

1/53

FACULTAD DE CIENCIAS — SECCION DE FISICAS
UNIVERSIDAD DE GRANADA

INSTITUTO DE ASTROFISICA DE ANDALUCIA
CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTIFICAS

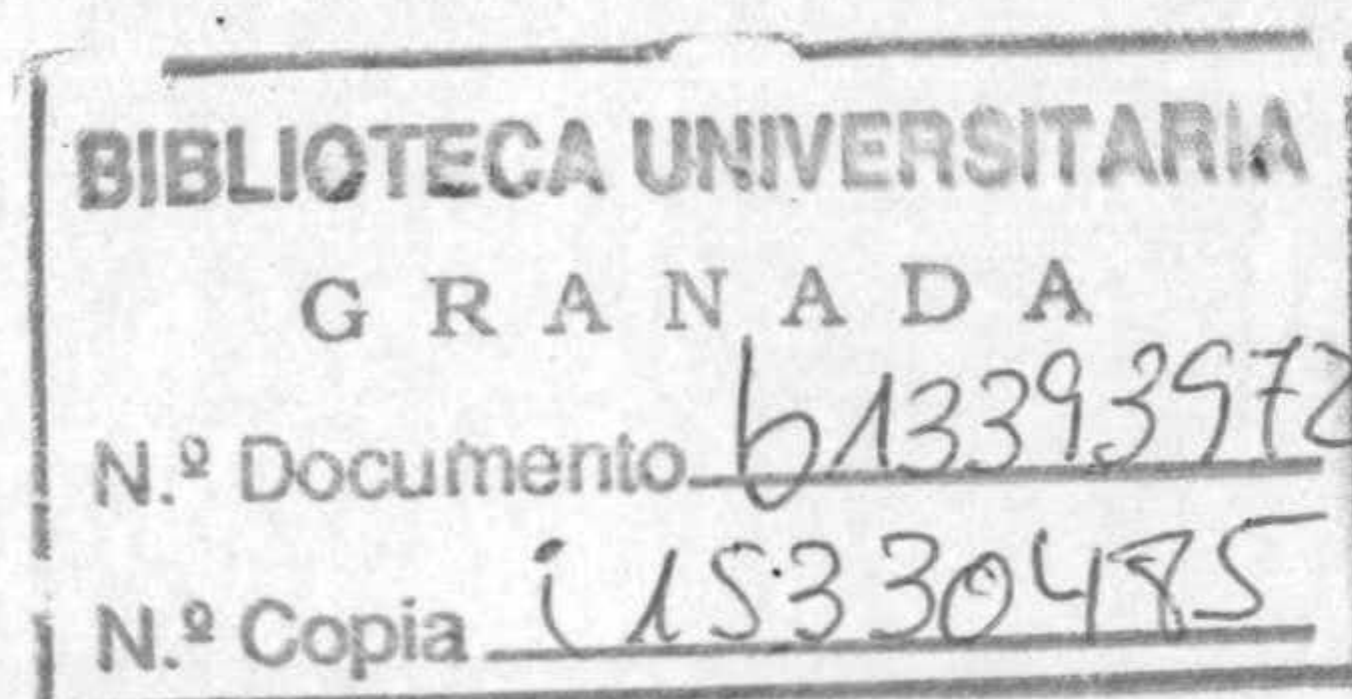
CONDICIONES FISICAS
DE LA FORMACION ESTELAR EN GALAXIAS:
DE REGIONES HII GIGANTES A GALAXIAS HII

TESIS DOCTORAL PRESENTADA POR

JOSEFA MASEGOSA GALLEGO

GRANADA, 1988

INSTITUTO DE ASTROFISICA DE ANDALUCIA
CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTIFICAS



CONDICIONES FISICAS
DE LA FORMACION ESTELAR EN GALAXIAS:
DE REGIONES HII GIGANTES A GALAXIAS HII

JOSEFA MASEGOSA GALLEGO

Tesis Doctoral

UNIVERSIDAD DE GRANADA

1988

AM.



UNIVERSIDAD DE GRANADA
FACULTAD DE CIENCIAS

DON JUAN DE DIOS PEREZ JIMENEZ, PROFESOR Y
SECRETARIO DE LA FACULTAD DE CIENCIAS DE -
LA UNIVERSIDAD DE GRANADA,

Núm. 1365

CERTIFICO: Que la presente Tesis Doctoral,
corresponde a la presentada en esta Fa-
cultad por D^a Josefa Masegosa Gallego, -
que fue calificada con Apto "cum laude"
el día 29 de Noviembre de 1.988, por el
Tribunal correspondiente que fue aproba-
do en Comisión de Doctorado el 16 de No-
viembre de 1.988, siendo el tema "Condi-
ciones Física de la Formación Estelar -
en Galaxias: de Regiones HII Gigantes -
a Galaxias Hii".

Y para que conste y surta los efectos -
correspondiente, se extiende la presente -
certificación con el visto bueno del Ilmo.
Sr. Decano, en Granada a seis de Septiem--
bre de mil novecientos ochenta y nueve.

Vº Bº
EL DECANO,



**CONDICIONES FISICAS DE LA FORMACION ESTELAR EN GALAXIAS:
DE REGIONES HII A GALAXIAS HII**

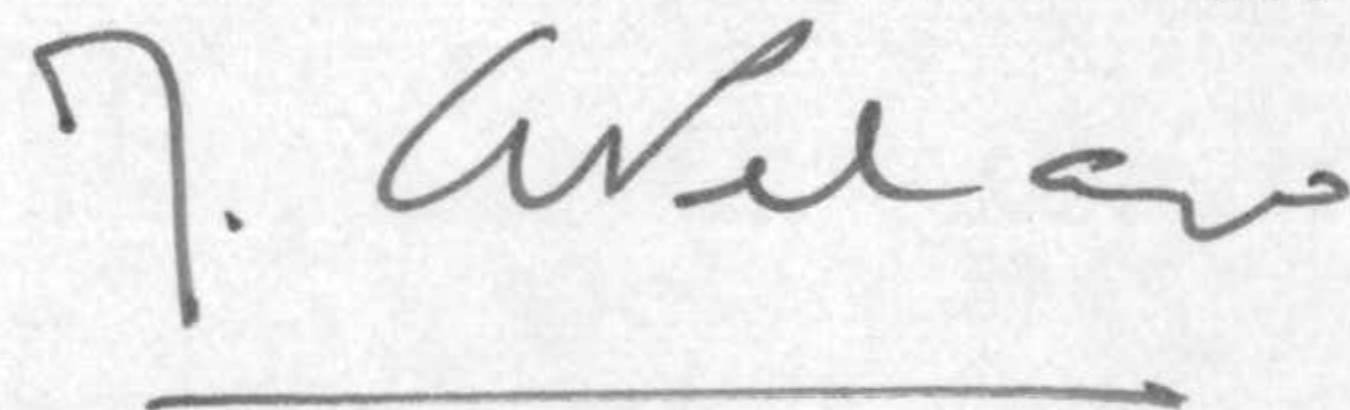
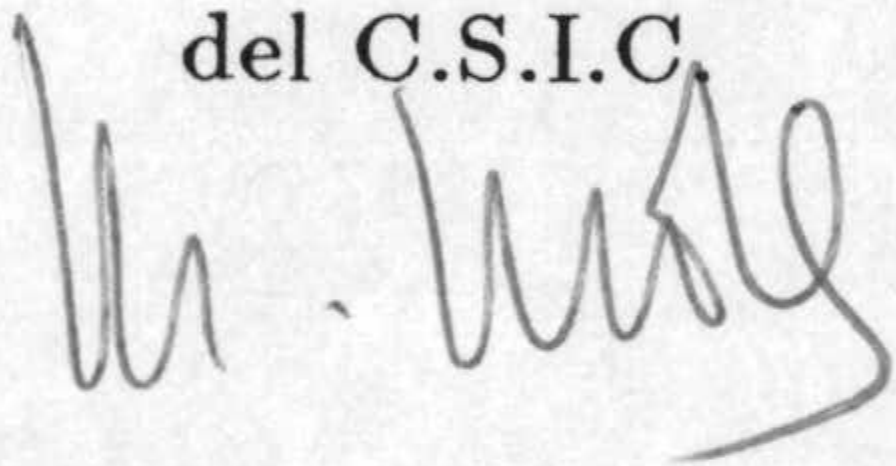
Visado en Granada a
7 de Noviembre de 1988

UNIVERSIDAD DE GRANADA
Facultad de Ciencias
Fecha 11 SET. 1989
ENTRADA NUM. 1365

Directores de la Tesis

Dr. Mariano Moles Villamate
Investigador Científico
del C.S.I.C.

Dr. José Manuel García-Pelayo Echevarría
Investigador Científico
del C.S.I.C.



