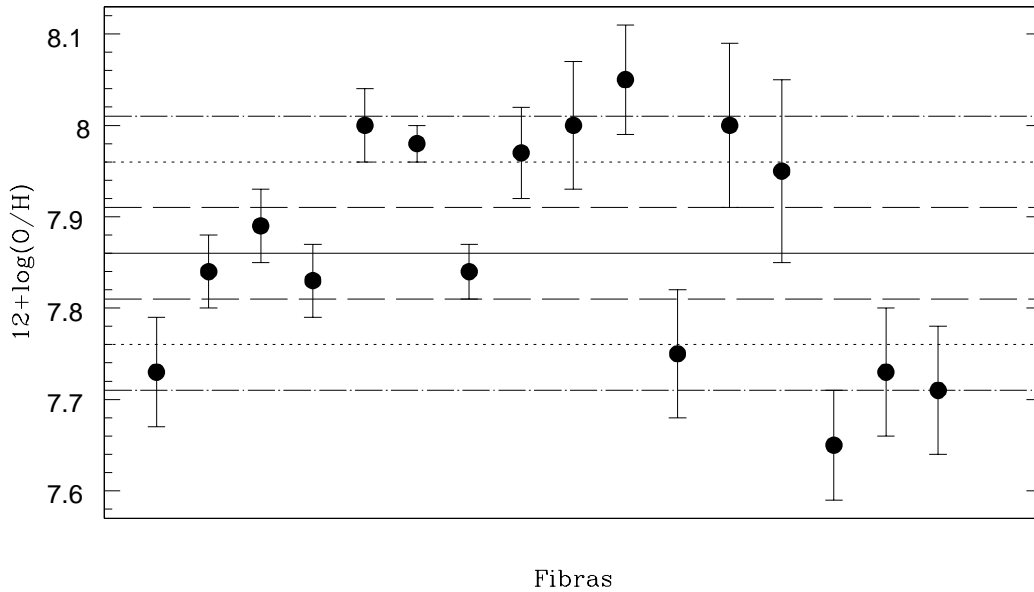


Figura 4.18: Abundâncias de oxigênio com determinação da temperatura eletrônica. As linhas tracejadas, pontilhadas e tracejada-pontilhadas correspondem a  $\pm 1\sigma$ ,  $\pm 2\sigma$  e  $\pm 3\sigma$ , respectivamente, onde  $\sigma$  representa o erro associado a média ponderada (indicada pela linha contínua) dos valores derivados para a abundância de oxigênio.

para a abundância de oxigênio,  $7.86 \pm 0.05$  dex, foi assumida como o valor representativo de  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  para a galáxia IIZw70.

A relação entre o  $\log([\text{OIII}]\lambda 4959,5007/[\text{OII}]\lambda 3727)$  e  $\log R_{23}$  (onde mostramos apenas aqueles valores com erros relativos  $\leq 20\%$ ) é representada na figura 4.19. Os losangos representam nossos dados para IIZw70 e os triângulos correspondem a medidas para diferentes posições da galáxia IZw18 (Vílchez & Iglesias-Páramo 1998). Mostramos também os modelos de fotoionização de McGaugh (1991) para o regime de baixas abundâncias ( $12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.2$  dex), onde as linhas contínuas representam diferentes valores para a abundância de oxigênio; o menor valor é de  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.4$ , aumentando (para cada modelo) 0.1 dex da esquerda para direita. Podemos ver que a maioria dos pontos que representam a galáxia IIZw70 se encontram entre as linhas correspondentes a  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.8$  e 8.1 dex. Este intervalo de abundância está de acordo com a maioria dos valores de abundância de oxigênio derivados diretamente a partir da temperatura eletrônica e também inclui a abundância média calculada (ver figura 4.18).

Se extrapolássemos o modelo correspondente a  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.4$  em direção a valores de

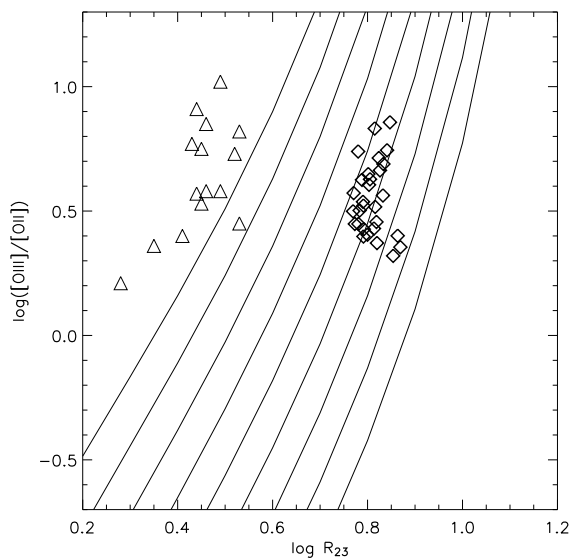


Figura 4.19:  $\log([\text{OIII}]/[\text{OII}])$  vs.  $\log R_{23}$ ; as linhas contínuas mostram os modelos de McGaugh (1991) para abundâncias no intervalo entre  $7.4 \leq 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \leq 8.2$ . Cada linha corresponde a uma abundância de oxigênio, começando com  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.4$  (primeira linha a esquerda); a diferença em abundância entre uma linha e outra é de 0.1 dex. Triângulos representam medidas para diferentes posições na galáxia IZw18 a partir de Vílchez & Iglesias-Páramo (1998); losangos mostram nossas medidas para IIZw70.

abundância menores, podemos dizer que tais modelos também concordariam com as observações para IZw18 (triângulos), confirmando sua baixa abundância de  $12 + \log \text{O}/\text{H} \sim 7.2$  (Lequeux et al. 1979; Kunth & Sargent 1983; Davidson & Kinman 1985; Pagel et al. 1992; Vílchez & Iglesias-Páramo 1998).

# Capítulo 5

## Conclusões Gerais

Esta tese de doutorado está principalmente dedicada ao estudo das propriedades físico-químicas do meio interestelar em galáxias HII. Durante a realização deste trabalho analisamos resultados obtidos a partir de observações com espectroscopia de fenda e espectroscopia de campo integral. Neste capítulo descrevemos as conclusões mais relevantes que derivamos a partir dos capítulos 2, 3 e 4 deste trabalho.

No capítulo 2, a partir de espectros de fenda cobrindo um intervalo espectral de  $\lambda 3700 \text{ \AA}$  a  $1 \mu\text{m}$ , para uma amostra de 34 galáxia HII fizemos uma análise detalhada de abundâncias do enxofre e do oxigênio, tornando esta a maior amostra de galáxias HII com abundâncias acuradas de enxofre. O uso das linhas de [SIII] no infravermelho próximo, [SIII] $\lambda\lambda 9069,9532 \text{ \AA}$ , na derivação das abundâncias de  $S^{2+}$  distingue nosso estudo da grande maioria dos trabalhos anteriores que incluem medidas da abundância de enxofre em galáxias HII. Comparando as abundâncias totais de S/H e O/H para nossa amostra, concluímos que S/O permanece constante com O/H na faixa de  $1/20(O/H)_{\odot}$  a  $(O/H)_{\odot}$ , indicando que em ambientes de baixa metalicidade os elementos químicos enxofre e oxigênio parecem ser produzidos pelas mesmas estrelas massivas. Verificamos também que  $S_{23}$  mostra uma ligeira dependência com o grau de excitação das regiões HII, o que indica que  $S_{23}$  não é sensível aos efeitos de ionização tornando-o um indicador empírico robusto. Comparando os parâmetros  $\eta'$  e  $S_{23}$  vimos que galáxias com menor metalicidade apresentam espectros mais “duros”. Isto poderia dever-se a uma menor importância de efeitos como “metal-line blanketing” em ambientes de baixa metalicidade, como foi proposto por Massey et al. (2004). Através da comparação das razões de abundâncias iônicas  $S^+/S^{++}$  e  $O^+/O^{++}$  com modelos de fotoionização, verificamos que a maioria das galáxias provavelmente hospedam aglomerados estelares com tem-



peraturas efetivas  $\geq 50000\text{K}$  indicando que fontes adicionais de ionização podem estar presentes. Este mesmo resultado foi sugerido por outros autores em estudos sobre as fontes ionizantes em galáxias HII (ex: Stasińska & Schaerer 1999; Izotov et al. 2006).

No capítulo 3, derivamos abundâncias de  $\text{S}^{3+}$  através da linha  $[\text{SIV}]\lambda 10.52 \mu\text{m}$  para uma amostra de objetos (ainda escassa) observados com o satélite ISO (Vermeij et al., 2002 and Nollenberg et al., 2002). Para esta amostra, verificamos que o melhor ajuste para o ICF do enxofre é dado pela fórmula de Barker (1980) com  $\alpha = 2.5$ . Utilizando este ICF, derivamos uma calibração da abundância total do enxofre em função do parâmetro  $S_{23}$  a partir de uma amostra de 171 objetos (entre eles, regiões HII da Galáxia, regiões HII gigantes extragalácticas e galáxias HII), cobrindo uma extensa faixa de abundâncias (de  $1/40 (\text{O}/\text{H})_{\odot}$  a  $3 (\text{O}/\text{H})_{\odot}$ ). Esta calibração pode ser usada como uma ferramenta para estudar a metalicidade em galáxias HII usando somente dados espectroscópicos no vermelho e infravermelho-próximo. Para estes 171 objetos fizemos também uma análise de como varia o quociente de abundâncias S/O em função da abundância total do oxigênio O/H. Verificamos que as galáxias HII e regiões HII parecem apresentar um comportamento diferente. Em regiões HII, devido ao maior número de observações, a tendência é mais clara. Enquanto S/O permanece aproximadamente constante para a amostra de galáxias HII (corroborando o resultado obtido no capítulo 2), o mesmo não acontece para a amostra de regiões HII. A hipótese de um S/O constante para qualquer intervalo de abundâncias ainda é uma questão em aberto e um maior número de observações é necessário para uma melhor compreensão sobre a nucleossíntese destes dois elementos. A confirmação de uma possível variação do quociente S/O seria um resultado certamente importante, já que se assume geralmente que o oxigênio e o enxofre compartilham uma origem nucleossintética comum. Evidentemente este resultado pode ter grande importância para os estudos de modelos de nucleossíntese estelar e de evolução química. Necessita-se também mais esforço teórico ao estudar profundamente a nucleossíntese de elementos pesados (com especial menção às relações entre os elementos enxofre e oxigênio) e o processo de explosão das estrelas massivas, o qual continua sendo um desafio no campo da astrofísica nuclear (Woosley & Heger 2007).

No capítulo 4 apresentamos a aplicação da técnica IFS para a galáxia HII IIZw70. Abaixo descrevemos os principais resultados obtidos a partir deste estudo.

Através de mapas de linhas de emissão vimos que o gás ionizado mostra uma estrutura caracterizada por uma intensa RFE central e uma extensão de baixo brilho (na direção sudoeste) onde podemos distinguir dois filamentos (como se fossem duas caudas).

Fomos capazes de detectar pela primeira vez a presença de estrelas Wolf-Rayet (WR) na galáxia IIZw70. Identificar este tipo de estrela em galáxias HII pode ter implicações importantes para estudos sobre evolução estelar massiva, já que se espera que o número de estrelas WR diminua em ambientes de baixa metalicidade (ex: Schaller et al. 1992). Vimos que a emissão proveniente destas estrelas coincide espacialmente com o aglomerado jovem (ionizante) detectado a partir da imagem de IIZw70 no filtro  $u$  do Sloan Digital Sky Survey. Utilizando o modelo de síntese evolutiva Starburst99 (Leitherer et al. 1999) derivamos uma idade de  $3.2 \times 10^6$  anos para as estrelas WR.

Um possível cenário para a evolução do meio interestelar em IIZw70 foi proposto: as estrelas massivas presentes no “starburst” central poderiam estar produzindo fortes ventos que seriam capaz de provocar um fluxo do gás ionizado detectado através da componente “blueshifted”, que vemos no mapa de velocidade radial obtido para linha do [OIII] $\lambda$ 4959. Os ventos a partir destas estrelas poderiam ser também responsáveis pelo mínimo em extinção (identificado no mapa de  $H\alpha/H\beta$ ) onde a poeira pode ter sido varrida por tais ventos. Claramente o cenário proposto aqui para a galáxia IIZw70 está baseado apenas nas propriedades observacionais obtidas neste trabalho e é uma sugestão de um possível resultado da interação entre o meio interestelar e a evolução estelar massiva. Se quisermos derivar um modelo preciso para o gás ionizado nesta galáxia, o uso de modelos hidrodinâmicos por exemplo seria necessário. Porém, isto está fora dos objetivos deste trabalho.

Somando a emissão de cada fibra dentro de uma área de  $\sim 300 \text{ seg arc}^2$  obtivemos o espectro integrado de IIZw70. Uma das vantagens deste estudo é que o espectro integrado não sofre efeitos de abertura. A partir do fluxo integrado em  $H\alpha$  derivamos uma  $\text{SFR}(H\alpha) = 0.3 M_{\odot}/\text{anos}$  para IIZw70, enquanto Kewley et al. (2002), utilizando espectroscopia de fenda para a mesma galáxia, obtiveram um valor para a  $\text{SFR}(H\alpha)$  de  $0.15 M_{\odot}/\text{anos}$ , o que significa que eles podem estar “perdendo” uma fração não desprezível do fluxo em  $H\alpha$ .

Em 16 espectros (cobrindo uma área de  $\sim 0.4 \times 0.3 \text{ kpc}^2$  na região do “burst central”) pudemos derivar diretamente a abundância de oxigênio utilizando a  $T_e[\text{OIII}]$ . A partir destes valores encontramos que as abundâncias de oxigênio derivadas variam entre 7.65 e 8.05 dex. Entretanto, considerando os erros estimados para as abundâncias de oxigênio vemos que as variações observadas entre as medidas de  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  podem não ser estatisticamente significantes, e que dentro de  $\pm 0.2$  dex, nossas observações indicam que o gás ionizado em IIZw70 é quimicamente homogêneo em escalas de centenas de parsecs. Observações adicionais utilizando IFUs em telescópios da

classe de 10 m seriam necessárias para confirmar este resultado.

Existem vários trabalhos na literatura que têm se dedicado a procurar possíveis gradientes de metalicidade em galáxias anãs. Porém, ao contrário do que se observa em discos de galáxias espirais, até hoje não foi encontrado nenhum exemplo de uma galáxia anã que mostrasse claramente um gradiente significativo de abundância.

A ligação entre FE e homogeneidade de abundâncias no meio interestelar de galáxias anãs é um tema que também vem sendo discutido por alguns autores (ex: Skillman 2003); como a FE enriquece quimicamente a galáxia é natural a conexão entre os dois tópicos. Os mecanismos que causam a FE nas galáxias HII ainda não são claros. Processos internos (Telles & Maddox 2000), FE auto-propagante, interações com nuvens companheiras de HI (Brinks 1997) ou com companheiras (Esteban & Méndez 1999a) são encontradas na literatura como possíveis causas para a formação estelar. Mas se as galáxias HII são de fato quimicamente homogêneas isto pode ser uma indicação de que a FE não é auto-propagante porque, se este fosse o caso, esperaríamos observar algum gradiente de metalicidade. Provavelmente a formação estelar em galáxias HII ocorre de maneira sincronizada, de forma que um grande burst parece dominar uma extensão da galáxia.



## Capítulo 6

# Trabalhos em Andamento e Projetos Futuros

Para iniciar este capítulo eu quis transcrever trechos do capítulo *Conclusão e Perspectivas Futuras* da minha dissertação de mestrado:

*“... observamos uma fração significativa da nossa amostra (34 galáxias HII) no vermelho (5500-10700Å). Desta forma fomos capazes de detectar as linhas do [SIII]λλ9062,9532. O que pretendemos fazer num futuro próximo é obter abundâncias de enxofre de qualidade para uma amostra significativa de galáxias HII em colaboração com o grupo de pesquisa sobre FE em galáxias de Granada, Espanha.”*

*“Além disto, será possível utilizar o indicador empírico de abundâncias,  $S_{23}$  ...”*

*“Concluimos que a nossa amostra serve de base para investigações mais profundas de parâmetros fundamentais para as regiões HII e seus aglomerados ionizantes. ”*

Lendo o texto acima, depois de quase chegar ao final desta tese de doutorado, o que podemos dizer é que fomos capazes de cumprir com os objetivos que foram propostos há 4 anos quando terminei minha dissertação de mestrado. Esperamos que pelo menos parte das perspectivas futuras, que serão apresentadas a seguir, também possam ser alcançadas.