Profesor Ponente

Eduardo Battaner López
Profesor Titular de Física Moderna
Universidad de Granada

Memoria presentada para optar al grado de
DOCTOR EN CIENCIAS FISICAS

Granada a 7 de Noviembre de 1988

Josefa Masegosa Gallego
Licenciada en Ciencias Físicas

Parchemín



Tesis Doctoral dirigida por los Dres. Mariano Moles Villamate y Jose Manuel García-Pelayo Echevarria, ambos Investigadores Científicos del Consejo Superior de Investigaciones Científicas.

Fue leída el 29 de Noviembre de 1988, obteniendo la calificación de Apto "cum laude" ante el Tribunal formado por los Drs. Rafael Rodrigo, Pilar López de Coca, Angeles Díaz, Mercedes Prieto y Maria Luisa Sánchez.

A la memoria de mi Padre

Parthenon



Loeb Loeb

*Desine quadropter nouitate exterrius ipsa
expuere ex animo rationem, sed magis acri
indicio perpende et, si tibi uera uidentur
dede manus, aut, si falsum est, accingere contra.
Quaerit enim rationem animus, cum summa loci sit
infinita foris haec extra moenia mundi,
quid sit ibi porro quo prospicere usque uelit mens
atque animi iactus liber quo peruolet ipsa
Lucrecio, cfr. II, 1039, s. I a. de J.C.*

Agradecimientos

Esta tesis ha sido desarrollada en el Instituto de Astrofísica de Andalucía. Su excelente equipo de profesionales ha contribuido de una manera u otra a su realización.

En particular, el ambiente de trabajo y amistad dentro del Grupo de Investigación de Astrofísica Extragaláctica hicieron posible que llegara este momento. Quiero agradecerlo muy especialmente a todos sus miembros. A Mariano Moles por toda su ayuda y estímulo a lo largo de estos años. El entusiasmo por la Ciencia que le caracteriza ha sabido transmitírnoslo a todos aquellos que hemos tenido la oportunidad de trabajar con él. En todo momento ha sido una fuente inagotable de nuevas ideas además del mejor de los amigos. A Ascensión del Olmo y Jaime Perea por su apoyo y ayuda en todo momento, aún a costa de su tiempo. La maravillosa experiencia que fué el descubrir el significado del trabajo en equipo se la debo a ellos.

A Jose Manuel García-Pelayo por su paciencia infinita para enseñarme a observar y por las largas discusiones científicas sobre todos los problemas planteados en este trabajo. De él aprendí que antes de obtener una conclusión precipitada, es necesario estar segura de que los datos son correctos.

A Roberto Terlevich y Jorge Melnick por darme la oportunidad de utilizar sus excelentes observaciones. A Deborah Dultzin-Hacyan por su amistad y tantas discusiones científicas a lo largo del último año.

A Rafael Rodrigo, Rafael Garrido, Jose María Quintana, y Antonio Ruiz-Falcó por su confianza en mí y en mi trabajo, así como por haber hecho mi estancia en el Instituto extremadamente agradable.

A Pilar López de Coca, Víctor Costa, Angel Rolland, Manuel Romero y Francisco Navarro por toda la ayuda que nos han prestado desde el principio.

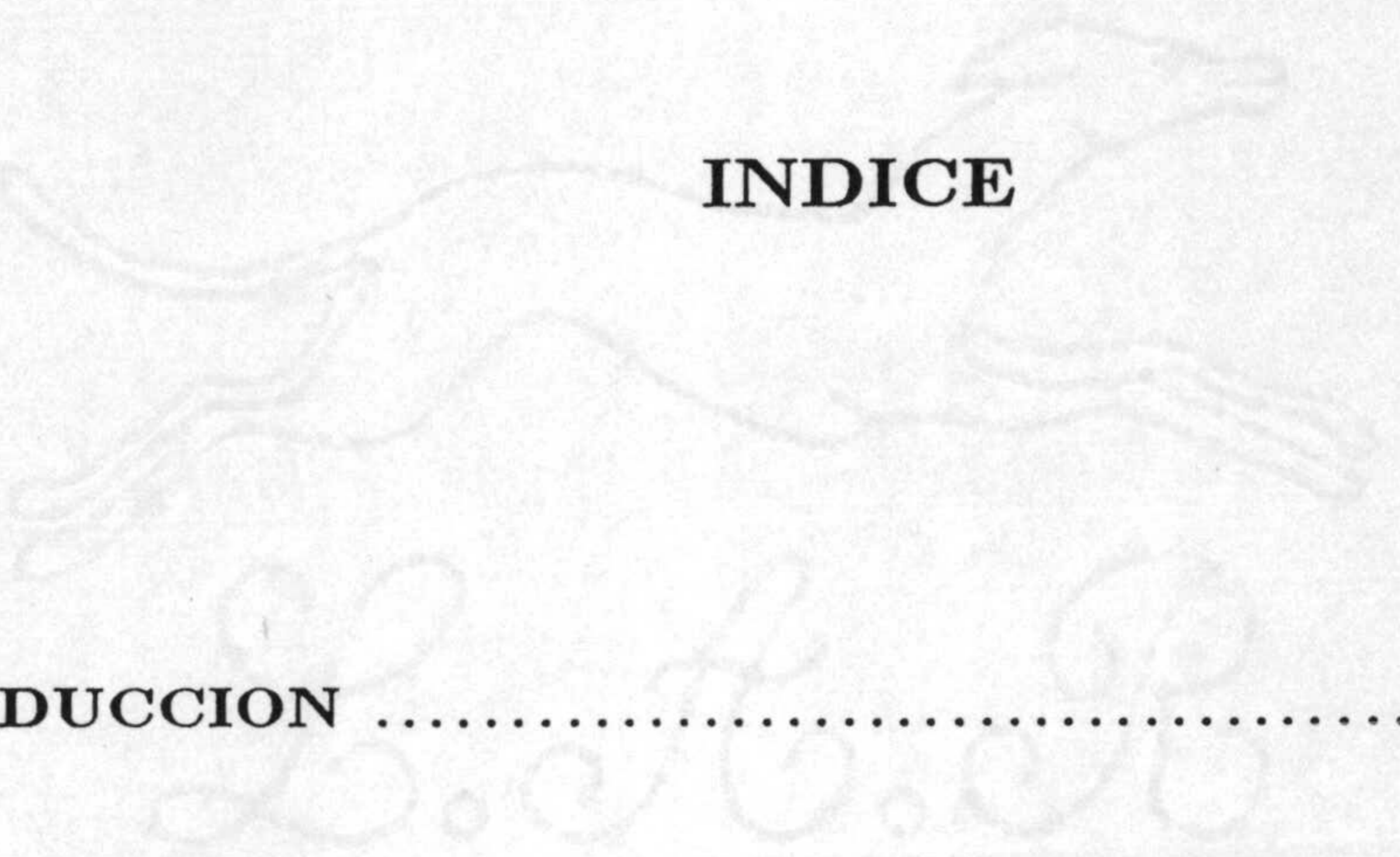
A Eduardo Battaner por haber aceptado ser ponente de esta Tesis en la Universidad de Granada.

Al Instituto de Astronomía de la Universidad de Cambridge y al Royal Greenwich Observatory por la ayuda recibida durante mi estancia allí con motivo de la elaboración del *Spectrophotometric Catalogue of HII Galaxies*. Al Centro Astronómico Hispano-Alemán, por la utilización de sus instalaciones.

Finalmente quiero agradecer a mi madre muy especialmente por su ayuda tanto moral como económica y por su estímulo constante en momentos muy difíciles.

Esta Tesis ha sido posible gracias a una beca de la Caja General de Ahorros de Granada.