Um projeto que já está sendo desenvolvido é o estudo do par de galáxias HII IIZw70 e IIZw71. Assumindo uma distância de 18.1 Mpc, a separação angular de 4'.4 entre as duas galáxias cor-

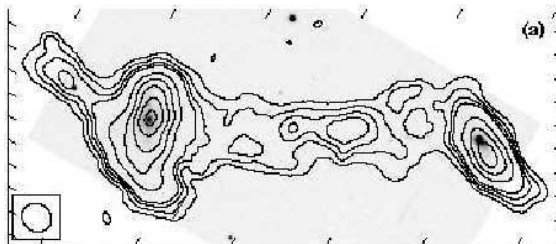


Figura 6.1: Contornos de HI superpostos a uma imagem óptica (banda B). Nesta figura vemos as duas galáxias IIZw71 (esquerda) e IIZw70 (direita), e a nuvem de HI entre os dois objetos. (Cox et al. 2001)

responde a uma separação projetada no céu de 23 kpc. A interação entre as galáxias IIZw70 e IIZw71 é indicada por estudos de HI (Balkowski et al. 1978, Cox et al. 2001; ver figura 6.1). Se as interações entre galáxias anãs são o mecanismo principal de formação de galáxias no passado, o estudo de tais interações na época atual é portanto importante. Além disso, se as interações podem de maneira eficiente disparar a atividade de FE em galáxias anãs ricas em gás, isto continua sendo um tema de debate (ex: Walter et al. 1997; Iglesias-Páramos & Vílchez 1997; Gil de Paz et al. 2000).

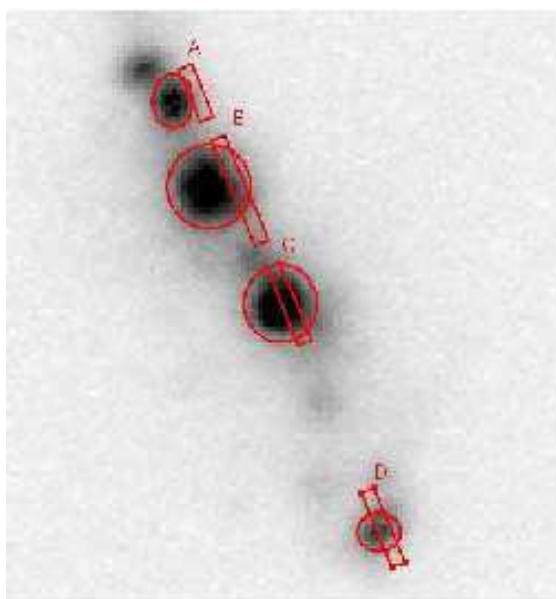


Figura 6.2: Imagem  $H\alpha$  de IIZw71 e a posição da fenda em cada RFE.

Neste sentido, além do trabalho apresentado no capítulo 4, contamos também com dados de

espectroscopia de fenda e de IFS para a galáxia HII IIZw71. Os resultados obtidos a partir dos espectros de fenda estão sendo interpretados e já começamos a redigir um artigo que será enviado para uma revista internacional (Pérez-Montero E., García-Benito R., Díaz A.I. & Kehrig C., 2007). Os espectros de fenda foram obtidos usando o espectrógrafo ISIS montado no telescópio William Herschel (WHT) de 4.2 metros (Observatório del Roque de los Muchachos, La Palma, Espanha) durante uma noite de observação, em 8/07/2005; o intervalo espectral observado está entre 3500 and 10000Å . IIZw71 apresenta várias RFE luminosas em  $H\alpha$ , porém a fenda não foi posicionada corretamente ao longo destas regiões e, conseqüentemente, algumas delas não foram bem cobertas (ver figura 6.2). Este é um exemplo claro da vantagem que a IFS apresenta frente a espectroscopia de fenda. Para as RFE C e D (ver figura 6.2) medimos a temperatura eletrônica e abundâncias químicas usando o método direto. Nenhuma variação significativa de abundância foi encontrada.

Com relação a IFS temos também vários projetos já em andamento. Primeiramente queremos fazer um estudo similar ao que foi apresentado no capítulo 4, para as galáxias HII IIZw71 e IZw18. Os dados foram tomados com o espectrógrafo INTEGRAL+WYFFOS (Observatório del Roque de los Muchachos, La Palma) em fevereiro de 2006, e já foram reduzidos. O processo de obtenção e análise dos mapas de linhas de emissão e quocientes de linha já foi iniciado (ver figura 6.3).

Em colaboração com o grupo de pesquisa sobre formação e evolução de galáxias de Granada, fizemos um pedido de tempo para 10 noites de observação (já concedidas) com o IFU Argus/Albireo instalado no OSN (Observatório de Serra Nevada, Granada). Pretendemos observar uma amostra de 18 galáxias anãs (em aglomerados próximos) que apresentam morfologia irregular em  $H\alpha$  (em emissão). A espectroscopia de campo integral nos proporcionará informações sobre a cinemática destas galáxias com resolução espectral suficiente. Além disso, esperamos obter informações sobre as propriedades físicas (metalicidade, densidade, excitação) do gás ionizado através dos coeficientes de linhas de emissão.

O fenômeno *starburst* ocorre em uma grande faixa de luminosidade (massa). Galáxias luminosas no infra-vermelho (ULIRGs<sup>1</sup>) representam a classe de galáxias *starburst* mais massivas. Em colaboração com Dr. Sebastian Sánchez, em 2005 obtivemos espectros bidimensionais para a ULIRG IRAS18131 observada como o IFU do telescópio de 3.5 m em CAHA. Além disso contamos com imagens em banda larga (U,V,R) obtidas com o telescópio de 2.2 m de CAHA, para esta mesma galáxia (ver figura 6.4). Nosso interesse é fazer uma comparação entre o fenômeno *starburst* em ULIRGs e galáxias HII utilizando a técnica da IFS.

---

<sup>1</sup>Do inglês Ultraluminous IRAS Galáxias.

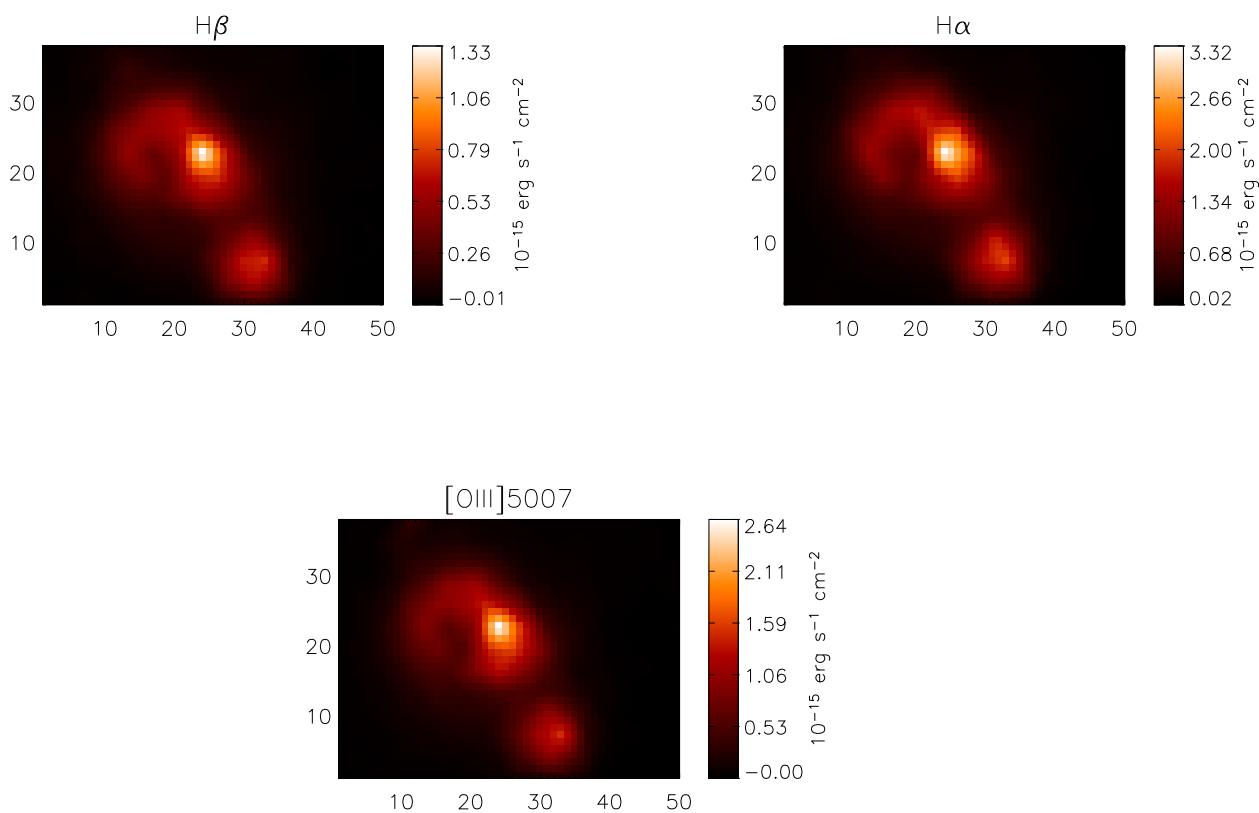


Figura 6.3: Mapas do fluxo de  $H\beta$ , de  $H\alpha$  e de  $[OIII]\lambda 5007$  para a galáxia IZw18.

Nos capítulos 2 e 3 vimos a importância de se medir as linhas fortes do enxofre emitidas no IR-próximo e IR-médio. Porém, a maioria dos espectros de galáxias HII e regiões HII disponíveis se encontra no intervalo de  $\lambda 3600$  a  $\lambda 7000$  Å, embora o número de galáxias HII observadas até  $1 \mu\text{m}$  esteja crescendo (ver p.ex Pérez-Montero & Díaz 2003, Kehrig et al. 2006) Como vimos no capítulo 3, devido a falta de dados observacionais no IR-médio, abundâncias totais de enxofre têm sido tradicionalmente derivadas a partir das espécies iônicas  $S^{2+}$  e  $S^+$  usando ICFs estimados a partir de modelos de fotoionização que estão sujeitos a fontes de incerteza como, por exemplo, o efeito da estrutura de temperatura. De fato, a estrutura de ionização não parece ser adequadamente reproduzida pelos modelos atuais (ex: Kehrig et al. 2006). Os modelos de fotoionização calculados com *Starburst 99* (Leitherer et al. 1999) para aglomerados estelares de  $10^6$  anos, em diferentes



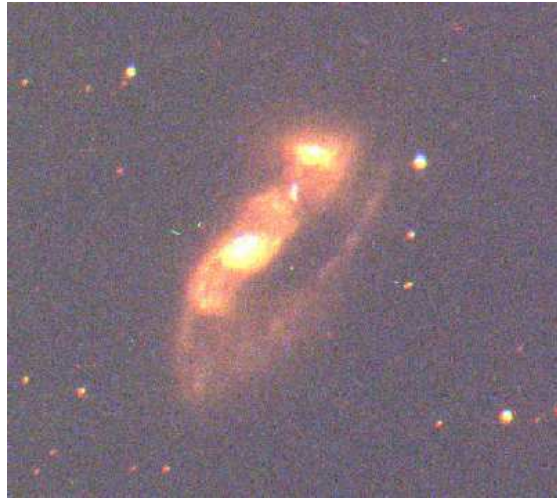


Figura 6.4: Esta imagem é uma composição dos 3 filtros Johnson, U, V e R, para a galáxia ultraluminosa IRAS18131 observada no dia 15/08/2005 no Observatório de Calar Alto.

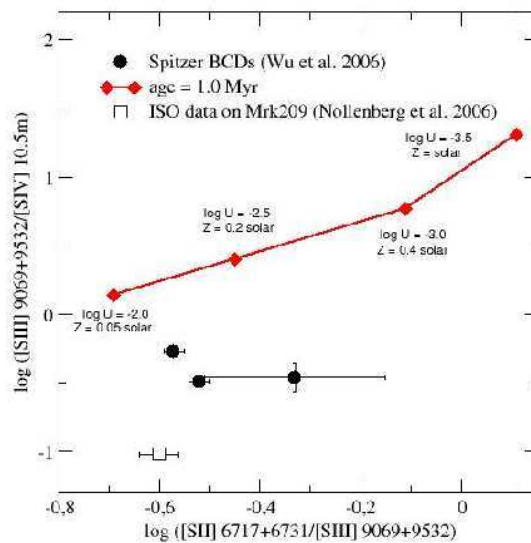


Figura 6.5: Relação entre os quocientes de  $[SIII]/[SIV]$  e  $[SII]/[SIII]$  para a amostra mais atual de galáxias HII observadas no óptico e IR-médio. Os modelos de fotoionização foram calculados com CLOUDY e Starburst99 para um aglomerado ionizante de  $10^6$  anos (cedido por Díaz A.I.)

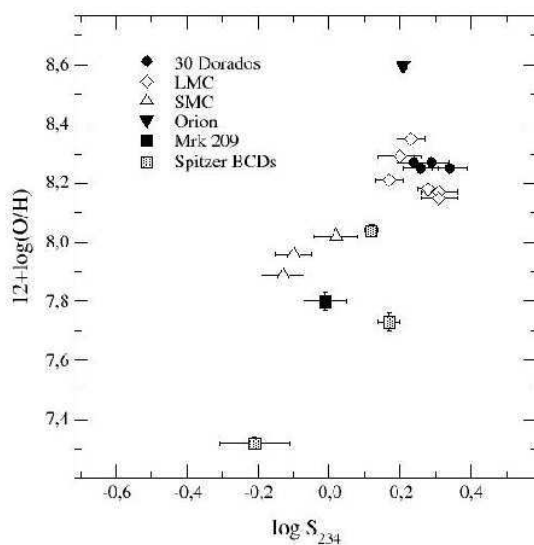


Figura 6.6: Relação entre o parâmetro  $S_{234}$  e abundância de oxigênio para a amostra mais atual de regiões HII e galáxias HII observadas no óptico e IR-médio (cedido por Díaz A.I.).

metallicidades e diferentes graus de ionização, predizem intensidades da linha  $[SIV]10.51 \mu\text{m}$  que parecem ser subestimadas para a metalicidade esperada (ver figura 6.5).

Dentro do projeto de pesquisa “Estallidos de Formación Estelar” (núcleos de Granada e Madrid) pretendemos observar, para uma grande amostra de regiões HII e galáxias HII, a linha de emissão  $[SIV]10.51 \mu\text{m}$ . Com estes dados poderíamos, por exemplo: aumentar a base de dados de ICFs empíricos para o enxofre, obter informação sobre a estrutura de ionização em galáxias HII e regiões HII e melhorar a calibração empírica do parâmetro  $S_{234}$ <sup>2</sup> (ver figura 6.6).

<sup>2</sup> $S_{234} = ([SII]\lambda\lambda 6717,31 + [SIII]\lambda\lambda 9069,9532 + [SIV]\lambda 10.5) / H\beta$

---

## Referências

- Alloin, D., Collin-Souffrin, S. & Joly M., Vigroux L., 1979. *Astron. Astrophys.*, 78, 200
- Balkowski, C., Chamaraux, P., & Weliachew, L. 1978, *Astron. Astrophys.*, 69, 263
- Barker, T. 1978, *Astrophys. J.*, 219, 914
- Barker, T. 1980, *Astrophys. J.*, 240, 99
- Bresolin, F., Garnett, D. R., & Kennicutt, R.C. 2004, *Astrophys. J.*, 615, 228
- Brinks, E., 1997, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Série de Conferencias*, Vol 94, 163
- Brinks, E., 1990, in Wielen R., Dynamics and Interactions of Galaxies. Springer-Verlag, Heidelberg, p.146
- Campos-Aguilar, A., Moles, M., & Masegosa, J. 1993, *Astron. J.*, 106, 1784
- Campos-Aguilar, A., & Moles, M. 1991, *Astron. Astrophys.*, 241, 358
- Cerviño, M. & Mas-Hesse J. M., 1994, *Astron. Astrophys.*, 284, 749
- Cole, S., Aragon-Salamanca, A., Frenk, C.S., Navarro, J.F. & Zepf, S.E., 1994. *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 271, 781
- Copetti, M.V.F., Pastoriza, M. G. & Dottori, H.A., 1986, *Astron. Astrophys.*, 156, 111
- Cox, A.L., Sparke, L. S., Watson, A. M., & van Moorsel, G. 2001, *Astron. J.*, 121, 692
- Coziol, R., Demers, S., Pena, M. & Barneoud, R., 1994, *Astron. J.*, 108, 405
- Christensen, T., Petersen, L., & Gammelgaard, P. 1997, *Astron. Astrophys.*, 322, 41
- Cuisinier, F., Westera, P., Telles, E., & Buser, R. 2006, *Astron. Astrophys.*, 455, 825
- Davidson, K., & Kinman, T.D. 1985, *Astrophys. J.s*, 58, 321
- Davies, J.I., & Phillipps, S. 1988, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 233, 553
- Díaz, A.I. & Pérez-Montero, E., 2000, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 312, 130
- Díaz, A.I., Terlevich, E., Vilchez, J. M., Pagel, B. E. J., & Edmunds, M.G. 1991, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 253, 245
- Díaz, A.I., Terlevich, E., Pagel, B.E.J. et al., 1987, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 226, 19
- Edmunds, M.J. & Pagel, B.E.J, 1984, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 211, 507
- Ellis, R.S. 1997, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 35, 389
- Esteban, C. & Méndez, D., 1999a, *Astron. Astrophys.*, 348, 446
- Fanelli, M.N., O'Connell, R.W., & Thuan, T. X. 1988, *Astrophys. J.*, 334, 665

- French, H. B. 1980, *Astrophys. J.*, 240, 41
- Garnett, D.R. 1992, *Astron. J.*, 103, 1330
- Garnett, D.R. 1989, *Astrophys. J.*, 345, 282
- Gil de Paz, A., Zamorano, J., & Gallego, J. 2000, *Astron. Astrophys.*, 361, 465
- Iglesias-Páramo, J. & Vílchez, J.M. 1997, *Astrophys. J.*, 479, 190
- Izotov, Y. I., Schaerer, D., Blecha, A., Royer, F., Guseva, N.G. & North, P. 2006, *Astron. Astrophys.*, 459, 71
- Izotov, Y. I., Stasińska, G., Meynet, G., Guseva, N.G. & Thuan, T. X. 2006, *Astron. Astrophys.*, 448, 955
- Izotov, Y. I., & Thuan, T. X. 1998, *Astrophys. J.*, 497, 227
- Jensen, E. B., Strom, K.M., & Strom, S. E. 1976, *Astrophys. J.*, 209, 748
- Kauffmann, G., White, S.D.M. & Guiderdoni, B., 1993, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 264, 201
- Kehrig, C., Vílchez, J. M., Telles, E., Cuisinier, F., & Pérez-Montero, E. 2006, *Astron. Astrophys.*, 457, 477
- Kehrig, C., Telles, E. & Cuisinier, F. 2004, *Astron. J.*, 128, 1141
- Kewley, L. J., Geller, M. J., Jansen, R. A., & Dopita, M. A. 2002, *Astron. J.*, 124, 3135
- Kobulnicky, H. A. & Skillman, E.D., 1996, *Astrophys. J.*, 471, 211
- Kobulnicky, H. A. & Skillman, E.D., 1997, *Astrophys. J.*, 489, 636
- Kunth, D., & Sargent, W. L. W. 1986, *Astrophys. J.*, 300, 496
- Kunth, D., & Sargent, W. L. W. 1983, *Astrophys. J.*, 273, 81
- Lee, H., Skillman, E. D., & Venn, K. A. 2006, *Astrophys. J.*, 642, 813
- Lee, H., Skillman, E. D., & Venn, K. A. 2005, *Astrophys. J.*, 620, 223
- Leitherer, C. & Heckman, T.M., 1995, *Astrophys. J. Suppl.*, 96, 9
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J. D., Delgado, R. M. G., Robert, C., Kune D.F., Mello, D. F., Devost, D. & Heckman T. M., 1999, *Astrophys. J. Suppl.*, 123, 3
- Lequeux, J., & Viallefond, F. 1980, *Astron. Astrophys.*, 91, 269
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A., & Torres-Peimbert, S. 1979, *Astron. Astrophys.*, 80, 155
- Lin, D. N. C., & Faber, S.M. 1983, *Astrophys. J.*, 1, 266, L21
- Loose, H.H., & Thuan, T.X. 1986, *Astrophys. J.*, 309, 59
- Mas-Hesse, J. M., & Kunth, D. 1999, *Astron. Astrophys.*, 349, 765

- Massey, P., Bresolin, F., Kudritzki, R.P., Puls, J., & Pauldrach, A.W.A. 2004, *Astrophys. J.*, 608, 1001
- Mateo, M. L. 1998, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 36, 435
- Mathis, J. S. 1982, *Astrophys. J.*, 261, 195
- Maza, J., Ruiz, M.T., Gonzalez, L.E., Wischnjewsky, M. & Pena, M., 1991, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 89, 389
- McGaugh, S. S., 1991, *Astrophys. J.*, 380, 140
- Mendoza, C. 1983, in IAU Symp. 103, Planetary Nebulae, ed. D. R. Flower (Dordrecht: Reidel), 143
- Mendoza, C., & Zeippen, C.J. 1982, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 199, 1025
- Nollenberg, J. G., Skillman, E. D., Garnett, D. R., & Dinerstein, H. L. 2002, *Astrophys. J.*, 581, 1002
- Olofsson, K. 1989, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 80, 317
- Osterbrock, D.E. & Ferland 2006 “Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei”, Univ. Science Books, California
- Pagel, B. E. J., Simonson, E.A., Terlevich, R. & Edmunds, M.G., 1992, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 255, 325
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M.S. & Smith, G., 1979, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 189, 95
- Pagel, B. E. J. 1978, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 183, 1P
- Papaderos, P., Izotov, Y. I., Thuan, T. X., Noeske, K. G., Fricke, K. J., Guseva, N. G., & Green, R. F. 2002, *Astron. Astrophys.*, 393, 461
- Papaderos, P., Loose, H.-H., Fricke, K. J., & Thuan, T. X. 1996, *Astron. Astrophys.*, 314, 59
- Peimbert, M. & Torres-Peimbert, S. 1977, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 179, 217
- Peimbert, M., & Costero, R. 1969, *BAAS*, 1, 256
- Pérez-Montero, E., García-Benito, R., Díaz, A.I. & Kehrig, C., 2007, *A&A*, in prep.
- Pérez-Montero, E., Díaz, A. I., Vílchez, J. M., & Kehrig, C. 2006, *Astron. Astrophys.*, 449, 193
- Pérez-Montero, E. & Díaz, A. I. 2005, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 361, 1063
- Pérez-Montero, E. & Díaz, A. I. 2003, *MNRAS*, 346, 213
- Pérez-Montero, E. 2002, Tese de Doutorado, Universidad Autónoma de Madrid
- Pettini, M. & Pagel, B. E. J. 2004, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 348, L59
- Pilyugin, L.S., & Thuan, T. X. 2005, *Astrophys. J.*, 631, 231

- Salzer, John J., MacAlpine, Gordon M., & Boroson, Todd A. 1989, *Astrophys. J. Suppl.*, 70, 447
- Sánchez, S.F., Cardiel, N. et al., 2007, in prep.
- Sánchez, S. F. 2006, *Astronomische Nachrichten*, 327, 850
- Sánchez, S. F. 2004, *ASP Conf. Ser. 314: Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) XIII*, 314, 517
- Sargent, W. L. W. & Searle, L., 1970, *Astrophys. J. Lett.*, 162, L155
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G. & Maeder, A. 1992, *Astrophys. Astrophys. Suppl.*, 96, 269
- Searle, L. & Sargent, W. L. W., 1972, *Astrophys. J.*, 173, 25
- Silk, J., Wyse, R. F. G. & Shields, G. A. 1987, *Astrophys. J.*, 322, L59
- Skillman, E. D. & Kennicutt, R. C., 1993, *Astrophys. J.*, 411, 655
- Skillman, E. D., 2003, in *Star Formation through Time*, Astronomical Society of the Pacific
- Smith, M. G., Aguirre, C., Zelman, M. 1976, *Astrophys. J. Suppl.*, 32, 217
- Stasińska, G. et al., 2007, in Proc. of “The Metal Rich Universe”
- Stasińska, G., Schaerer, D. & Leitherer, C., 2001, *Astron. Astrophys.*, 370, 1
- Stasińska, G. & Schaerer, D., 1999, *Astron. Astrophys.*, 351, 71
- Stasińska, G. 1978, *Astron. Astrophys.*, 66, 257
- Storchi-Bergmann, T., Calzetti, D. & Kinney, A. L. 1994, *Astrophys. J.*, 429, 572
- Storey, P.J., & Hummer, D. G. 1995, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 272, 41
- Surace, C. & Comte, G., 1998. *Astron. Astrophys. Suppl.*, 133, 171
- Taylor, C. L., Thomas, D. L., Brinks, E., & Skillman, E. D. 1996, *Astrophys. J. Suppl.*, 107, 143
- Taylor, C. L., Brinks, E., Grashuis, R. M., & Skillman, E. D. 1996, *Astrophys. J. Suppl.*, 102, 189
- Taylor, C. L., Brinks, E., Grashuis, R. M., & Skillman, E. D. 1995, *Astrophys. J. Suppl.*, 99, 427
- Telles, E. & Terlevich, R., 1995, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 275, 1
- Telles, E., Melnick, J. & Terlevich, R., 1997, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 288, 78
- Telles, E. & Terlevich, R., 1997, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 286, 183
- Telles, E. & Maddox, S., 2000, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 311, 307
- Tennyson, J., 2005, *Astronomical Spectroscopy: an introduction to the atomic and molecular physics of astronomical spectra*. Imperial College Press.
- Tenorio-Tagle, G., 1996, *Astron. J.*, 111, 1641
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M. & Copetti, M. V. F., 1991, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 91, 285
- Thuan, T. X., Izotov, Y. I., & Lipovetsky, V. A. 1995, *Astrophys. J.*, 445, 108

- Thuan, T. X. 1985, *Astrophys. J.*, 299, 881
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J.T. 2003, *PASP*, 115, 389
- Vermeij, R., Damour, J. M., van der Hulst, J. M., & Baluteau, J. P. 2002, *Astron. Astrophys.*, 390, 649
- Vílchez, J. M. & Esteban, C., 1996, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 280, 720
- Vílchez, J. M. & Iglesias-Páramo, J., 1998, *Astrophys. J.*, 508, 248
- Vílchez, J. M. & Pagel, B. E. J. 1988, *Mon. Not. R. Astr. Soc.*, 231, 257
- Zaritsky, D., Kennicutt, R. C., Jr., & Huchra, J. P. 1994, *Astrophys. J.*, 420, 87
- Zwicky, I. F. 1964, *Astrophys. J.*, 140, 1467
- Walter, F., Brinks, E., Duric, N., & Klein, U. 1997, *Astron. J.*, 113, 2031
- Westera, P., Cuisinier, F., Telles, E. & Kehrig, C. 2004, *Astron. Astrophys.*, 423, 133
- Woosley, S. E. & Heger, A. 2007, [astro-ph/0702176](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0702176)

# Apêndice A

## Artigo

S

S -F

R

HII G

*C. Kehrig, E. Telles & F. Cuisinier*

**Astronomical Journal 128, 1141-1151 (2004)**



# SPECTROPHOTOMETRY OF STAR-FORMING REGIONS IN H II GALAXIES<sup>1</sup>

CAROLINA KEHRIG AND EDUARDO TELLES

Observatório Nacional, Rua General José Cristino 77, 20921-400 São Cristóvão, RJ, Brazil; kehrig@on.br, etelles@on.br

AND

FRANÇOIS CUISINIER

Grupo de Estudos e Modelagem em Astrofísica e Cosmologia, Observatório do Valongo, Universidade Federal de Rio de Janeiro, Ladeira do Pedro Antônio 43, 20080-090 Rio de Janeiro, RJ, Brazil; francois@ufri.br

Received 2004 April 12; accepted 2004 May 25

## ABSTRACT

We present spectrophotometric observations of 111 H II galaxies selected from various surveys. Apart from the integrated spectra, we present emission-line fluxes and equivalent widths of different star-forming knots for 33 galaxies for which the spatial distribution of physical properties can be assessed. Most of the objects have been observed previously. We reobserved these galaxies with uniform instrumentation, and data reduction was performed with homogeneous methods. Our analysis of the quality of the data indicates that our observations reach good signal-to-noise ratio over the whole spectral range, allowing the measurement of—and the inclusion of additional—low-intensity emission lines.

*Key words:* catalogs — galaxies: dwarf — galaxies: starburst — H II regions

*Online material:* machine-readable tables

## 1. INTRODUCTION

H II galaxies are starburst galaxies with strong star formation activity leading to intense nebular lines that are easy to detect in objective-prism surveys. In fact, the name H II galaxies refers to the very way they were selected. They are the simplest type of starburst galaxies, in the sense that they are the least evolved chemically in the local universe, as their low metal and dust content indicate, and do not seem to consist of complex interacting or merging systems. On the contrary, most H II galaxies seem to be isolated, with no obvious companions in their immediate neighborhood (Telles & Terlevich 1995; Telles & Maddox 2000). Therefore their study should provide important observational clues as to the nature of primeval galaxies and a valuable insight into the question of galaxy evolution.

H II galaxies present a mixed bag of various morphological types of galaxies, having intense star formation in common (Kunth et al. 1988; Telles et al. 1997). Most of them are dwarf galaxies that are believed to be observed during a star-forming episode. Higher spatial resolution imaging has revealed that H II galaxies are very “blobby” in their internal structure with a nonuniform distribution of star-forming knots, ensembles of star clusters, or individual super stellar clusters (Telles 2003; Telles et al. 2004).

The most-used source of H II galaxy spectral data was published by Terlevich et al. (1991, hereafter T91). This catalog has been widely used because it presents what is up to now the largest database of H II galaxies selected purely on the basis of slitless spectroscopy. T91 presented a spectrophotometric catalog of 425 emission-line galaxies discovered in objective-prism surveys. From these, about two-thirds were H II galaxies and the remainder consisted of spectra of giant H II regions in external galaxies or active galactic nuclei (AGNs) (Telles 1995).<sup>2</sup> This catalog was extensively used in the literature in many important topics regarding the study of emission-line galaxies and motivated a number of works

for many years on the stellar population content and modeling (Cerviño & Mas-Hesse 1994; Mayya 1995; Stasińska & Leitherer 1996; Raimann et al. 2000; Stasińska et al. 2001; Cid Fernandes et al. 2003), on determining empirical calibration of star formation (Rosa-González et al. 2002) and their clustering and environmental properties (Iovino et al. 1988; Telles & Terlevich 1995; Telles & Maddox 2000), in statistical studies of their dynamical properties and their use as distance indicators (Melnick et al. 1987, 1988, 2000; Telles & Terlevich 1993; Telles et al. 2001), on the presence of Wolf-Rayet stars (Masegosa et al. 1991; Schaerer et al. 1999), and on various studies of their physical properties and abundance determinations (Pagel et al. 1992; Masegosa et al. 1994; Denicoló et al. 2002). It presents, however, an apparent drawback of being based on observations performed at different telescopes with different pre-CCD instruments (Reticon, IDS) from the 1980s known to present significant nonlinearities, as in the case of IDS (Rosa 1985).

We have decided to reobserve many galaxies from T91, as well as additional targets from other surveys, as mentioned below, with uniform instrumentation and a linear detector and perform data reduction with homogeneous methods. In addition, we have identified separate star-forming knots along our long-slit observations and extracted spatially resolved spectra in a few apertures for about one-third of the galaxies in our sample. Therefore we did not limit ourselves to the integrated spectra or to the brightest star-forming knot in each galaxy, but we measured fluxes and line intensities in secondary, less prominent knots as well.