Barchemin



INDICE

INTRODUCCION	1
PRIMERA PARTE	9
I. SELECCION DE LA MUESTRA, OBSERVACIONES Y RESULTADOS	10
1. Selección de la Muestra	11
2. Observaciones	14
3. Reducción de Datos	15
4. Distribución Espacial de las Emisiones	20
5. Medida de las Intensidades de las Líneas	27
II. EXTINCION INTERNA	41
1. Consideraciones Generales	42
2. Resultados	48
III. ABUNDANCIAS QUIMICAS	54
1. Métodos de Cálculo	56

2. Resultados de Multiapertura	63
3. Diferencias Punto a Punto en las RHGE	80
IV. PROPIEDADES INTEGRADAS DE LAS RHGE	98
V. ESTRELLAS WOLF-RAYET EN RHGE	104
1. Consideraciones Generales	105
2. Resultados	107
SEGUNDA PARTE	113
I. SELECCION DE LA MUESTRA	114
II. COMPOSICION QUIMICA DE LAS GALAXIAS HII	130
1. Abundancias de Oxígeno, Nitrógeno y Neón	134
2. Abundancias de Helio. Abundancia Primordial	144
2.1. Abundancia de He^+ . Factor de Corrección por Ionización	148
2.2. Relación entre la Abundancia de Helio y otros Elementos	156
2.3. Implicaciones Cosmológicas	164
3. Abundancias Químicas para la Muestra Completa	165
III. FORMACION ESTELAR MASIVA EN GALAXIAS HII. ESTRELLAS WOLF-RAYET	174
1. Detectabilidad de Estrellas WR en Galaxias HII	178

2. Propiedades Físicas de las Galaxias con WR Detectadas	182
3. Relaciones entre Parámetros de Estrellas WR y Condiciones Físicas del Medio Interestelar	191
IV. FORMACION ESTELAR VIOLENTA Y ACTIVIDAD NUCLEAR	197
1. Introducción	198
2. Formación Estelar en Galaxias Seyfert	199
2.1. Propiedades en el Lejano IR versus Propiedades Opticas	200
3. Propiedades IR de Galaxias HII	211
4. Situación Posible de las Galaxias HII en un Esquema Evolutivo	217
CONCLUSIONES	221
BIBLIOGRAFIA	226
APENDICE A	
APENDICE B	

INTRODUCCION

Parchemin



L. H. B.

El primer paso hacia el conocimiento de la composición química de los astros puede situarse en el momento de la aplicación por Bunsen y Kirchoff de los métodos espectroscópicos al análisis de la luz proveniente del Sol, a mediados del siglo XIX. El análisis, puramente cualitativo, se hacía por comparación con los resultados obtenidos en el laboratorio para diferentes gases. Estos balbuceos iniciales tuvieron una doble virtualidad y se mostraron de gran trascendencia.

En primer lugar, rompían el dogma positivista, enunciado muy poco antes por Augusto Comte, que definía la existencia de parcelas a las que el conocimiento humano nunca podría acceder. De hecho, como ejemplo se citaba precisamente el de la imposibilidad de conocer la composición química de los astros.... Por otro lado, a medida que los datos se iban acumulando, se constataba que el Sol y otras estrellas contenían elementos químicos que también están presentes en nuestro planeta. De esta forma, comenzaba a explicitarse en el terreno de la experiencia la unicidad del universo físico, que valida la aplicación de las leyes verificadas en los laboratorios a situaciones y objetos muy diferentes.

La posibilidad de llevar a cabo análisis cuantitativos sobre la naturaleza química de diferentes astros necesitaba sin embargo de medios para obtener datos observacionales de calidad suficiente y, sobre todo, de una elaboración teórica que permitiese establecer la relación causal entre las intensidades de las líneas y las abundancias de los elementos que las producen.

La primera condición fue asegurándose desde los primeros decenios del siglo XX, con la instalación de nuevos y cada vez más potentes telescopios, mientras que la segunda tendría que esperar la culminación de la Mecánica Cuántica y su aplicación a las situaciones que se presentan en Astrofísica. De hecho, la falta del adecuado aparato teórico para interpretar las observaciones llevó a curiosas especulaciones entre las que la más destacada es sin duda la relativa al descubrimiento de *nuevos* elementos químicos como el *Nebulio* o el *Coronio*.

Este y otros problemas similares, desaparecerían una vez desarrollada la Teoría Atómica, basada en la Mecánica Cuántica. A su vez, se ponía claramente de manifiesto el papel que juegan las especiales condiciones que reinan normalmente en los plasmas astrofísicos, que impulsó el análisis, en particular, de las llamadas líneas prohibidas.

Entre los objetos astronómicos en principio más idóneos para estudios de composición química se encuentran sin duda las regiones HII. Y esto se supone así porque se consideran situaciones relativamente simples: La ionización del hidrógeno es producida por la emisión ultravioleta de estrellas masivas y se confina en una región cuya frontera está bien definida (esfera de Strömgren); el balance energético de la región HII fija las intensidades de las líneas; finalmente, las abundancias químicas de cada especie iónica dependerán de la densidad y temperatura electrónicas, y de las propiedades específicas de cada estado de ionización, que fijan la emisividad por unidad de volumen, y de la distribución espacial de cada especie. En la práctica, de las intensidades de las líneas se calculan la densidad y temperatura electrónicas y, con ayuda de los parámetros atómicos, se determinan las abundancias.

Este cuadro simple comienza a presentar dificultades crecientes en cuanto se consideran con detalle regiones HII cada vez mayores. Así, la ionización ya no es debida a una o pocas estrellas masivas sino a un cúmulo de estrellas recién formadas. Esto significa en particular, que una importante fracción de las nuevas estrellas no tiene influencia alguna en el proceso de ionización aunque, dependiendo de la Función Inicial de Masas (FIM) del cúmulo, pueden jugar un papel importante en el equilibrio dinámico de la región (Melnick, Moles, Terlevich y García-Pelayo, 1987). Además, los efectos evolutivos de las estrellas del cúmulo ionizante pueden llegar a ser muy importantes, no sólo porque en definitiva van configurando en el tiempo el espectro ionizante, sino también por su incidencia en la cinemática de la región (vientos estelares, explosiones de Supernovas); lo que a su vez puede influir sobre la ionización de la región HII, por medio en particular de las ondas de choque y gradientes de presión que pueden llegar a generarse.

Continuando la escala de complejidad, las Regiones HII Gigantes Extragalácticas (RHGE) son con toda probabilidad auténticos aglomerados de regiones HII interconectadas, que reflejan la existencia de varios cúmulos ionizantes, cada uno en un estado evolutivo en principio diferente. Se hace por tanto necesario para ellas, el estudio detallado, con resolución espacial, que permita analizar su estructura.

Con esta motivación básica se aborda, en la Primera Parte de esta Tesis, el estudio de una muestra de RHGE suficientemente próximas para que la escala angular de resolución que puede obtenerse típicamente con telescopios en tierra pueda ser significativa. (Recordemos aquí que no se conocen regiones HII en nuestra Galaxia ni en M 31 con dimensiones y complejidad comparables a las de las RHGE). Nuestro objetivo en esa parte de la Tesis es analizar la distribución espacial de los diferentes parámetros físicos, a partir de ciertas constataciones empíricas. Así, en cada una de ellas, puede probarse que la metalicidad es constante, cuestión que admite una respuesta empírica y que se ha abordado en esta Tesis. A partir de ahí, puede suponerse que la FIM de los diferentes cúmulos ionizantes tiene la misma forma. En principio, se admite (aunque más bien por falta de conocimiento detallado sobre la misma) que la FIM es universal. Sin embargo, hay indicios de que podría depender de la metalicidad (Terlevich, 1982; Aparicio, García-Pelayo y Moles, 1988 a y b) y por lo tanto cada región HII tendría la suya propia. Ahora bien, aunque fuera ese el caso, una vez constatada la homogeneidad de una RHGE en cuanto a las abundancias químicas, la FIM será la misma para todos los cúmulos que puedan formarse en un momento dado. De este modo, quedan fijados para cada RHGE, dos parámetros fundamentales, lo que debe permitir el análisis de la influencia de los otros. En particular, las variaciones espectrales punto a punto que puedan existir dentro de una RHGE, como el estado de excitación por ejemplo, sólo podrán depender de variaciones en la temperatura efectiva o en el parámetro de ionización. En este caso, es claro que la estructura espacial de las RHGE vendrá esencialmente gobernada por las diferencias en el estado evolutivo de los distitos cúmulos ionizantes.

El análisis que hemos realizado de las RHGE responde además a otra motivación. Cuando se pretende caracterizar complejos HII lejanos, ya no es posible estudiar su estructura y en consecuencia los únicos datos accesibles son los integrados. En este caso la información obtenida está obviamente dominada por la emisión de las zonas de mayor brillo superficial. La cuestión que se plantea es por lo tanto, cómo reflejan esos datos las propiedades intrínsecas de la región observada. La respuesta debe venir de la comparación de esos datos con los que se tienen para RHGE para las que es posible el análisis con resolución espacial.

A principios de los años 70 (Searle y Sargent, 1972) se descubrió un nuevo tipo de objetos extragalácticos que, en base a sus propiedades espectroscópicas análogas a las de las regiones HII, recibieron el nombre de Regiones HII Extragalácticas Aisladas o, más brevemente, Galaxias HII. Los prototipos eran IZw 18 y IIZw 40, entre otros. En un trabajo reciente, Melnick, Moles, Terlevich y García-Pelayo, (1987) y Melnick, Terlevich y Moles, (1988), han establecido que, efectivamente, las Galaxias HII prolongan, hacia escalas energéticas mayores, las propiedades de las RHGE. Este resultado justifica la conexión lógica entre ambas Partes de esta Tesis, cuya Segunda Parte está dedicada al análisis de una amplia muestra de Galaxias HII detectadas en los *surveys* de Tololo y de la Universidad de Michigan. Dado que, por su lejanía y pequeño tamaño, no pueden en general resolverse, y teniendo en cuenta su similaridad con las RHGE, hemos analizado sus propiedades globales para poder caracterizarlas. La base de datos está recogida en el *Spectrophotometric Catalogue of HII Galaxies* (Terlevich, Melnick, Masegosa y Moles, 1988) que contiene información espectroscópica sobre alrededor de 500 objetos. En la presente Tesis presentamos el análisis de esos datos, atendiendo principalmente a las abundancias químicas, la presencia de estrellas de tipo Wolf-Rayet y propiedades generales.