Our paper is organized as follows: Section 2 describes the selection of objects, observations, and data reduction. Section 3 presents the tables of spectral data. Section 4 discusses the accuracy of our measurements and compares our measurements with galaxies in common with T91. Section 5 shows some statistical properties. Finally, § 6 gives our summary.

## 2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

### 2.1. Sample Selection

We obtained 188 spectra of 111 galaxies selected from various objective-prism surveys, and most of the objects have

<sup>1</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory, Chile, under an agreement between the Observatório Nacional, Brazil, and the ESO.

<sup>2</sup> Ph.D. thesis available at <http://www.daf.on.br/~etelles/thesis>.

TABLE 1  
JOURNAL OF OBSERVATIONS

Date	Nights	Observing Run
1998 Oct .....	4	E1
1999 Apr .....	5	E2
1999 Oct .....	5	E3
2000 Feb .....	5	E4
2000 Mar .....	4	E5
2000 Nov .....	5	E6
2001 Mar/Apr .....	7	E7
2001 Jul .....	2	E8
2002 Jan .....	1	E9

been observed previously with slit spectroscopy. Our sample includes many H II galaxies from T91, which contains observations of galaxies mostly from the Tololo (Smith et al. 1976) and the University of Michigan surveys (MacAlpine & Williams 1981). We included additional targets from the Calán-Tololo (Maza et al. 1989) and the Marseille Schmidt surveys (Surace & Comte 1998). Also present are a few galaxies from the DDO (van den Bergh 1966), Haro (Haro 1956), Cambridge (C. Hazard, unpublished), and Markarian (Markarian 1967) surveys. The positions of these galaxies in diagrams of line intensity ratios combining various stages of ionization, as in the diagrams of Baldwin et al. (1981), show that our catalog contains galaxies that were previously identified as H II galaxies, i.e., the emission-line spectra are due to photoionization mainly by hot stars (Kehrig 2003). Although few seem to be [O I]  $\lambda$ 6300 intense, none have been currently detected in X-rays. The list includes a few galaxies (10%) that are spiral galaxies with H II region-like nuclei, classified as starburst nuclear galaxies from the Montreal Blue Galaxy Survey (Coziol et al. 1993). There is sufficient overlap in the spectral properties of these starburst nuclei and dwarf emission-line galaxies, however, to justify their inclusion in a catalog of H II galaxies and allow comparative studies of the starburst phenomenon over a range of galaxy properties.

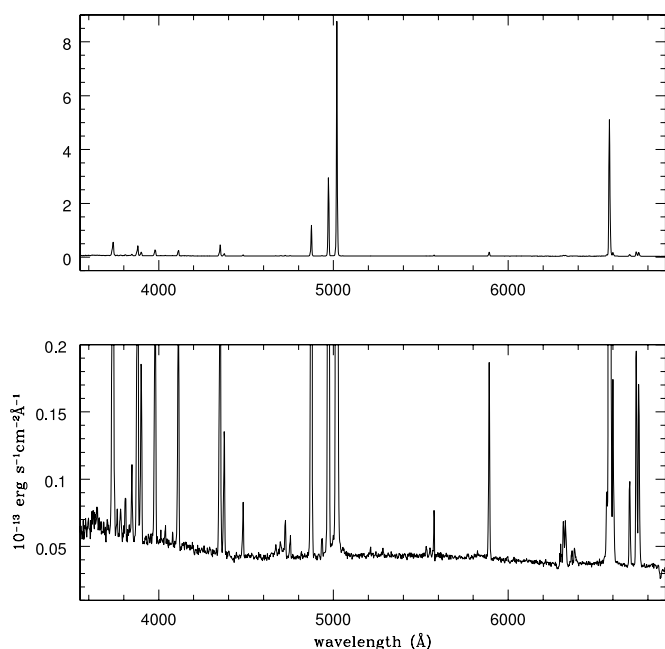


FIG. 1.—II Zw 40, a prototype of the H II galaxy class first observed with the famed I Zw 18 by Sargent & Searle (1970).

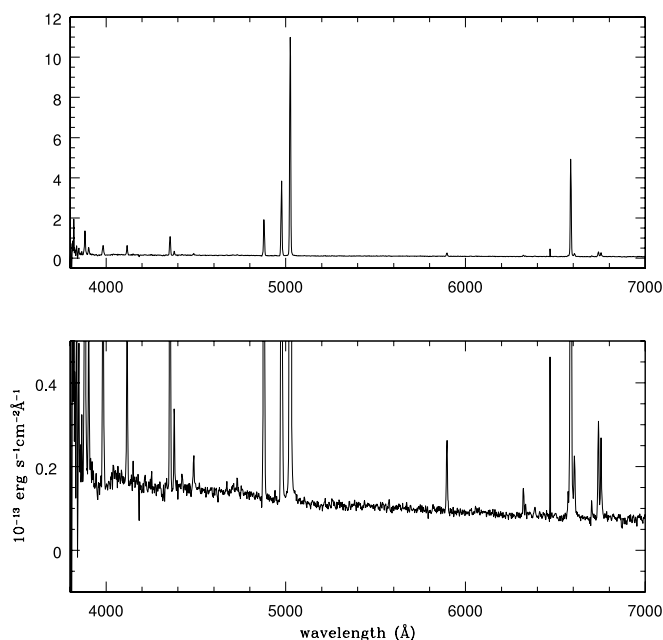


FIG. 2.—Fairall 30, a very compact galaxy.

## 2.2. Observations

All the observations have been conducted at the ESO 1.52 m telescope with a Boller & Chivens spectrograph, at La Silla, Chile, between 1998 October and 2002 January, totaling 38 nights of observations. The journal of observations is presented in Table 1. We used the 2048  $\times$  2048 CCD No. 38 with no binning, resulting in a spatial resolution of 0".82 pixel<sup>-1</sup> over a 300 pixel section, which results in a total slit length of 4'. The typical seeing of observations is 1"–1".2. All observations were performed using grating 34 with inverse dispersion of 1.9  $\text{\AA}$  pixel<sup>-1</sup>, slit width of 2".0, and spectral range of 3500–7000  $\text{\AA}$ . This configuration yielded an effective instrumental resolution of  $\sim$ 5  $\text{\AA}$  (FWHM) at 5000  $\text{\AA}$  (resolving power  $\approx$ 1000). Total exposure times were typically 3600–5400 s split into two exposures in order to eliminate cosmic rays during the reduction procedure. Spectrophotometric standard stars were observed throughout each night with large slit widths in order to allow flux calibration. HeAr lamp spectra were obtained at each telescope position for wavelength calibration.

## 2.3. Reduction and Spectral Measurements

Basic CCD reduction, as well as the spectral extraction and emission-line measurements, were performed using standard procedures within IRAF.<sup>3</sup> Examples of spectra of different objects are presented in Figures 1–12. The figures present two different cuts to allow better visualization of the full range of line intensities and the morphology of the continuum. Examples are given of compact galaxies (II Zw 40, Fairall 30, CTS 1008, and POX 186), galaxies measured with different aperture and positions (UM 461 and Tol 1004–246), and starburst nucleus galaxies (Mrk 710 and ESO 533-G014), respectively.

In many cases, the slit was positioned along different knots visible in available images. We thus resolved spatially distinct regions of star formation in individual galaxies along the slit position and extracted spectra in different apertures for 33

<sup>3</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

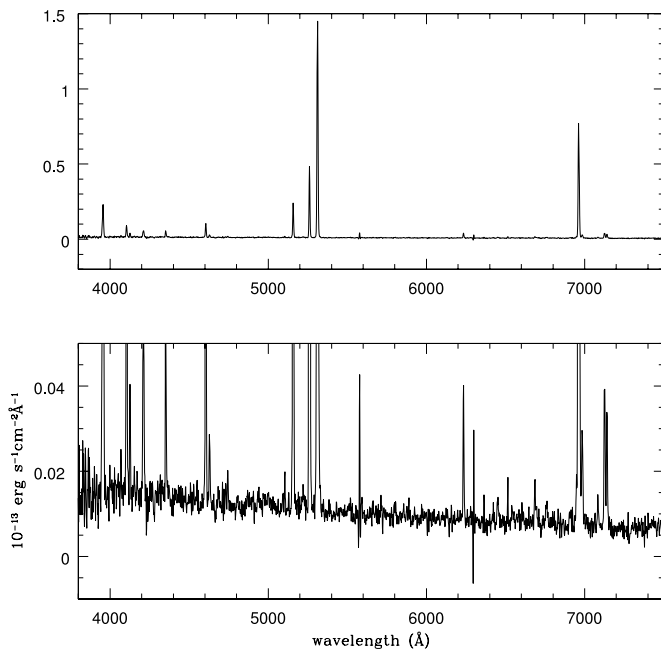


FIG. 3.—CTS 1008.

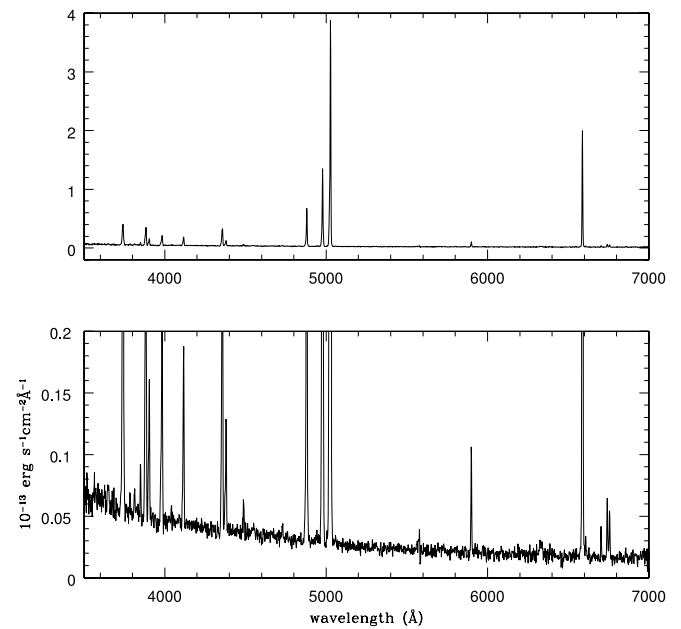


FIG. 5.—Integrated spectrum of UM 461. There are two main knots of star formation regions in this galaxy.

galaxies, besides having the integrated spectra for all of them. Physical sizes corresponding to these apertures are of kiloparsec scale and thus much larger than the individual super star clusters known to constitute the knots of star formation in these galaxies (Telles et al. 2004).

Line intensities were measured with the SPLOT routine in IRAF, by integrating all the flux and subtracting the estimated continuum. The continuum contribution is estimated by visually placing the graphics cursor at both sides of each line and linearly interpolating the flux between these two wavelengths. In the case of the presence of stellar absorption features underlying the emission lines, such as in the Balmer lines, the flux is estimated from the bottom of the emission line.

We have measured, for most galaxies, all the main emission lines in the visible: the H I Balmer series from H $\alpha$  down to H $\delta$ , He I  $\lambda\lambda 4471, 45876, \text{ and } \lambda 6678$ ; [Ne III]  $\lambda\lambda 3869, 3968$ ; [O III]  $\lambda\lambda 4959, 5007 \text{ and } \lambda 4363$ ; [O I]  $\lambda 6300$ ; [N II]  $\lambda\lambda 6548, 6584$ ; and [S II]  $\lambda\lambda 6717, 6731$ . [O II]  $\lambda 3727$  was at the limit of our wavelength range, but in most galaxies it was observable because of their redshift. Faint lines such as H8, He I  $\lambda 4922$  and  $\lambda 7065$ , [S III]  $\lambda 6312$ , [Ar IV]  $\lambda\lambda 4711, 4740$ , [Ar III]  $\lambda 7136$ , [N I]  $\lambda 6199$ , [N II]  $\lambda 5755$ , and [O I]  $\lambda 6363$  were also detected in some galaxies of our sample. He II  $\lambda 4686$  was detected in 10 galaxies. Table 2 shows in the first column the list of lines considered in this catalog. This table is further discussed below. For a few objects [O II]  $\lambda 3727$  was not observed because of our choice of wavelength range in that particular run. We

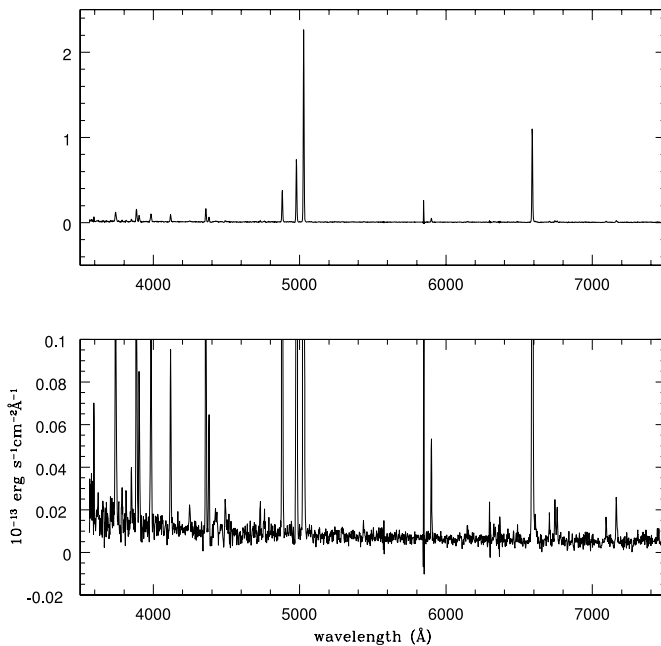


FIG. 4.—POX 186.

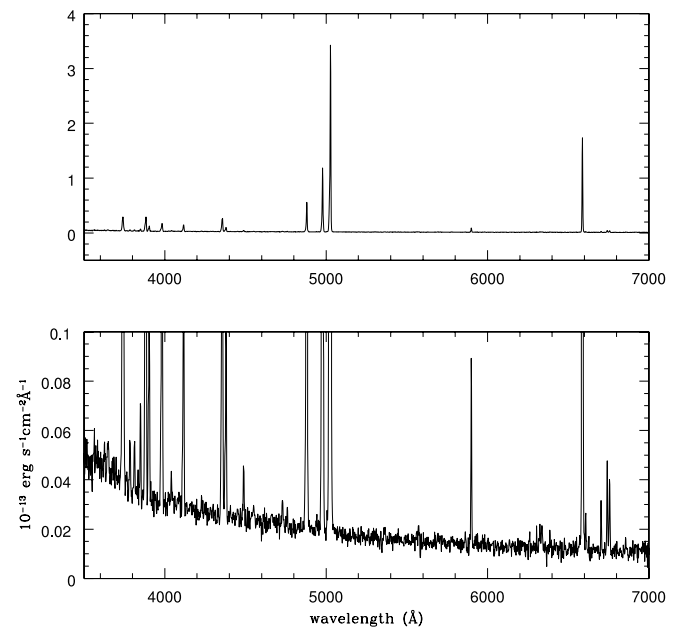


FIG. 6.—Brighter star formation region in UM 461 (E).

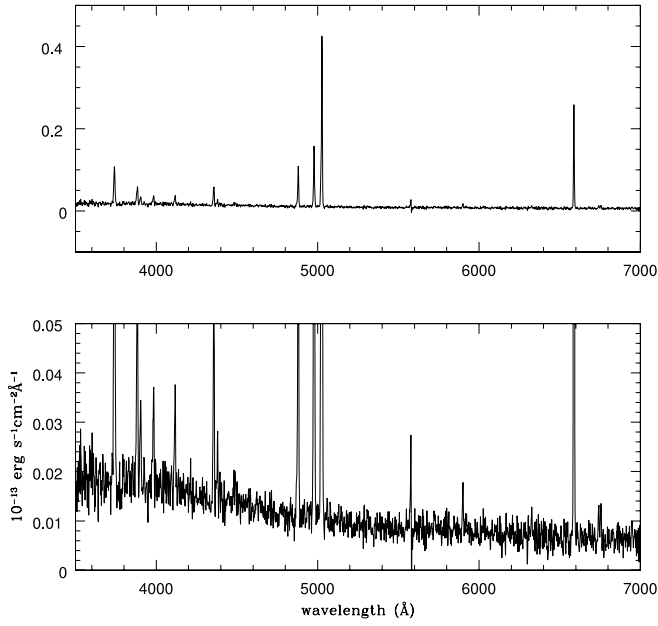


FIG. 7.—Fainter star formation region in UM461 (W).

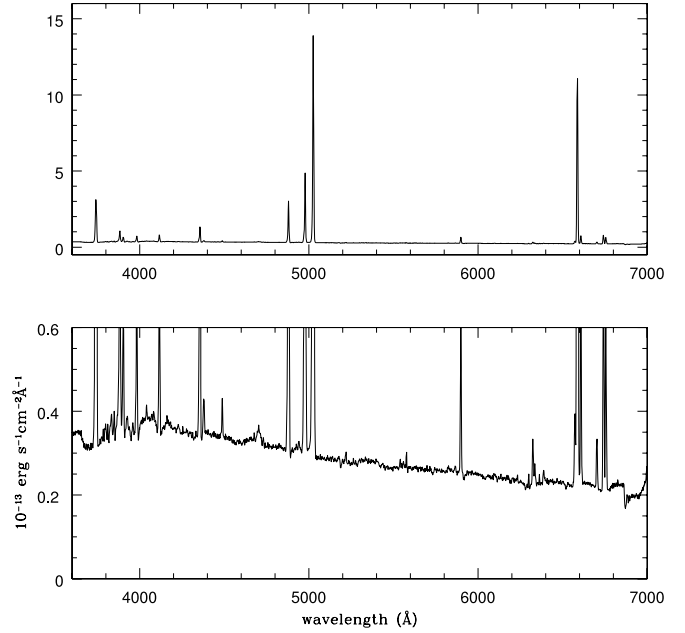


FIG. 9.—Tol 1004-296 (NW).

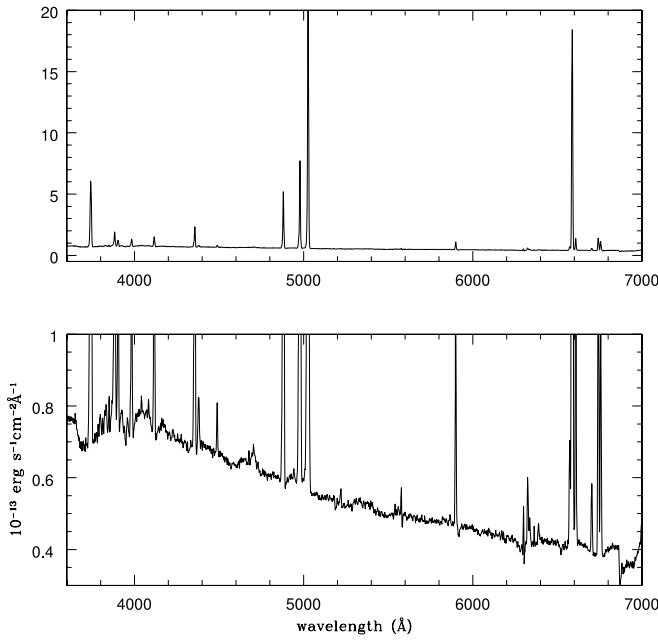


FIG. 8.—Integrated spectrum of Tol 1004-296 (Tol 3), a blobby irregular galaxy with two main star formation knots.

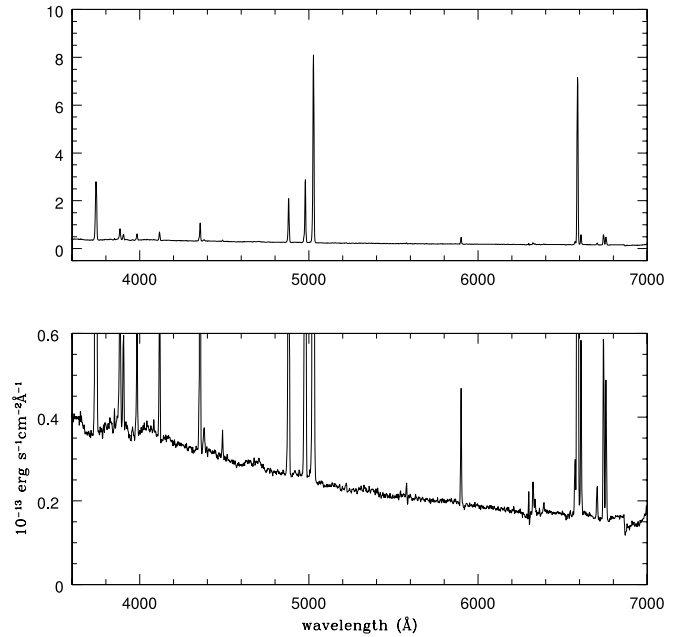


FIG. 10.—Tol 1004-296 (SE).

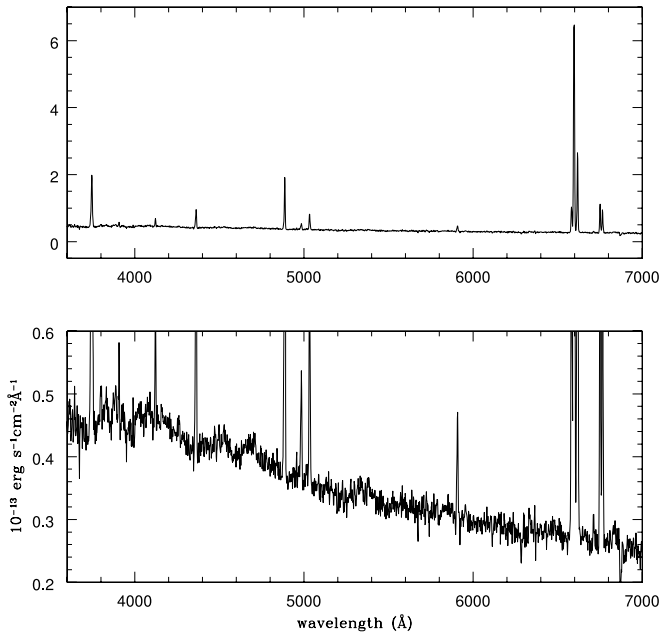


FIG. 11.—Mrk 710, a low-excitation H II galaxy with a classical starburst nucleus galaxy morphology.

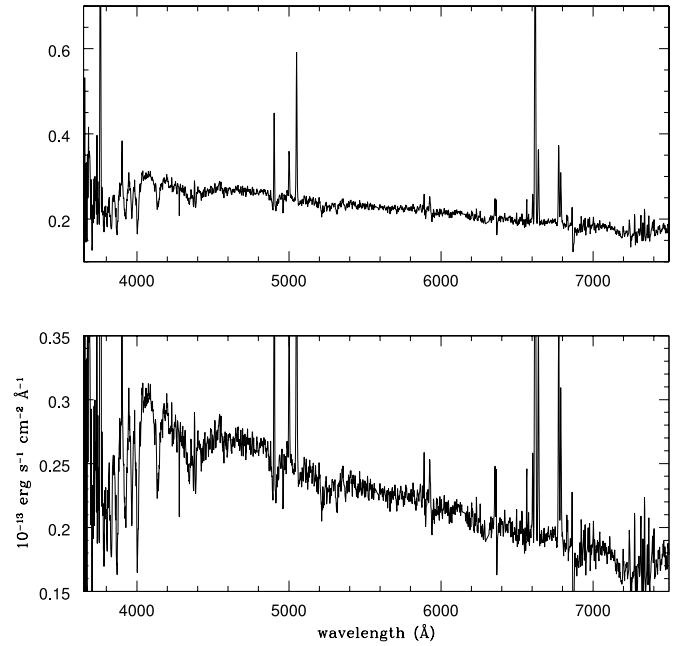


FIG. 12.—ESO 533-G014, a spiral galaxy in which the starburst occurs in the nucleus; an example of the classical starburst nucleus galaxy class.

then adopted values estimated from the comparison of the T91 catalog with ours, correcting for a slight systematic difference. We discuss the comparison between these two sets of observations below.

### 3. THE CATALOG

The catalog is presented in Tables 3–6. The complete list of objects is presented in Table 3. Column (1) lists the objects by their common names. Column (2) indicates whether the spectrum corresponds to either the integrated galaxy (“in”) or an individual star formation region (“re”). In the latter cases, the location of the individual region spectrum is indicated in parentheses with the name in column (1). Columns (3) and (4) give the object coordinates. Columns (5), (6), and (7) list the redshift, the aperture width (in arcseconds), and the observing run, respectively. Finally, column (8) gives a reference code to the original survey from which the object was selected. The references are listed at the bottom of Table 3.

Tables 4 and 5 present the observed emission lines detected in our spectra. Fluxes are normalized to H $\beta$ . No corrections have been applied for interstellar reddening. Table 4 lists the lines blueward of 5100 Å, and Table 5 lists the lines redward of this wavelength.

Table 6 lists the signal-to-noise ratio (S/N) of individual spectra in the continuum in column (2), as measured from its rms variations at about 5500 Å, the H $\beta$  fluxes as measured within our adopted apertures in column (3) (e.g., no correction for unseen fluxes have been applied), and the equivalent widths of [O II]  $\lambda$ 3727, H $\beta$ , [O III]  $\lambda$ 4959, 5007, and H $\alpha$  in columns (4)–(8), respectively.

### 4. ERRORS

#### 4.1. Internal Evaluation

Error sources in emission-line measurements arise from (1) photon shot noise, (2) detector readout noise, (3) atmospheric and instrumental transmission evaluation, and (4) continuum subtraction. As has been shown in Cuisinier et al. (1993, 1996), the atmospheric and instrumental transmission evaluation give

TABLE 2

COMPARISON BETWEEN NUMBERS OF GALAXIES PRESENT IN BOTH CATALOGS FOR WHICH THE EMISSION LINES BELOW WERE DETECTED

Emission Line (1)	Our Catalog (2)	T91 Catalog (3)
[O II] $\lambda$ 3727.....	47	51
[Ne III] $\lambda$ 3869.....	43	38
H8 $\lambda$ 3889.....	33	...
[S II] $\lambda$ 4068.....	4	...
H $\delta$ .....	46	38
H $\gamma$ .....	55	53
[O III] $\lambda$ 4363.....	42	31
He I $\lambda$ 4471.....	28	18
He II $\lambda$ 4686.....	7	3
[Ar IV] $\lambda$ 4711.....	6	...
[Ar IV] $\lambda$ 4740.....	3	...
H $\beta$ .....	59	59
He I $\lambda$ 4922.....	8	...
[O III] $\lambda$ 4959.....	58	58
[O III] $\lambda$ 5007.....	59	59
[N I] $\lambda$ 5199.....	7	...
[N II] $\lambda$ 5755.....	2	...
He I $\lambda$ 5876.....	53	37
[O I] $\lambda$ 6300.....	40	12
[S III] $\lambda$ 6312.....	26	...
[O I] $\lambda$ 6364.....	16	...
[N II] $\lambda$ 6548.....	47	16
H $\alpha$ .....	59	43
[N II] $\lambda$ 6584.....	54	30
He I $\lambda$ 6678.....	32	8
[S II] $\lambda$ 6717.....	56	32
[S II] $\lambda$ 6731.....	56	38
He I $\lambda$ 7065.....	6	...
[Ar III] $\lambda$ 7136.....	12	...

NOTE.—Ellipses indicate that the emission line was not measured by T91.

TABLE 3  
GENERAL LIST OF OBJECTS

Object (1)	Type (2)	R.A. (J2000.0) (3)	Decl. (J2000.0) (4)	Redshift (5)	Aperture (arcsec) (6)	Run (7)	Original Survey (8)
UM 238.....	in	00 24 42.1	01 44 02	0.0143	23.6	E1	2
UM 238 (E).....	re				12.3		
UM 238 (W).....	re				11.1		
MBG 00463–0239.....	in	00 48 53.2	–02 22 56	0.0134	23.1	E6	9
UM 69.....	in	00 48 23.7	04 05 32	0.0066	50.6	E1	2
UM 69 (E).....	re				17.1		
UM 69 (Cent).....	re				8.5		
UM 69 (W).....	re				22.6		

NOTE.—Units of right ascension are hours, minutes, and seconds, and units of declination are degrees, arcminutes, and arcseconds. Table 3 is presented in its entirety in the electronic edition of the *Astronomical Journal*. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

REFERENCES.—(1) Smith et al. 1976; (2) MacAlpine & Williams 1981; (3) Maza et al. 1989; (4) Surace & Conte 1998; (5) Markarian 1967; (6) Haro 1956; (7) van den Bergh 1966; (8) C. Hazard, Cambridge Survey, unpublished; (9) Coziol et al. 1993; (10) Lauberts 1982; (11) Fairall 1980; (12) Zwicky et al. 1975; (13) Kunth et al. 1981.

errors on the order of 5%–10% over the whole spectrum in our wavelength range, and generally other sources of error dominate. The CCD readout noise is mainly important for short exposure times, and it is unimportant for our background-limited observations. Therefore the photon shot noise and the continuum subtraction are the largest sources of error. We evaluated the contribution of both errors by measuring each line several times, yielding results that are dependent on the line intensity. For low-intensity lines ( $F < 10^{-15}$  ergs cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ), errors reach more than 40%. For high-intensity lines ( $F > 10^{-14}$  ergs cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ) these measurements are accurate to better than 5%, and they range from 5% to 40% for intermediate-intensity lines ( $10^{-15} < F < 10^{-14}$  ergs cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ). It is noteworthy that for the strong lines ( $F > 10^{-13}$  ergs cm $^{-2}$  s $^{-1}$ ), these measurement errors are very low, and total errors derived from these are underestimated. For these few lines, the errors in the atmospheric and instrumental transmission evaluation dominate and raise the full error budget up to 5%–10%.

We did not evaluate systematic effects, especially in the continuum evaluation. H I Balmer lines may be affected, especially at low intensities (higher orders), because the underlying stellar population is present in these lines in absorption as well. We were careful at measuring these emission lines from the observed bottom of the emission feature, within the wings of the absorption line when it was detectable, but we did not compensate for the remaining tiny part of the emission line filling in the very central part of the absorption line. A precise correction for this effect would require the fitting of template spectra to the continua but is beyond the scope of this paper. One has to be conscious that at low intensities, the H I Balmer emission-line fluxes and equivalent widths may be underestimated.

An additional check of our observational errors is to evaluate the ratios of the doublet lines [O III]  $\lambda 5007/\lambda 4959$  and [N II]  $\lambda 6584/\lambda 6548$ . These ratios depend only on the quantum properties of the atoms. Figure 13 shows the distribution of these ratios derived from our measurements. Our data are strongly peaked at the theoretical values given by Mendoza (1983) (*dashed lines*) of 2.88 for [O III] (*left*) and 2.94 for [N II] (*right*), with standard deviation of  $\sim 0.2$  (6%) for [O III] and  $\sim 0.5$  (17%) for [N II] when both lines were detected.

#### 4.2. External Evaluation

In order to assess the quality of our data we have compared our observations with T91’s catalog, with which we have 59

galaxies in common, although for many galaxies we have extracted more than just the integrated spectra.

Table 2 shows this comparison, listing the number of objects (out of a total of 59) that have the line listed in column (1) measured in this paper (col. [2]) and in T91 (col. [3]). This comparison refers to the integrated spectra only. The first noteworthy point is that we were able to measure more weak lines, in particular, H8 and [S III]  $\lambda 6312$ . In addition, we measured all other lines for a larger number of objects,<sup>4</sup> notably the important line [O III]  $\lambda 4363$ . Furthermore, we have been able from our present data to measure a number of stellar spectral indices such as a continuum index, the 4000 Å break, and *absorption* lines of H and K (Ca), H $\delta$ , Fe  $\lambda 4531$ , and Mg *b*. The presentation of those data and analysis of the stellar population content and history of H II galaxies from these data is the subject of a separate paper (Westera et al. 2004).

In Figure 14 we compare the measured emission-line intensities (relative to H $\beta$ ) for the galaxies in common between our data set and T91’s. For high-intensity lines the two data sets agree within 0.1 dex. For low-intensity lines the scatter of the data remained within 0.2 dex, e.g., 60%, slightly above our internal evaluation. However, at these low intensity values ( $\log I < 0$  in H $\beta$  units), the values of T91 tend to be slightly greater than ours, as well as the H $\beta$  fluxes, which tend to be larger than our measurements by up to  $\sim 30\%$ . As one has a strong bias to overestimate line intensities in low-S/N conditions (Rola & Pelat 1994; Rola & Stasinska 1994), this seems to indicate that our spectra have slightly better S/N.