Antes de concluir esta Introducción quisiéramos mencionar algunos aspectos particulares que pueden ser importantes en un contexto más amplio que el específico de las Galaxias HII.

Uno de los argumentos más firmes en apoyo de la Teoría de la Expansión/Big-Bang es la existencia de una cota mínima a la abundancia de Helio, cuyo origen se supone primordial. De tal manera que, las diferencias en contenido de Helio entre distintos astros deberían ser explicables por la evolución particular de cada uno de ellos. Esta hipótesis impone dos objetivos concretos. En primer lugar, el de intentar determinar la fracción de He primordial y, luego, conectar el exceso sobre ese porcentaje con parámetros ligados a la evolución. Obviamente, uno de esos parámetros es la metalicidad y, por lo tanto, los mejores candidatos para medir la cantidad de Helio primordial serán objetos de muy baja metalicidad. Las Galaxias HII de alta excitación pueden ser tales candidatos y en este sentido han sido analizadas en la presente Tesis.

Por otro lado, y en la línea del razonamiento apuntado, debería también ser posible establecer una relación entre el Helio producido localmente y la metalicidad de la galaxia en cuestión. Como es sabido, la existencia de una relación de ese tipo ha sido ampliamente discutida (Shaver, Kunth y Kjær, 1983) aunque todavía no se ha llegado a una conclusión universalmente aceptada. A ello contribuye sin duda la necesidad de disponer de datos de muy alta calidad; pero también ciertos problemas teóricos no resueltos como la estimación de la contribución colisional a la intensidad de las líneas de Helio, la corrección por ionización, o la posibilidad de que una región dada pueda enriquecerse localmente en Helio por vientos estelares (hipótesis de la polución).

Estas cuestiones son fundamentales, no sólo en sí mismas, sino porque están conectadas con un posible *test* de la Teoría del Big-Bang. Dado que, en el dominio extragaláctico, solamente puede medirse la abundancia de Helio en regiones o Galaxias HII, es lógico que se haya dedicado un importante esfuerzo a este problema en los últimos años. El escaso margen que hay entre las previsiones mínimas que da la Teoría y los resultados empíricos hacen que las conclusiones sean difíciles de conseguir ya que se requiere una extraordinaria precisión en las medidas. En la presente Tesis, trataremos con detalle de todas estas cuestiones y aportaremos nuestros propios resultados.

Otro aspecto que queremos destacar en esta Introducción es la conexión que podría existir entre actividad nuclear y formación estelar violenta (FEV). Desde su descubrimiento, los Núcleos Activos de Galaxias (NAG) han concentrado una parte importante del esfuerzo tanto teórico como observacional en el dominio extragaláctico. Generalmente se considera que la fenomenología característica de los NAG se debe a la acreción de materia por un agujero negro en las partes centrales de algunas galaxias. Sin embargo, desde Field, (1965), se ha intentado conectarla con fenómenos de FEV y hoy se admite que ambos fenómenos están relacionados, si bien tan sólo una minoría pretende reducir completamente la actividad nuclear a FEV (Terlevich y Melnick, 1985; Terlevich, Melnick y Moles, 1987).

Las características espectrales y de variabilidad pueden ser explicadas (excepto para los objetos de tipo BL Lacertae) en términos de FEV, en particular para las galaxias de tipo Seyfert. Sin embargo, se habían detectado propiedades en el Infrarrojo (IR) lejano, el exceso en $25 \mu\text{m}$ en particular, que se consideraban específicas de los NAG, sin contrapartida en ningún otro tipo de objetos. El análisis que presentamos en esta Tesis (ver también Dultzin-Hacyan, Moles y Masegosa, 1988) muestra que esas características también están presentes en algunas Galaxias HII y, por lo tanto, la hipótesis de FEV como fenómeno básico para comprender la actividad nuclear sigue abierta y constituye una vía válida de exploración para los próximos años.

Finalmente, cabe recordar que se han realizado diversos intentos en los últimos cinco años para resolver el dilema de si las Galaxias HII son galaxias jóvenes o no. El trabajo más exhaustivo sobre esta cuestión lo realizó Thuan, (1983), quien intentó determinar si la población subyacente al brote de formación estelar es anterior al brote o no. En cuyo caso, esa población estaría dominada por estrellas viejas (gigantes) o por estrellas rojas jóvenes (supergigantes). Las conclusiones de Thuan, basadas en la extensión de la distribución de la población roja, favorecían la idea de que no son galaxias jóvenes.

La resolución de este problema , por otra parte de gran importancia general, requiere un gran esfuerzo que apenas está comenzado. Es importante señalar para intentar reorientar la discusión que la muestra analizada por Thuan contiene casi exclusivamente galaxias extensas en cuyo núcleo se manifiesta un proceso de FEV, sin apenas Galaxias HII puras. Del análisis de la muestra de Galaxias HII contenida en el Catálogo antes citado, puede deducirse que los objetos pueden dividirse en dos grupos. En el primero están incluidas las galaxias con brotes de FEV, con la particularidad de que la mayoría de ellas está en interacción gravitacional con otras galaxias. Para estos objetos, la presencia de una población estelar anterior al proceso de FEV es clara y su problemática se refiere más bien, para decirlo de una manera esquemática, a la cuestión de la aparición de discontinuidades en su tasa de formación estelar en un momento determinado de su evolución.

Hay sin embargo un segundo grupo, el de las Galaxias HII compactas y aisladas (Melnick, 1987), que podría contener genuinas galaxias jóvenes. De ser así, difícilmente se puede exagerar su importancia en lo que se refiere a la comprensión de los procesos de formación de galaxias y a las concepciones cosmológicas comúnmente aceptadas, ya que estas galaxias estarían formándose, no se sabe cómo, en una época muy alejada del Big-Bang y de la época en que se supone se formaron las galaxias.

La resolución de estos problemas se presenta aún lejana. Sin embargo, como ya dijimos al hablar de la posible conexión entre FEV y actividad nuclear, resultados como los que aquí se presentan pretenden contribuir a abrir vías de análisis hacia la comprensión de los fenómenos evolutivos que se observan en el Universo.

Archives

PRIMERA PARTE



André



**I. SELECCION DE LA MUESTRA,
OBSERVACIONES Y RESULTADOS**

Paracetamol

1-. SELECCION DE LA MUESTRA

El estudio de Regiones HII Gigantes Extragalácticas (RHGE) es un tema reconocido como de gran importancia por varias razones. En primer lugar, pueden considerarse como auténticos laboratorios que ofrecen la oportunidad (casi única en el dominio extragaláctico) de estudiar la composición química y las propiedades del medio interestelar. En efecto, este tipo de análisis puede ser abordado de manera casi inmediata para obtener una excelente primera aproximación, aunque el refinamiento posterior necesita de la elaboración de modelos detallados que pudieran introducir incertidumbres añadidas. Por esta razón se han realizado numerosos trabajos que han permitido hacerse una idea detallada de las propiedades del medio interestelar ionizado en galaxias exteriores y comparar los resultados con los obtenidos para nuestra Galaxia.

Además, han hecho posible el análisis de la evolución química de las galaxias dado que es en las regiones HII en donde el material es reprocesado y se van modificando las condiciones físicas. En este sentido, podría decirse que las galaxias evolucionan a través de la aparición de regiones HII.

Actualmente se admite que las RHGE muestran una clara tendencia a manifestarse en las partes exteriores de las galaxias espirales (Kennicutt y Hodge, 1984) y en las galaxias irregulares. También es una constatación sin embargo, que no hay regiones HII gigantes (RHG) ni en M 31 ni en nuestra Galaxia. Lo cual podría deberse a la existencia de una relación entre la presencia y distribución de RHG y el tipo morfológico de una galaxia. Cuestión que por el momento no está resuelta, aunque hay datos que apuntan en ese sentido. En particular, se conoce que las RHG tienden a ser mayores en las galaxias irregulares y en las espirales de tipos tardíos. El mismo tipo de resultado se encuentra cuando, para una galaxia dada, se comparan los tamaños de las RHG centrales con los de las exteriores, siendo en general mayores estas últimas (Hodge, 1986).