From this analysis we are confident that our internal evaluation in § 3 is quite realistic and reflects the true errors of our measurements. Although this assessment is made only through a comparison with T91, this assures the good quality of our data, which will be used to describe the homogeneity of the physical conditions of H II galaxies in a future paper (Cuisinier et al. 2004).

## 5. STATISTICAL PROPERTIES OF THE SAMPLE

Our sample is not designed to be complete in any statistical sense, but we can infer some general statistical spectroscopic

<sup>4</sup> For a few galaxies, [O II]  $\lambda 3727$  was not measured because of the low redshift and high noise and low detector sensitivity at that wavelength for that particular observation. For these objects an estimate was made by comparison with the measurements of T91 (marked with asterisks in Table 4).

TABLE 4  
EMISSION-LINE INTENSITIES RELATIVE TO H $\beta$  FOR THE “BLUE” RANGE OF THE SPECTRA: 3500–5000 Å

Object	[O II] $\lambda$ 3727	[Ne III] $\lambda$ 3869	H8 $\lambda$ 3889	[Ne III] $\lambda$ 3968	[S II] $\lambda$ 4068	H $\delta$ $\lambda$ 4102	H $\gamma$ $\lambda$ 4340	[O III] $\lambda$ 4363	He I $\lambda$ 4471	He II $\lambda$ 4686	[Ar IV] $\lambda$ 4711	[Ar IV] $\lambda$ 4740	He I $\lambda$ 4922	[O III] $\lambda$ 4959	[O III] $\lambda$ 5007
UM 238.....	1.752	0.578	0.144	0.253	0.026	0.202	0.433	0.106	0.047	...	...	...	...	1.897	5.077
UM 238 (E).....	1.303	0.575	0.196	0.374	...	0.297	0.487	0.121	0.049	...	0.024	...	0.020	1.924	5.207
UM 238 (W).....	4.827	...	...	...	...	...	0.284	...	...	...	...	...	...	1.225	3.419
MBG 00463–0239.....	2.104	...	...	...	...	0.115	0.340	...	...	...	...	...	...	0.168	0.380
UM 69.....	6.594	0.438	...	...	...	0.151	0.374	0.038	...	...	...	...	...	0.865	2.300
UM 69 (E).....	6.276	0.531	...	...	...	0.115	0.373	0.059	...	...	...	...	...	0.868	2.357
UM 69 (Cent).....	7.185	...	...	...	...	...	0.271	0.093	...	...	...	...	...	0.599	1.688
UM 69 (W).....	5.757	0.364	...	0.119	...	0.203	0.431	...	...	...	...	...	...	0.951	2.575

NOTE.—Table 4 is presented in its entirety in the electronic edition of the *Astronomical Journal*. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

TABLE 5  
EMISSION-LINE INTENSITIES RELATIVE TO H $\beta$  FOR THE “RED” RANGE OF THE SPECTRA: 5200–7200 Å

Object	[N I] $\lambda$ 5199	[N II] $\lambda$ 5755	He I $\lambda$ 5876	[O I] $\lambda$ 6300	[S I] $\lambda$ 6312	[O I] $\lambda$ 6363	[N II] $\lambda$ 6548	H $\alpha$ $\lambda$ 6563	[N II] $\lambda$ 6584	He I $\lambda$ 6678	[S II] $\lambda$ 6717	[S II] $\lambda$ 6731	He I $\lambda$ 7065	[Ar III] $\lambda$ 7136
UM 238.....	0.021	...	0.191	0.051	0.023	...	0.056	2.685	0.137	0.060	0.275	0.302	...	...
UM 238 (E).....	0.013	...	0.179	0.039	0.027	...	0.048	2.883	0.135	0.041	0.220	0.229	...	...
UM 238 (W).....	...	...	...	...	...	...	...	3.062	0.266	...	0.633	0.757	...	...
MBG 00463–0239.....	...	...	0.117	0.066	...	...	0.645	3.856	2.236	...	0.560	0.504	...	...
UM 69.....	...	...	0.144	0.079	...	0.033	0.116	2.344	0.305	0.019	0.401	0.281	...	...
UM 69 (E).....	...	...	0.120	0.057	...	...	0.088	2.096	0.281	0.017	0.339	0.229	...	...
UM 69 (Cent).....	...	...	0.170	0.106	...	0.040	0.150	3.006	0.440	...	0.638	0.452	...	...
UM 69 (W).....	...	...	0.149	0.056	...	0.024	0.084	2.231	0.251	0.023	0.330	0.234	...	...

NOTE.—Table 5 is presented in its entirety in the electronic edition of the *Astronomical Journal*. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

TABLE 6  
 SIGNAL-TO-NOISE RATIO OF THE CONTINUUM, H $\beta$  EMISSION-LINE FLUX, AND EQUIVALENT WIDTHS OF [O II]  $\lambda$ 3727, H $\beta$ , [O III]  $\lambda$ 4959, [O III]  $\lambda$ 5007, AND H $\alpha$

Object (1)	S/N (2)	$-\log F(\text{H}\beta)$ ( $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ ) (3)	EW([O II] $\lambda$ 3727) ( $\text{\AA}$ ) (4)	EW(H $\beta$ ) ( $\text{\AA}$ ) (5)	EW([O III] $\lambda$ 4959) ( $\text{\AA}$ ) (6)	EW([O III] $\lambda$ 5007) ( $\text{\AA}$ ) (7)	EW(H $\alpha$ ) ( $\text{\AA}$ ) (8)
UM 238.....	14	14.12	63	36	68	185	152
UM 238 (E).....	10	14.17	105	96	165	448	322
UM 238 (W).....	14	15.06	35	6	8	22	31
MBG 00463–0239.....	18	13.67	25	10	2	4	43
UM 69.....	15	13.52	60	16	14	37	63
UM 69 (E).....	15	13.94	54	15	13	37	69
UM 69 (Cent).....	20	14.23	45	9	5	16	42
UM 69 (W).....	17	13.91	74	25	24	63	84

NOTE.—Table 6 is presented in its entirety in the electronic edition of the *Astronomical Journal*. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

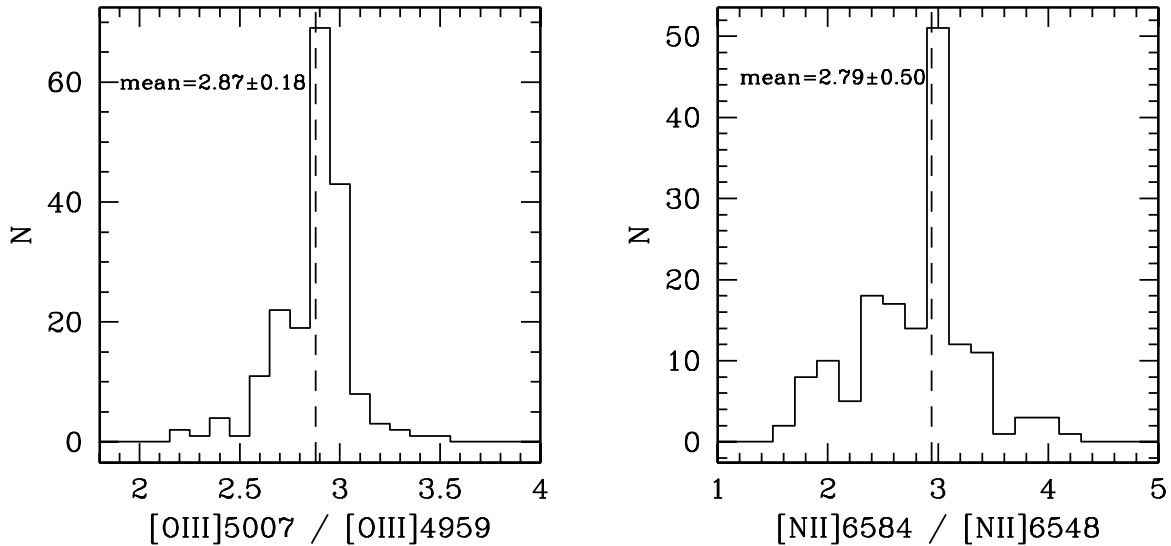


FIG. 13.—Distribution of the ratios [O III]  $\lambda$ 5007/ $\lambda$ 4959 (*left*) and [N II]  $\lambda$ 6584/ $\lambda$ 6548 (*right*). The vertical dashed lines indicate the theoretical value from Mendoza (1983). The mean observed values are listed with their respective standard deviations.



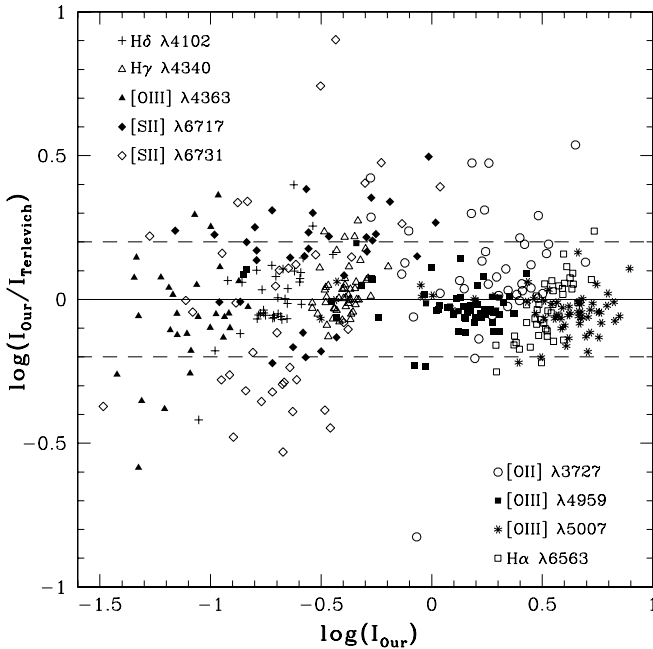


FIG. 14.—Comparison of the emission-line intensities of galaxies of our catalog with those in common with T91. On both axes the intensities are normalized to  $H\beta$ .

properties of these randomly selected galaxies. In fact, none of the available star-forming galaxy surveys can truly be considered complete, because of the difficulties involved in defining completeness in this case (Salzer 1989).

Figure 15a shows the distribution of the equivalent width of  $H\beta$  in angstroms, defined as the ratio between the  $H\beta$  line flux and the neighboring, featureless continuum flux. The distribution indicates that these starbursts are typically young (Cerviño & Mas-Hesse 1994; Leitherer & Heckman 1995). Solid thick lines in all the histograms of Figure 15 represent the distribution of the spectra of galaxies (and apertures) classified as having starburst nuclei because of their spiral morphology. One can see that their spectral properties overlap with the whole sample of H II galaxies, with the exception of the distribution of equivalent widths, for which starburst nucleus galaxies tend to have low values due to the strong underlying stellar continuum of their large host galaxies.

The histogram of the  $H\beta$  luminosities (in  $\text{ergs s}^{-1}$ ) of the whole sample is given in Figure 15b. The luminosities were calculated for a Hubble constant  $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ , and they were corrected for total extinction using the reddening parameter  $c(H\beta)$  as described below. In order to derive distances to the galaxies, redshifts were also corrected for the reference frame from heliocentric to the 3 K microwave background to account for our peculiar velocity relative to the Hubble flow.

The reddening parameter  $c(H\beta)$  in Figure 15c is the logarithmic reddening correction at  $H\beta$  and is used to correct the measured fluxes for interstellar extinction, assuming that all reddening is external to the H II region. The  $c(H\beta)$  was estimated from the Balmer decrement  $H\alpha/H\beta$ , which takes the value of 2.87, assuming case B recombination with an electron density of  $100 \text{ cm}^{-3}$  and a temperature of  $10^4 \text{ K}$  (Osterbrock 1989). We used the standard Galactic extinction law (Whitford 1958), not corrected for redshift. These galaxies are known to have low extinction, which is usually associated with the fact that they have low abundances of heavy elements.

Figure 15d shows the distribution of redshifts from the catalog. The first thing to note is that because the objects are detected on the basis of their strong [O III]  $\lambda\lambda 4959, 5007$  emission, we will start missing objects when these lines fall beyond the sensitivity cutoff of the objective-prism plates. If the IIIa-J emulsion has a sensitivity cutoff at  $\sim 5300 \text{ \AA}$ , the [O III] lines will be shifted beyond this limit for  $z \sim 0.06$ . The few objects with larger redshifts were detected by the presence of the [O II]  $\lambda\lambda 3726, 3729$  lines, as has been pointed out in the original surveys.

One final statistical property of the sample is the rate of galaxies with emission of He II  $\lambda 4686$ . This feature requires high-energy photons that are not produced by hot main-sequence stars. When observed as broad emission, it may be due to emission from the expanding envelopes of evolved massive stars such as Wolf-Rayet stars. In star-forming galaxies, the broad emission is difficult to detect. It is often the case that the emission is observed to be narrow and possibly of nebular origin, although the exact mechanism is not known (Stasińska & Izotov 2003). Models of stellar populations predict the presence of Wolf-Rayet stars at early phases of the starburst, in particular, at high metallicities. At subsolar metallicities, though, the number of stars that undergo a Wolf-Rayet phase is small, and the Wolf-Rayet phase very short (Arnault et al. 1989), resulting in nondetectable emission.

Early compilation of galaxies with broad Wolf-Rayet features, which have been nicknamed Wolf-Rayet (W-R) galaxies, was done by Conti (1991) and later by Schaerer et al. (1999). This class is not a whole new type of galaxy. In fact, they are found with a typical frequency of 10% in surveys of other star-forming galaxies, in particular, of very nearby H II galaxies, but also in violently merging galaxies. Such a detection rate is obtained by Masegosa et al. (1991) for a systematic search for a broad W-R bump in H II galaxies. The total number of known W-R galaxies and extragalactic H II regions showing broad He II  $\lambda 4686$  emission is 139, from the recent compilation of Schaerer et al. (1999).

We detected He II  $\lambda 4686$  in 10 galaxies, representing about 10% of our sample. These are UM 391,<sup>†</sup> II Zw 40, Mrk 710, Tol 1004–296, CTS 1022,<sup>†</sup> Mrk 36, UM 462, Tol 1924–416, Tol 2146–391,<sup>†</sup> and Tol 2240–384.<sup>†</sup> The galaxies with superscript daggers have not been listed before and are new detections. However, we cannot tell from our spectra whether the emission is broad.

## 6. SUMMARY

We present a uniform catalog of H II galaxies spectra observed at the ESO 1.52 m telescope at La Silla.<sup>5</sup> All spectra were observed with the same instrumentation and reduced in a homogeneous manner. A careful assessment of the quality of our data shows that we obtain good S/N, minimizing the line intensity measurement errors and allowing us to detect and measure weak lines (e.g., [O III]  $\lambda 4363$ ), as well as a few previously unmeasured lines (e.g., [S III]  $\lambda 6312$ ). We have noted a small systematic photometric difference of our  $H\beta$  fluxes with those measured by T91, in the sense that their  $H\beta$  fluxes are greater than ours for low-intensity  $H\beta$  lines by up to 30%. We find that both data sets are reliable for deriving physical properties of H II galaxies within the quoted errors.

As we restricted ourselves to previously identified H II galaxies, our catalog presents less contamination from other

<sup>5</sup> A complete public release of the calibrated spectra is available at <http://www.daf.on.br/~etelles/HIIspectra>.