Desde un punto de vista fenomenológico, y sin que por el momento esté totalmente establecido, parece que esas tendencias entre los tamaños y la distribución de las RHG con el tipo de Hubble de las galaxias traduce una relación entre la masa total convertida en estrellas y la metalicidad. Recientemente, Terlevich y Melnick (1985), han sugerido que la función inicial de masas (FIM) en una zona de formación estelar dada, podría depender de la metalicidad. De forma que los complejos gigantes con formación estelar más intensa serían también los de menor metalicidad. Dado que la metalicidad decrece a lo largo de la secuencia de Hubble para espirales, y que se han observado gradientes espaciales negativos de metalicidad en galaxias espirales, esta podría ser una explicación de las tendencias a las que aludíamos.

La cinemática interna de las RHGE tiene una propiedad específica que se ha convertido finalmente en definitoria. Nos referimos a que en todas ellas el gas presenta movimientos supersónicos. Hasta ahora se han propuesto dos explicaciones alternativas a este fenómeno. Por un lado, Terlevich y Melnick (1981) proponían que las RHGE constituyen sistemas autogravitantes y por lo tanto la dispersión de velocidades del gas refleja la masa total en estrellas dentro de la región. Esta conclusión la basan esos autores en la relación encontrada entre la dispersión de velocidades y la luminosidad $H\beta$ de la región, que es similar a la predicha en la hipótesis de equilibrio virial, y se ha visto reforzada por los resultados de Skillman (1984) para una muestra de RHGE en M 101 y por Melnick et al. (1987) para una amplia muestra de RHGE.

La otra alternativa, desarrollada por Rosa y Solf (1984), propone los vientos estelares de estrellas masivas, Wolf-Rayet en particular, como responsables de los movimientos supersónicos observados. Melnick et al., en la referencia ya citada, discuten ampliamente ambas alternativas y concluyen que si bien ambos mecanismos son importantes, las propiedades cinemáticas en un punto de la región pueden estar dominadas por vientos pero, a escala global de toda la región, son debidas al equilibrio virial entre el gas y las estrellas.

Además del interés intrínseco del estudio de las RHGE, estas presentan otro aspecto importante, cual es su conexión con las Galaxias HII. En efecto, el descubrimiento de las galaxias HII, llamadas a veces también Galaxias Compactas Azules (Haro, 1956; Zwicky, 1971; Markarian, 1972; Searle y Sargent, 1972), que en todos sus aspectos (metalidades, movimientos supersónicos, presencia de estrellas masivas,..) se asemejan a las RHGE, claramente indicaba que nos encontramos ante dos manifestaciones de un mismo fenómeno físico, presente a diferentes escalas. Este hecho fue confirmado por Melnick, Terlevich y Moles (1988), quienes lo utilizaron para realizar una nueva determinación de la constante de Hubble.

Puesto que uno de nuestros intereses principales al iniciar el trabajo recogido en esta Tesis era el de estudiar las propiedades de una muestra de galaxias HII extraída del *Spectrophotometric Catalog of HII Galaxies* (Terlevich, Melnick, Masegosa y Moles, 1988), el problema inicial que se planteaba era el de identificar las propiedades que puedan ser globalmente representativas de las RHGE, para poderlo luego proyectar al caso de las galaxias HII. En el caso de RHGE, dado que pueden obtenerse datos con suficiente resolución espacial para una muestra representativa, pueden compararse los resultados obtenidos para distintas zonas de las mismas con los obtenidos del espectro integrado. Esta comparación es la que en definitiva permite aislar las propiedades globales de modo que, al estudiar las galaxias HII para las que en muchos casos solo pueden obtenerse resultados integrados, consideremos tan sólo las propiedades significativas.

Así, en esta Primera Parte de la Tesis llevaremos a cabo un análisis detallado de los datos con resolución espacial de la muestra de RHGE para la que Melnick et al. (1987) realizaron solamente un análisis global.

Por contraposición a trabajos anteriores similares al que aquí se presenta (McCall, 1982), en los se incluían regiones HII que no son gigantes, la muestra que hemos analizado ha sido confeccionada atendiendo a los valores observados de la dispersión de velocidades del gas y se han seleccionado únicamente las supersónicas, de modo que tan sólo contienen RHG.

2.- OBSERVACIONES

Las observaciones espectroscópicas fueron realizadas por los Dres. M. Moles y R. Terlevich en 1984 con el espectrógrafo de resolución intermedia (IDS) del Royal Greenwich Observatory instalado, en el foco Cassegrain del telescopio Isaac Newton de 2.5 m. del Observatorio del Roque de los Muchachos en la Isla de la Palma. Como detector se utilizó el *Image Photon Counting System* (IPCS; para una descripción detallada de dicha instrumentación ver Taylor, Martin y Jorden, 1986 y *La Palma Users Guide*) con la cámara de 235 mm de longitud focal. La red utilizada en todas las observaciones fue la de 600 líneas por mm, lo que proporciona una dispersión recíproca de 66 \AA/mm . Las observaciones se realizaron con rendija larga y el formato empleado fue de 2048 elementos en la dirección espectral por 66 incrementos espaciales y la anchura fue fijada a 1.2, 1.89 y 1.62 segundos de arco dependiendo de la extensión de la región HII observada en cada momento.

La configuración utilizada dió lugar a una resolución instrumental de 1 \AA por canal y a una resolución espectral de 3 \AA determinada a partir de la anchura a media altura de las líneas de cielo, no resueltas. La resolución espacial nominal era de 1.3 segundos de arco, aunque en algunos de los espectros obtenidos dicha resolución se vió degradada por unas condiciones atmosféricas mediocres en el momento de la observación. Para cada espectro se estimó el *seeing* como la anchura a media altura de las imágenes estelares en el telescopio y esta determinación fue utilizada como estimación de la resolución espacial real. En el mejor de los casos la resolución espacial así obtenida fue de 1.5 segundos de arco.

La estrategia utilizada para la realización de las observaciones fue colocar la rendija en la zona de mayor brillo superficial con un ángulo de posición de 0° para todos los casos excepto para la región I2574/II,A en la que se apreciaban dos regiones codificadas como II y A y el ángulo de posición elegido fue de 15° . Además de las observaciones de las regiones, objeto de nuestro estudio, se obtuvieron cada

noche espectros de dos estrellas estándar para calibrar en flujos absolutos y tres con la lámpara de CuAr para la obtención de la calibración en longitud de onda.

En la tabla I.1 se dan los detalles de las observaciones: región HII medida, fecha de la observación, tiempo de exposición, estimación del *seeing* y la relación señal/ruido (S/N) de cada espectro. Esta última se refiere al continuo en la región de H β .

3.- REDUCCION DE DATOS

La primera parte de la reducción espectroscópica, en particular la corrección de efectos instrumentales, fue realizada en el Royal Greenwich Observatory (U.K.) por los Dres M. Moles y R. Terlevich en el contexto de un trabajo con propósito diferente al nuestro. Puesto que el objetivo fundamental que perseguíamos era la obtención de información espacial, todo el proceso de calibración fue nuevamente realizado en el Instituto de Astrofísica de Andalucía en su formato bidimensional. En ambos casos se utilizó el paquete de reducción de datos espectrofotométricos SPICA desarrollado por el Rutherford Appleton Laboratory.

A continuación presentamos las diferentes fases en que se descompuso el proceso de reducción de los datos.

i) *Corrección de la Respuesta Instrumental*

Para corregir las irregularidades de la respuesta del detector en la dirección espacial y de las variaciones de sensibilidad *pixel a pixel* se obtuvieron dos exposiciones de *flat-field*, una al principio y otra al final de cada noche y los espectros de los objetos programa fueron divididos por el promedio normalizado de ambos.

Tabla I.1. Diario de Observaciones

Galaxia	Región HII	Fecha	T_{exp}	Seeing	S/N
M 33	NGC 604	17.12.84	1800	2".0	22.0
	NGC 595	17.12.84	3060	2".0	10.0
	NGC 592	17.12.84	1203	2".0	11.4
NGC 2366	I	17.12.84	1900	2".5	8.7
	II	17.12.84	2000	2".5	7.3
	III	17.12.84	1030	2".5	2.1
NGC 2403	I	17.12.84	2500	2".5	12.5
	II	17.12.84	1214	2".5	5.3
	III	17.12.84	1000	2".5	5.2
IC 2574	I	17.12.84	2400	2".5	6.7
	II	17.12.84	1200	2".5	6.5
	II,A	18.12.84	1700	1".5	2.8
	III	18.12.84	820	1".5	2.3
NGC 4214	I	17.12.84	2000	2".5	25.6
NGC 628	I	18.12.84	2400	1".8	8.8
Ho II	A	18.12.84	2000	1".5	4.9

Un *flat-field* consiste en un espectro bidimensional tomado en las mismas condiciones que el resto de las exposiciones, para lo que el detector es iluminado lo más uniforme y homogéneamente posible, de forma que se puede obtener información bidimensional sobre la respuesta del detector en cada *pixel*. Es de notar que el *flat-field* se mantuvo estable durante la campaña de observación.

ii) *Calibración en longitud de onda*

Para la determinación de la relación de dispersión instrumental se utilizó una lámpara de CuAr. Se tomaron tres exposiciones cada noche lo que permitió comparar la estabilidad de los tres espectros. En particular se analizó en cada uno de ellos si existían desplazamientos línea a línea en la dirección espacial. En ambas noches las variaciones entre las líneas del arco correspondientes a los diferentes incrementos espaciales en cada espectro permanecieron muy por debajo de la resolución instrumental. Finalmente, dado que los diferentes espectros bidimensionales permanecieron estables con diferencias no mayores que 1 canal en cada noche, se utilizó un solo arco para la obtención de la calibración.

La relación de dispersión fue calculada en su formato bidimensional ajustando un polinomio de tercer orden a cada espectro suma de 5 incrementos espaciales, de forma que la longitud de onda correspondiente al canal x en cada espectro vendrá dada por

$$\lambda(x) = A + Bx + Cx^2 + Dx^3$$

Esta escala de longitud de onda fue posteriormente linealizada a

$$\lambda(x) = A' + B'x$$

donde A' será la longitud de onda inicial del espectro y B' la dispersión instrumental que en nuestro caso resultó ser de $1 \text{ \AA}/\text{canal}$.

Como control de ajuste de la calibración se realizaron dos tipos de pruebas. La primera, calibrando aquellos arcos no utilizados y comparando las longitudes de onda medidas con las nominales a lo largo de toda la región espectral; y la segunda, midiendo para todos los espectros de los objetos programa las posiciones de las líneas de cielo presentes. En ambos casos la consistencia de la calibración fue mejor que la resolución instrumental. La excepción la constituyen las partes finales de los espectros donde desafortunadamente las líneas del arco utilizadas son muy débiles y hay pocas, lo que se tradujo a una cota de error mayor para ellas. En cualquier caso ése se mantuvo siempre por debajo de 2 \AA .

iii) *Extinción Atmosférica*

Las principales fuentes de extinción atmosférica son : difusión de Rayleigh por moléculas, absorción molecular principalmente de ozono y agua y aerosoles (ver Hayes y Lathan, 1975, y Pérez, 1987). De las fuentes enumeradas la difusión de Rayleigh y la absorción por ozono se pueden modelar de forma que es posible la obtención de una curva anual de extinción aplicable todas las noches del año (la curva de extinción media aplicable en el caso del Observatorio de la Palma se puede encontrar por ejemplo en Pérez, 1987). Respecto a las otras dos fuentes de extinción, puesto que la atmósfera del Observatorio de la Palma puede considerarse gris, es decir independiente de la longitud de onda, es posible corregir sin más que realizar un desplazamiento en el cero de la curva de extinción. La determinación del cero de la curva de extinción es facilitada cada noche al observador por los observadores del *Carlsberg Meridian Circle*.

En nuestro caso sólo hemos corregido de las dos primeras fuentes de extinción atmosférica y no del cero ya que, si ésa se puede considerar constante a lo largo de la noche, el mismo cero es aplicable a los objetos y a las estrellas de calibración y por tanto estará incluida en la curva de calibración en flujo. La bondad de dicha

corrección vendrá dada por la similitud entre las curvas de calibración obtenidas con diferentes estrellas estándar.

iv) *Calibración en Intensidad*

Para la obtención de la curva de calibración que nos permita el paso de número de cuentas observadas a intensidad en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$ para cada longitud de onda, se obtuvieron cada noche espectros de dos estrellas de intensidades absolutas conocidas, de la lista de Oke (1974). Con cada una de ellas se determinó una curva de calibración y se compararon ambas dándonos así para cada noche una estimación del error en la obtención de los flujos absolutos de los objetos.

En la primera noche la comparación entre ambas curvas da lugar a un error estimado máximo entre ellas de un 10% y se utilizó como calibración la media de las dos. En la segunda noche, por el contrario, no fue posible la obtención de una buena calibración ya que la diferencia entre ellas resultó ser de un 100%. Dado que ambas curvas eran homólogas se utilizó para calibrar la que nos proporcionaba mayor flujo. Por tanto, mientras que en la primera noche la calibración es buena tanto en intensidades absolutas como relativas, en la segunda sólo consideraremos aceptable la calibración de intensidades relativas.

v) *Substracción del fondo de Cielo*

Para la corrección del fondo de cielo se obtuvo un espectro bidimensional promediando zonas muy exteriores a la región HII en las que no se detectaba ningún tipo de emisión nebulosa. Este espectro promediado fue sustraído del original. Como control de dicho proceso utilizamos la línea de Mercurio $\text{Hg}\lambda 4358$, observando si en el espectro final dicha línea había desaparecido. En todos los casos dicha substracción se realizó sin problemas aunque es necesario hacer notar que, en aquellas regiones con emisión muy extendida, el espectro de cielo tuvo que ser obtenido de zonas muy en el borde del detector donde con toda probabilidad todo el proceso de reducción viene afectado por los mayores errores. Sin embargo, éstos

no se apreciaban en los espectros finales, lo que indica que están dentro de los errores de calibración.

4.- DISTRIBUCION ESPACIAL DE LAS EMISIONES

En la figura I.1 se muestra un espectro típico ya calibrado en su forma bidimensional. Como puede verse en la figura, se pueden apreciar las diferentes zonas de emisión así como la extensión de dichas emisiones para cada especie iónica. Sólo ha sido mostrada la zona correspondiente a $H\beta$ y $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$ ya que son las líneas más intensas en regiones HII y permiten ver con todo detalle la extensión de las diferentes regiones. En la figura I.2 se muestran perfiles en la dirección espacial de las líneas de $[OII]$, $[OIII]$ y $H\beta$ para todas las regiones HII analizadas. En dicha figura todas las intensidades han sido normalizadas a la unidad para hacer más clara la comparación entre las extensiones de las diferentes emisiones. $H\beta$ proporcionará información acerca de la distribución de flujo ionizante, mientras que $[OII]$ y $[OIII]$ son indicativas de la estructura de ionización de la nebulosa. Como sería de esperar de la distribución de ionización dentro de una región HII (Stasinska, 1978) se puede apreciar una extensión mayor de $[OII]$ que de las otras líneas que aparecen más concentradas en el *core* de la región.

En la figura I.2 también se han señalado las diferentes zonas de emisión elegidas para su posterior análisis. De cada una de estas regiones se extrajeron espectros unidimensionales, los cuales serán tratados como regiones HII independientes que nos permitirán el estudio de las variaciones de las propiedades físicas en diferentes puntos de la nebulosa. Por otra parte, se han extraído también espectros unidimensionales para aperturas sucesivamente mayores tomando siempre como centro la zona de mayor brillo superficial, de forma que puedan obtenerse resultados tanto acerca de la estructura de ionización como del comportamiento de los parámetros físicos con la apertura utilizada. Este efecto podría ser particularmente relevante