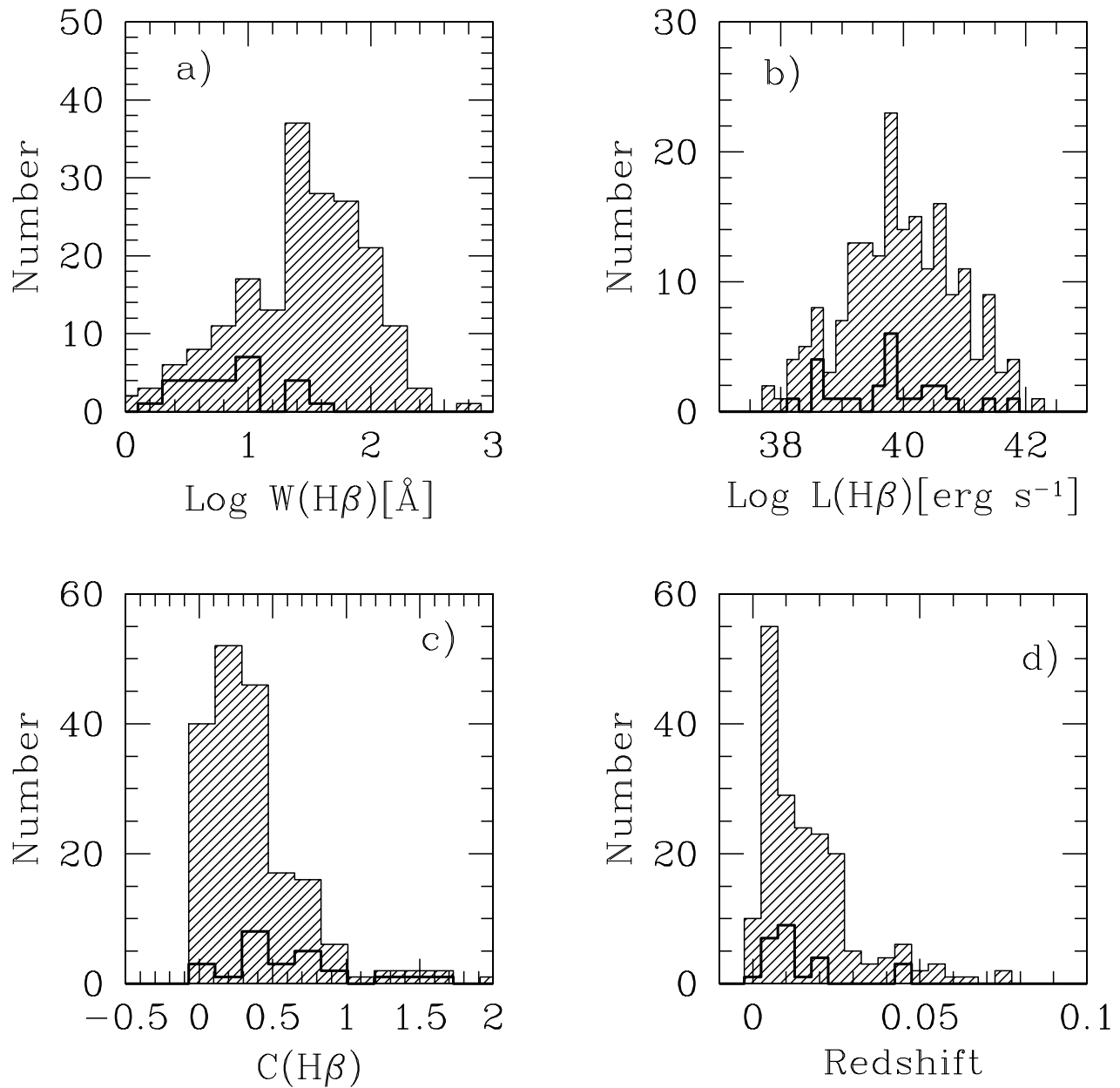


FIG. 15.—Distribution of spectroscopic properties of H II galaxies derived from our catalog. (a) Distribution of H $\beta$  equivalent widths (in angstroms). (b) Distribution of H $\beta$  luminosities (in ergs s $^{-1}$ ). (c) Distribution of reddening parameters from Balmer decrements, assuming case B recombination theory. (d) Distribution of redshifts. The solid thick histograms show the distribution of starburst nucleus galaxies only, also included in our catalog.

sources (Seyferts, LINERs, and AGNs). On the other hand, we included a few starburst nucleus galaxies for further comparative studies on a large range of galactic mass and morphology of the starburst phenomenon.

Although much greater spectrophotometric catalogs are being released now, such as the Sloan Digital Sky Survey (York et al. 2000), our catalog is useful for being homogeneous, having good S/N, and having spatially resolved spectra

for one-third of our sample. This subset will allow us to study the distribution of their physical properties, thus offering a much finer insight into these galaxies.

C. K. wishes to acknowledge FAPERJ and CAPES for her M.Sc. studentship. F. C. thanks FAPERJ for an infrastructure grant.

#### REFERENCES

- Arnault, P., Kunth, D., & Schild, H. 1989, *A&A*, 224, 73  
 Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, *PASP*, 93, 5  
 Cerviño, M., & Mas-Hesse, J. M. 1994, *A&A*, 284, 749  
 Cid Fernandes, R., Leão, J. R. S., & Lacerda, R. R. 2003, *MNRAS*, 340, 29  
 Conti, P. S. 1991, *ApJ*, 377, 115  
 Coziol, R., Demers, S., Peña, M., Torres-Peimbert, S., Fontaine, G., Wesemael, F., & Lamontagne, R. 1993, *AJ*, 105, 35  
 Cuisinier, F., Acker, A., & Köppen, J. 1993, in *The Feedback of Chemical Evolution on the Stellar Content of Galaxies*, ed. D. Alloin & G. Stasińska (Paris: Obs. Paris), 99  
 ———. 1996, *A&A*, 307, 215  
 Cuisinier, F., Telles, E., & Kehrig, C. 2004, in preparation  
 Denicoló, G., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2002, *MNRAS*, 330, 69  
 Fairall, A. P. 1980, *MNRAS*, 191, 391

- Haro, G. 1956, *Bol. Obs. Tonantzintla Tacubaya*, 2, 8
- Iovino, A., Melnick, J., & Shaver, P. 1988, *ApJ*, 330, L17
- Kehrig, C. 2003, master's thesis, Obs. Nacional, Brazil
- Kunth, D., Maurogordato, S., & Vigroux, L. 1988, *A&A*, 204, 10
- Kunth, D., Sargent, W. L. W., & Kowal, C. 1981, *A&AS*, 44, 229
- Lauberts, A. 1982, *The ESO/Uppsala Survey of the ESO(B) Atlas* (Garching: ESO)
- Leitherer, C., & Heckman, T. M. 1995, *ApJS*, 96, 9
- MacAlpine, G. M., & Williams, G. A. 1981, *ApJS*, 45, 113
- Markarian, B. E. 1967, *Astrofizika*, 3, 55
- Masegosa, J., Moles, M., & Campos-Aguilar, A. 1994, *ApJ*, 420, 576
- Masegosa, J., Moles, M., & del Olmo, A. 1991, *A&A*, 244, 273
- Mayya, Y. D. 1995, *AJ*, 109, 2503
- Maza, J., Ruíz, M. T., González, L. E., & Wischinensky, M. 1989, *ApJS*, 69, 349
- Melnick, J., Moles, M., Terlevich, R., & García-Pelayo, J. M. 1987, *MNRAS*, 226, 849
- Melnick, J., Terlevich, R., & Moles, M. 1988, *MNRAS*, 235, 297
- Melnick, J., Terlevich, R., & Terlevich, E. 2000, *MNRAS*, 311, 629
- Mendoza, C. 1983, in *IAU Symp. 103, Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower (Dordrecht: Reidel), 143
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (Mill Valley: University Science Books)
- Pagel, B. E. J., Simonson, E. A., Terlevich, R. J., & Edmunds, M. G. 1992, *MNRAS*, 255, 325
- Raimann, D., Bica, E., Storchi-Bergmann, T., Melnick, J., & Schmitt, H. 2000, *MNRAS*, 314, 295
- Rola, C., & Pelat, D. 1994, *A&A*, 287, 676
- Rola, C., & Stasińska, G. 1994, *A&A*, 282, 199
- Rosa, M. 1985, *Messenger*, 39, 15
- Rosa-González, D., Terlevich, E., & Terlevich, R. 2002, *MNRAS*, 332, 283
- Salzer, J. J. 1989, *ApJ*, 347, 152
- Sargent, W. L. W., & Searle, L. 1970, *ApJ*, 162, L155
- Schaerer, D., Contini, T., & Pindao, M. 1999, *A&AS*, 136, 35
- Smith, M. G., Aguirre, C., & Zelman, M. 1976, *ApJS*, 32, 217
- Stasińska, G., & Izotov, Yu. 2003, *A&A*, 397, 71
- Stasińska, G., & Leitherer, C. 1996, *ApJS*, 107, 661
- Stasińska, G., Schaerer, D., & Leitherer, C. 2001, *A&A*, 370, 1
- Surace, C., & Comte, G. 1998, *A&AS*, 133, 171
- Telles, E. 1995, Ph.D. thesis, Univ. Cambridge
- . 2003, in *ASP Conf. Ser. 297, Star Formation through Time*, ed. E. Pérez, R. M. González Delgado, & G. Tenorio-Tagle (San Francisco: ASP), 143
- Telles, E., & Maddox, S. 2000, *MNRAS*, 311, 307
- Telles, E., Melnick, J., & Terlevich, R. 1997, *MNRAS*, 288, 78
- Telles, E., Muñoz-Tuñón, C., & Tenorio-Tagle, G. 2001, *ApJ*, 548, 671
- Telles, E., Sampson, L., & Tapia, M. 2004, in preparation
- Telles, E., & Terlevich, R. 1993, *Ap&SS*, 205, 49
- . 1995, *MNRAS*, 275, 1
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J., Moles, M., & Copetti, M. V. F. 1991, *A&AS*, 91, 285 (T91)
- van den Bergh, S. 1966, *AJ*, 71, 922
- Westera, P., Cuisinier, F., Telles, E., & Kehrig, C. 2004, *A&A*, 423, 133
- Whitford, A. E. 1958, *AJ*, 63, 201
- York, D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Zwicky, F., Sargent, W. L. W., & Kowal, C. T. 1975, *AJ*, 80, 545

# **Apêndice B**

**Correção de absorção atmosférica.**

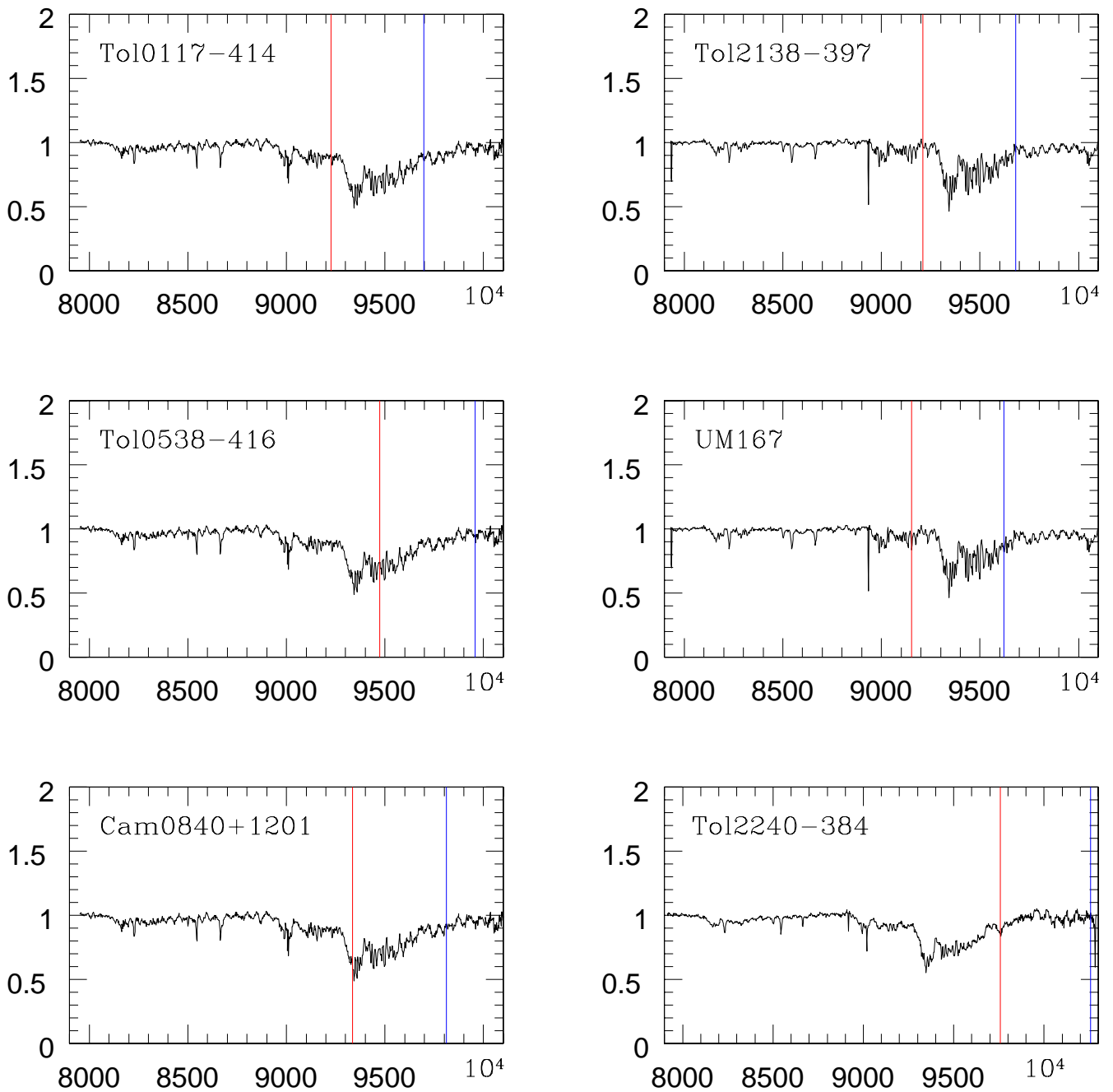


Figura B.1: Nestas figuras mostramos a chamada “função de correção” que foi aplicada a cada galáxia da amostra. As linhas vermelha e azul mostram, respectivamente, os comprimentos de onda  $(1+z) \times 9069 \text{ \AA}$  e  $(1+z) \times 9532 \text{ \AA}$ , onde  $z$  corresponde ao “redshift” de cada galáxia.