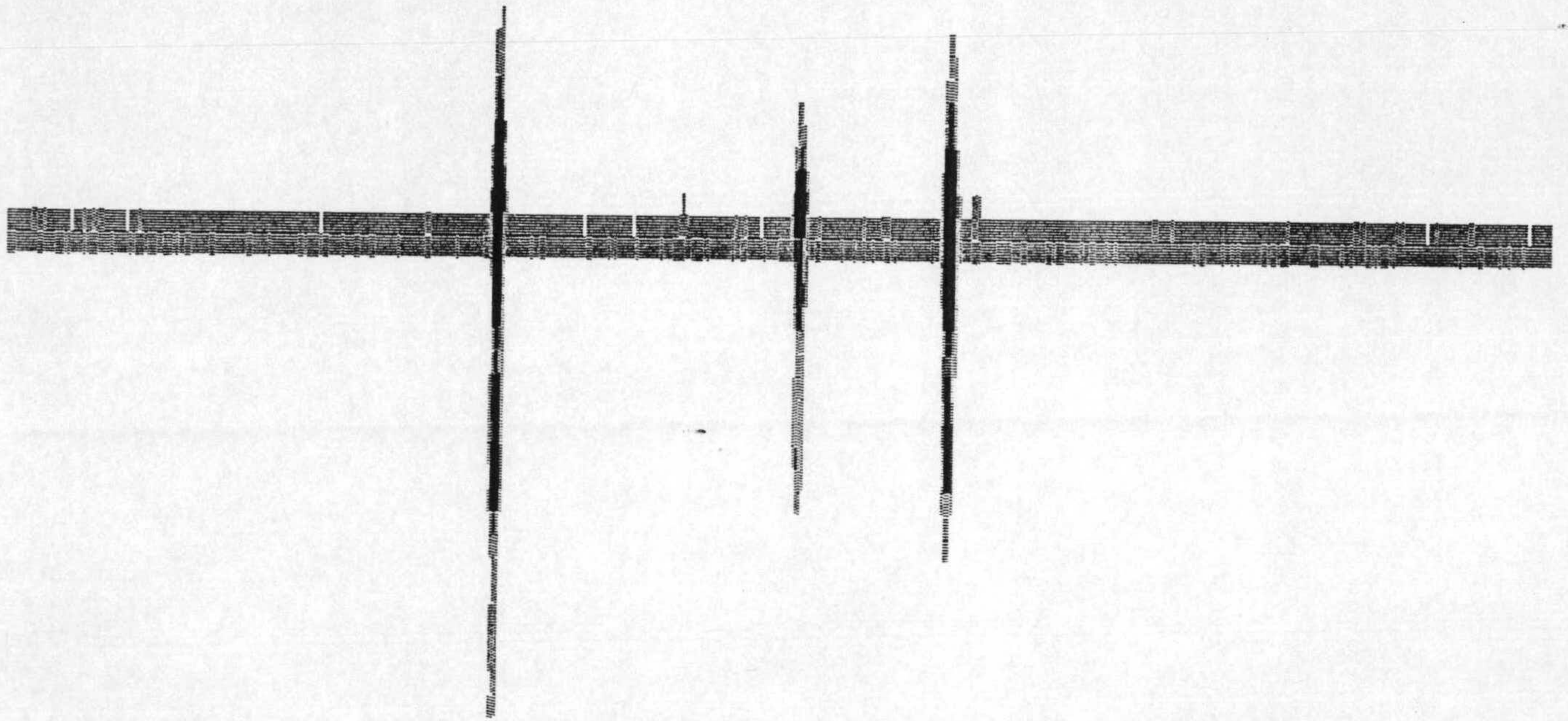


Figura I.1 — *Espectro bidimensional de NGC 595, en la región de H_{β} y $[OIII]\lambda\lambda 4959,5007$.*

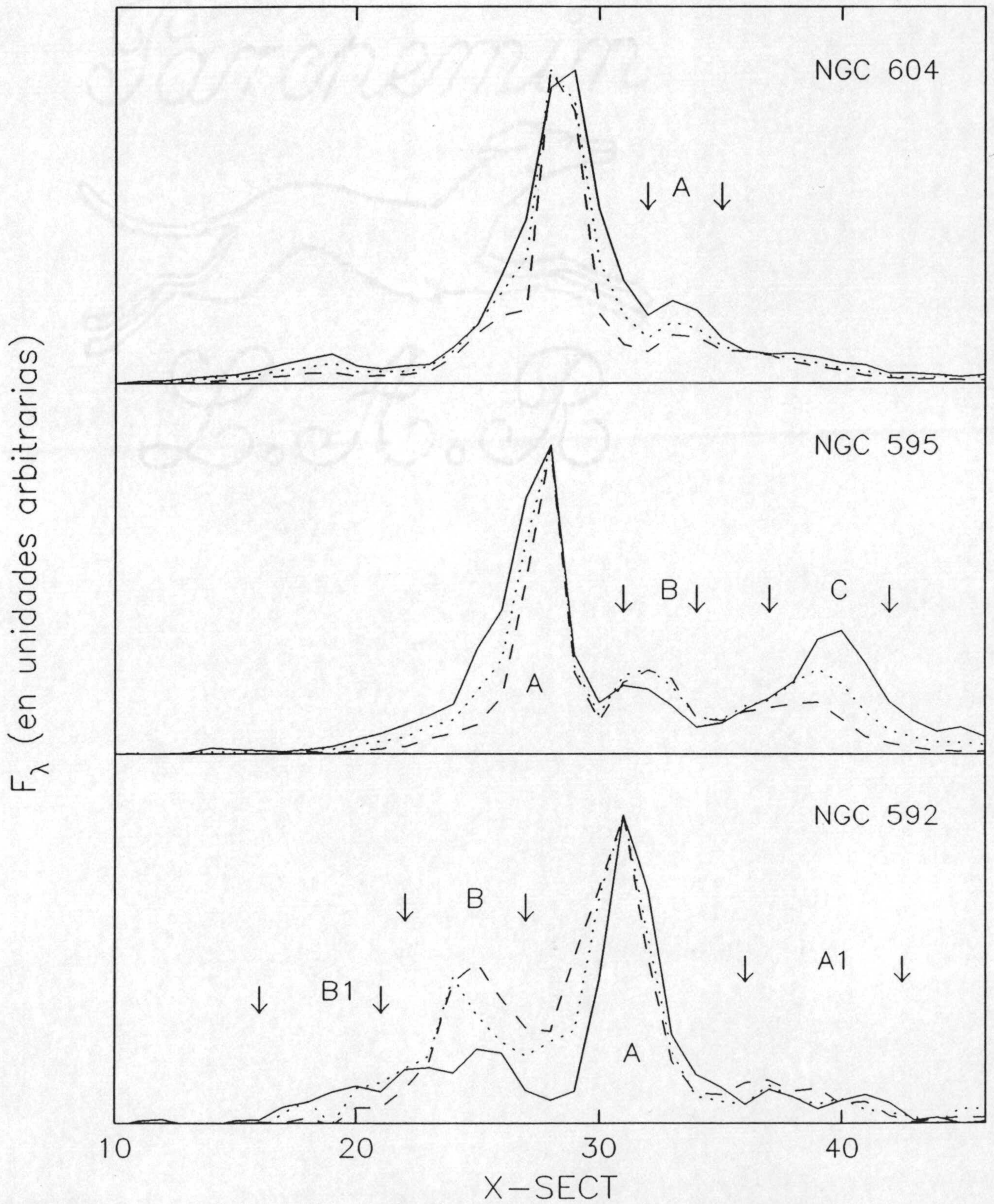


Figura I.2 - Distribución espacial de las líneas de emisión $[OII]\lambda 3727$ (línea continua), $[OIII]\lambda 5007$ (línea discontinua) y $H\beta\lambda 4861$ (línea de puntos).

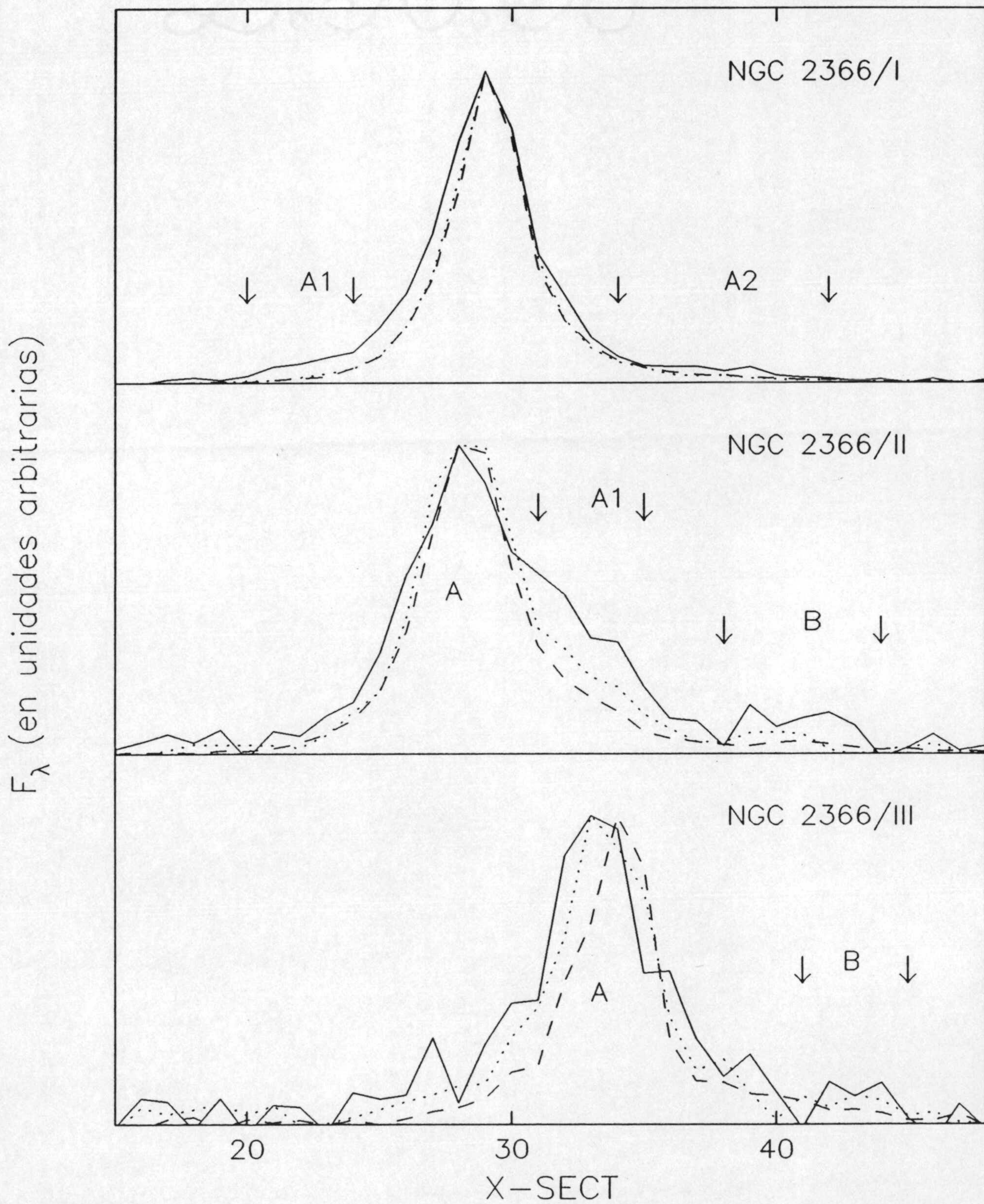


Figura I.2 - Continuación.