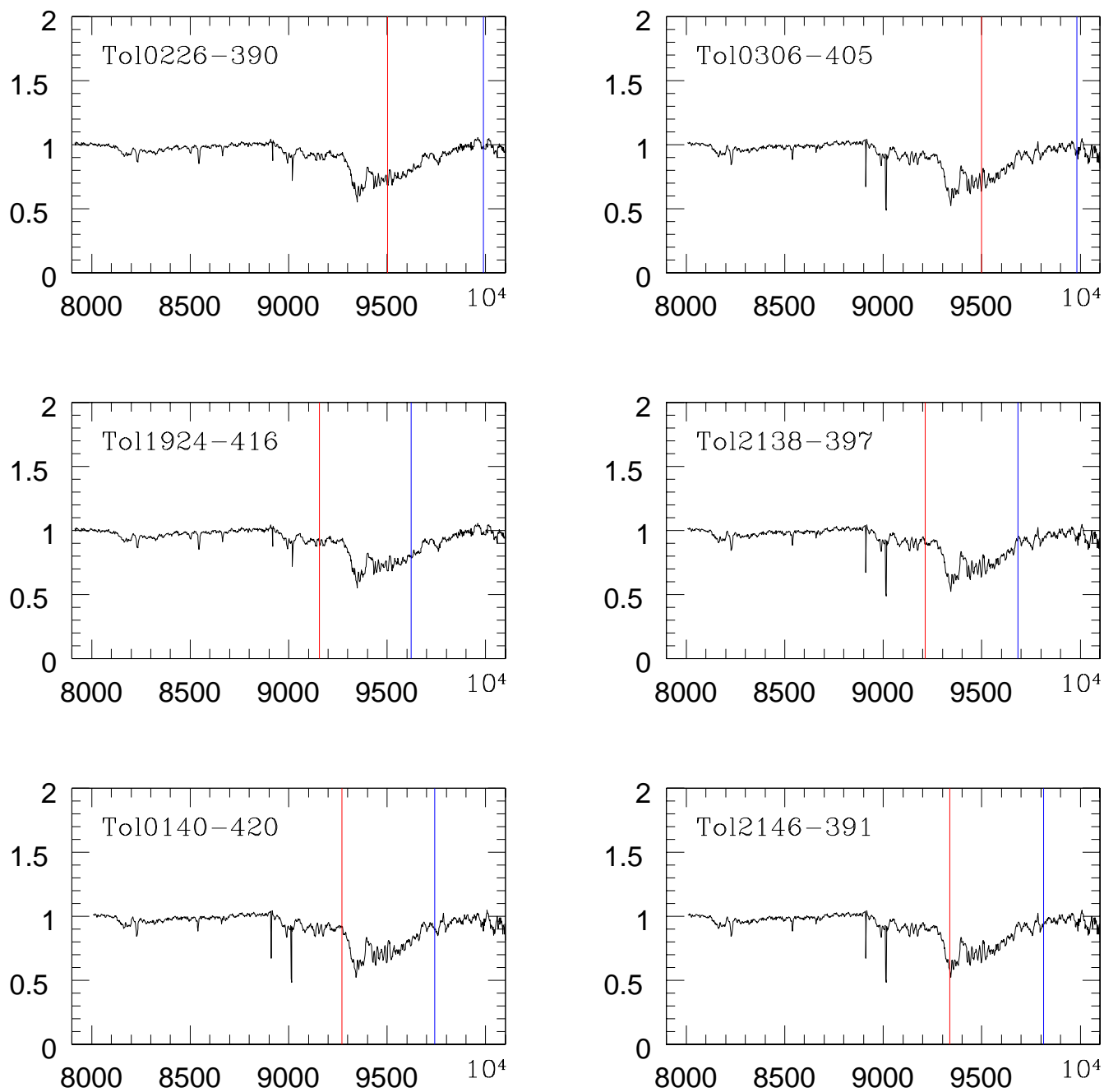


Figura B.2: Continuação

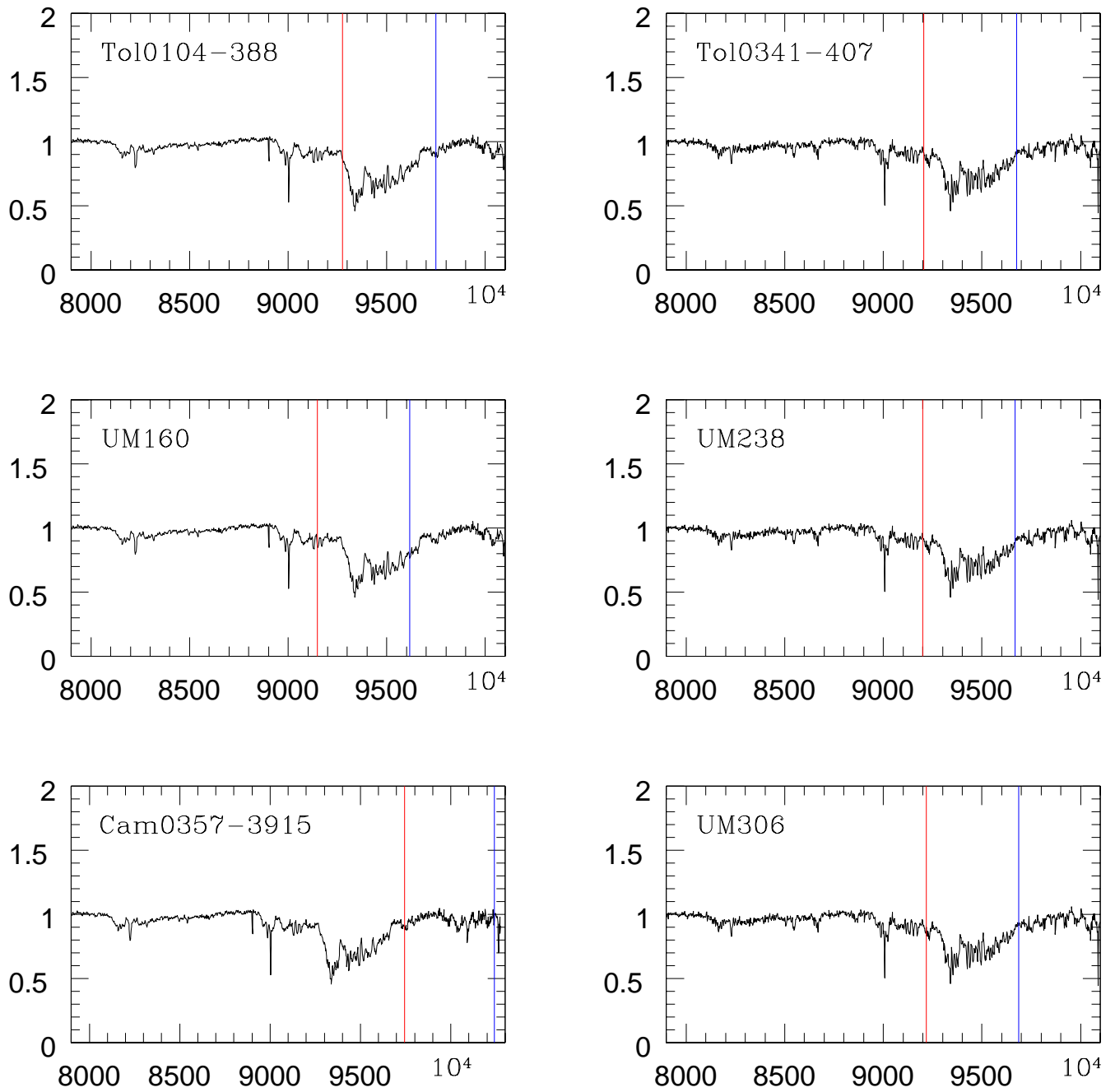


Figura B.3: Continuação

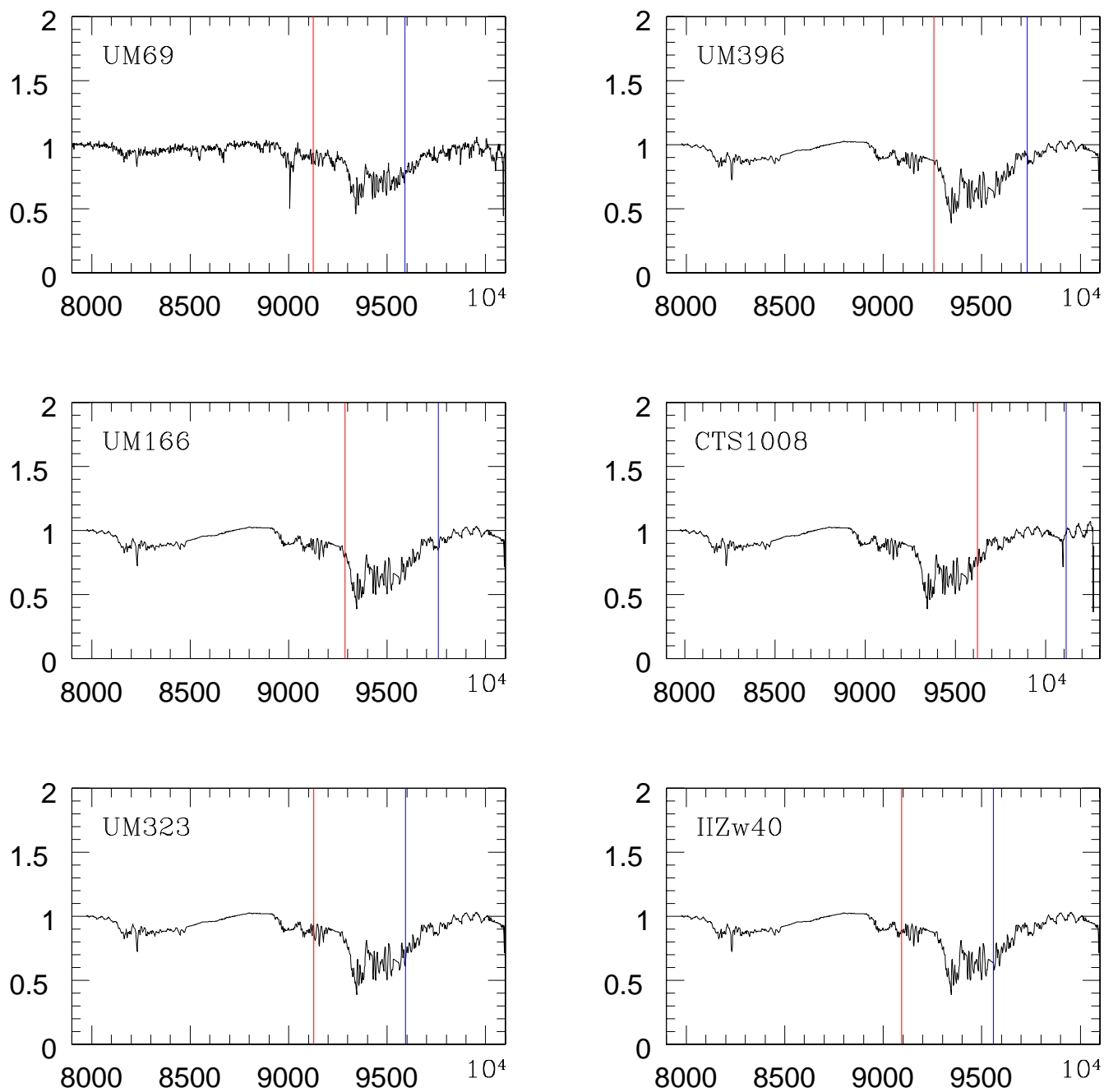


Figura B.4: Continuação



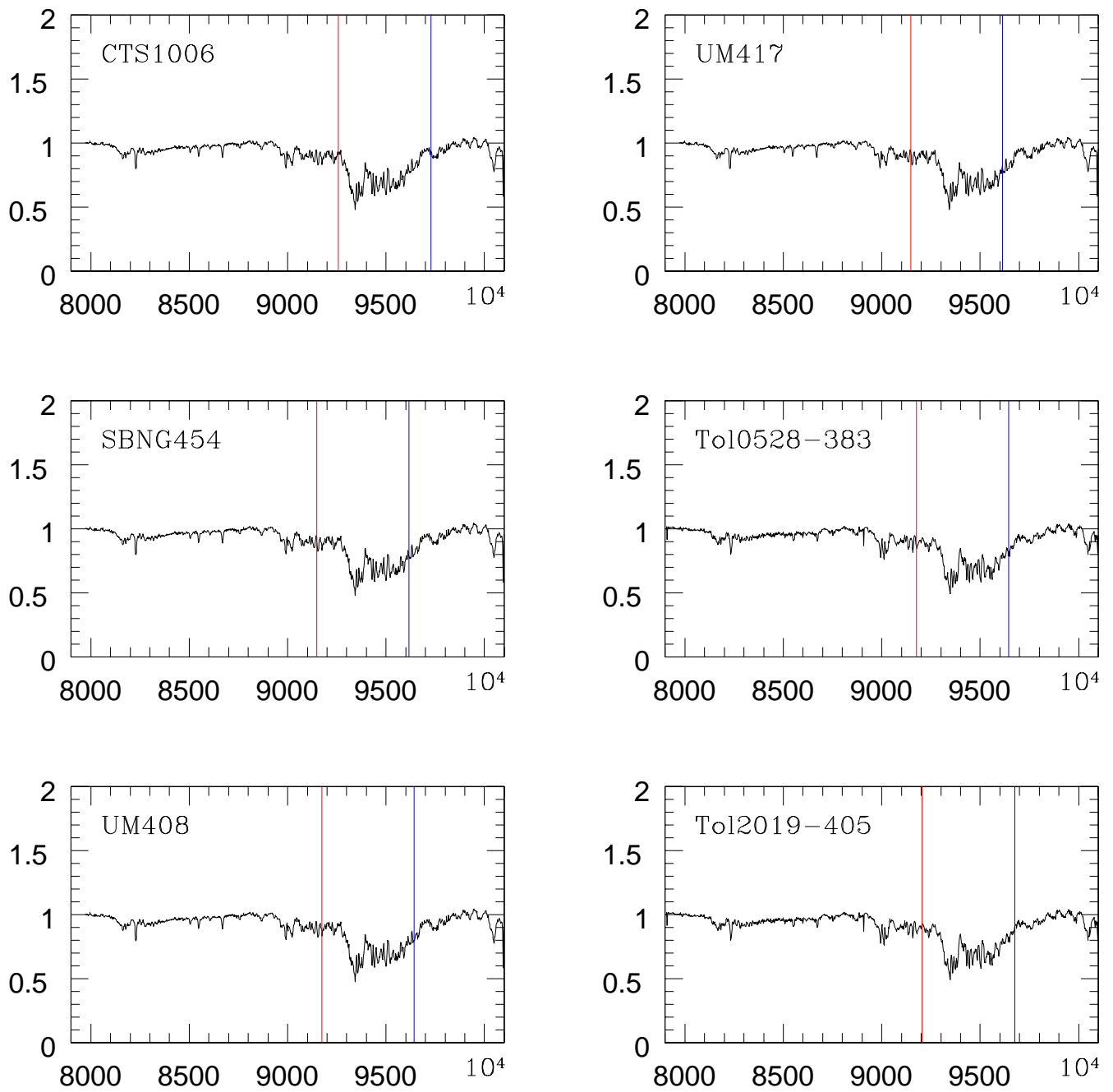


Figura B.5: Continuação

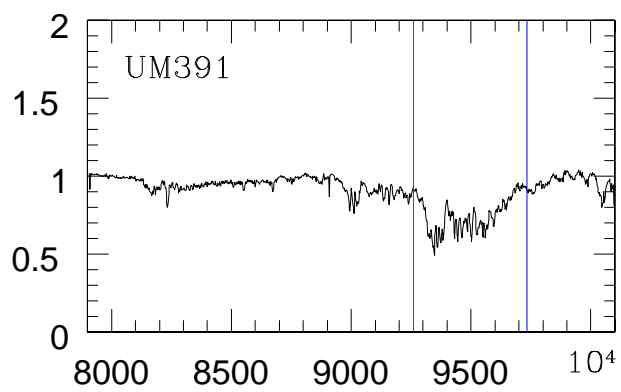
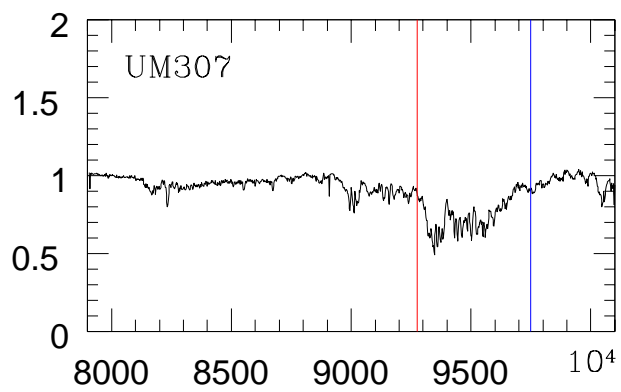
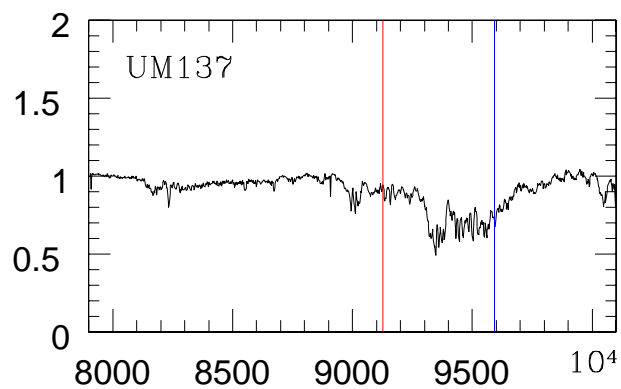
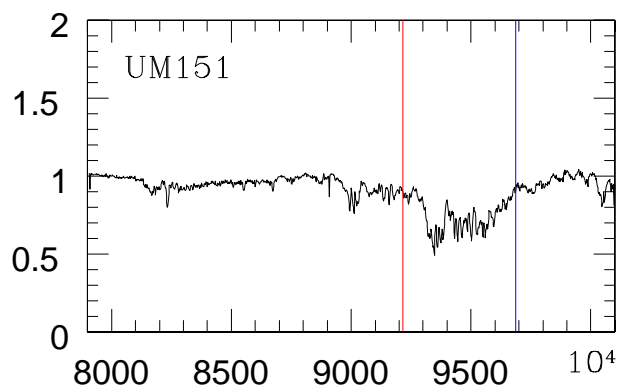


Figura B.6: Continuação