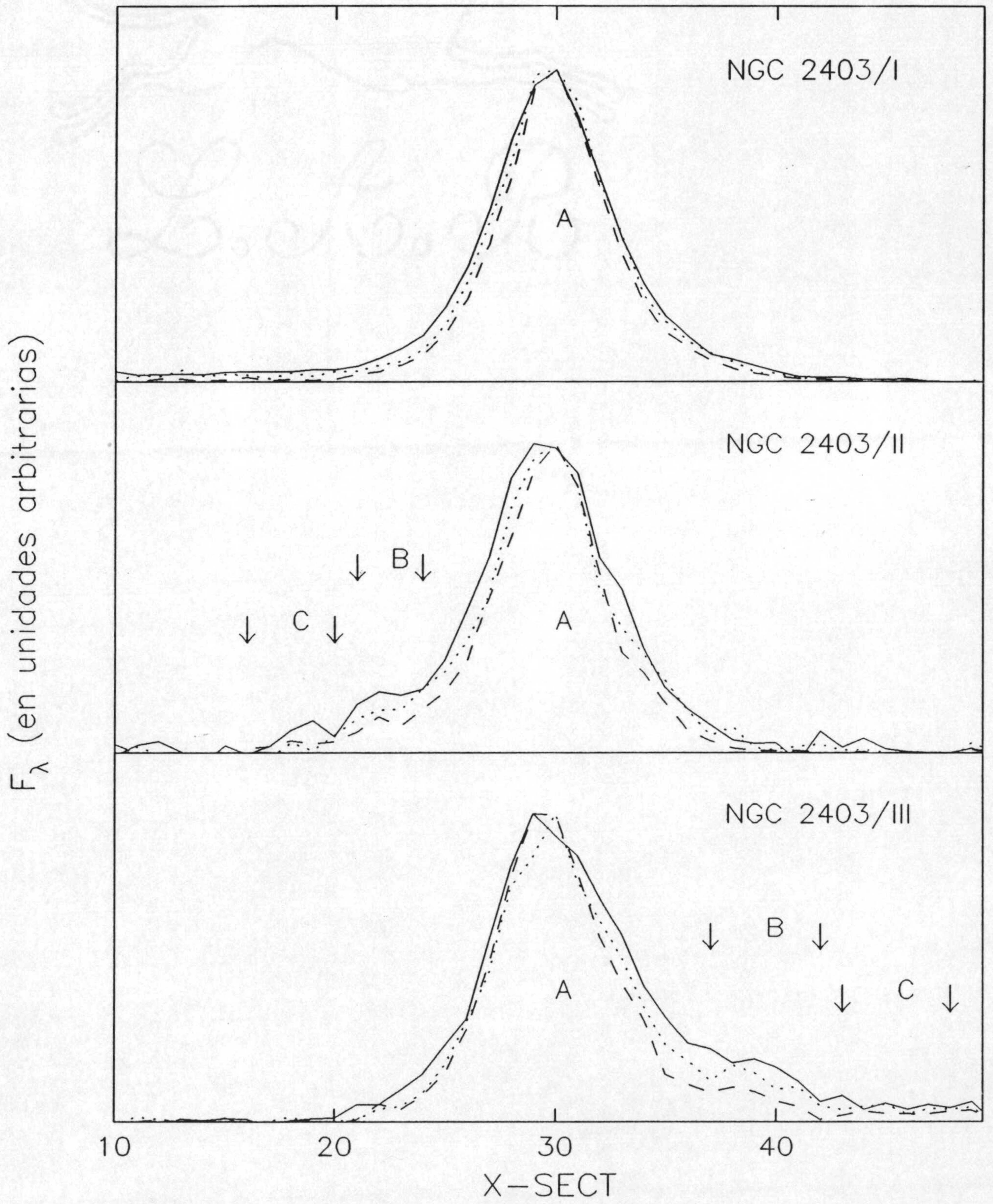


Figura I.2 - Continuación.

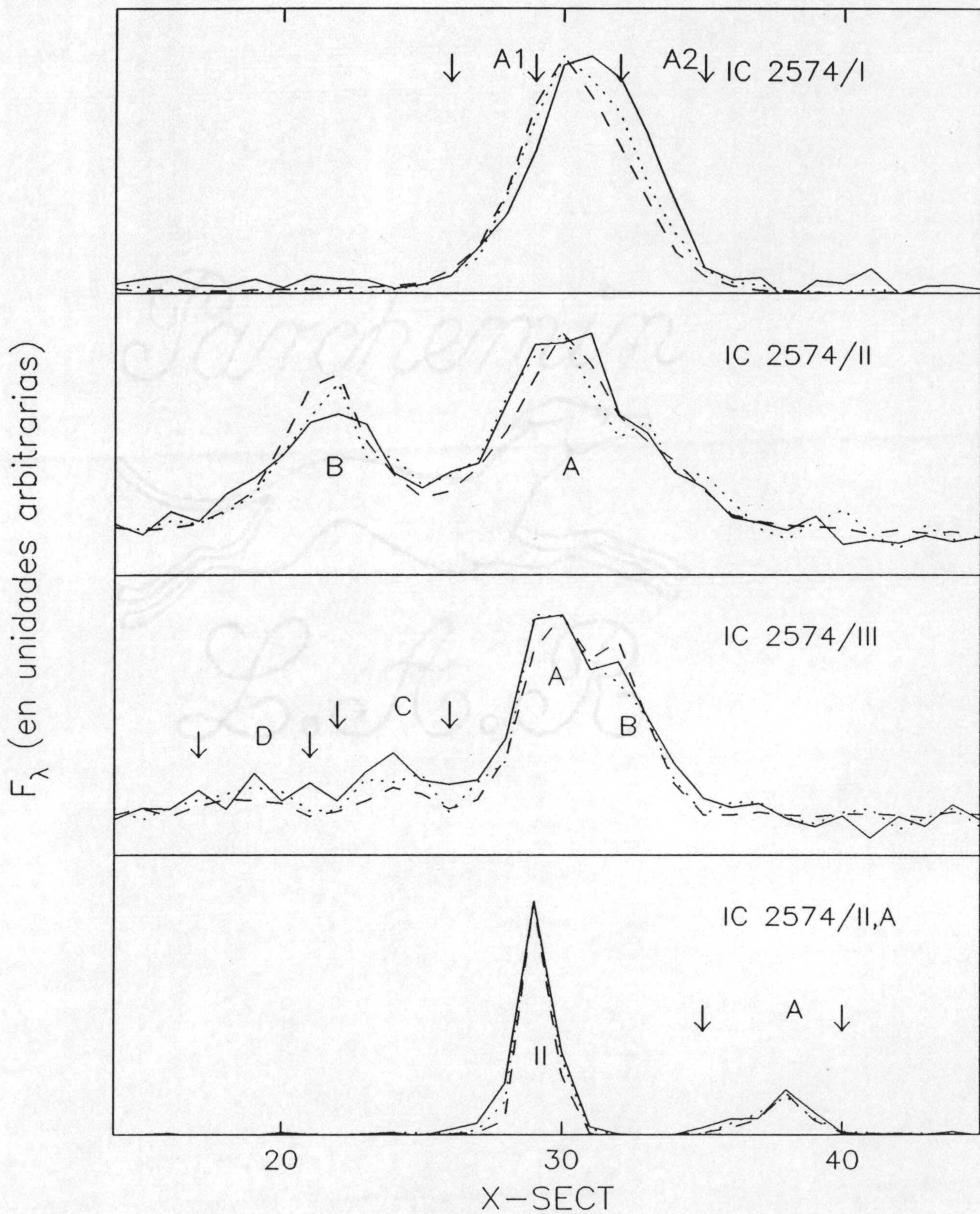


Figura I.2 - Continuación.

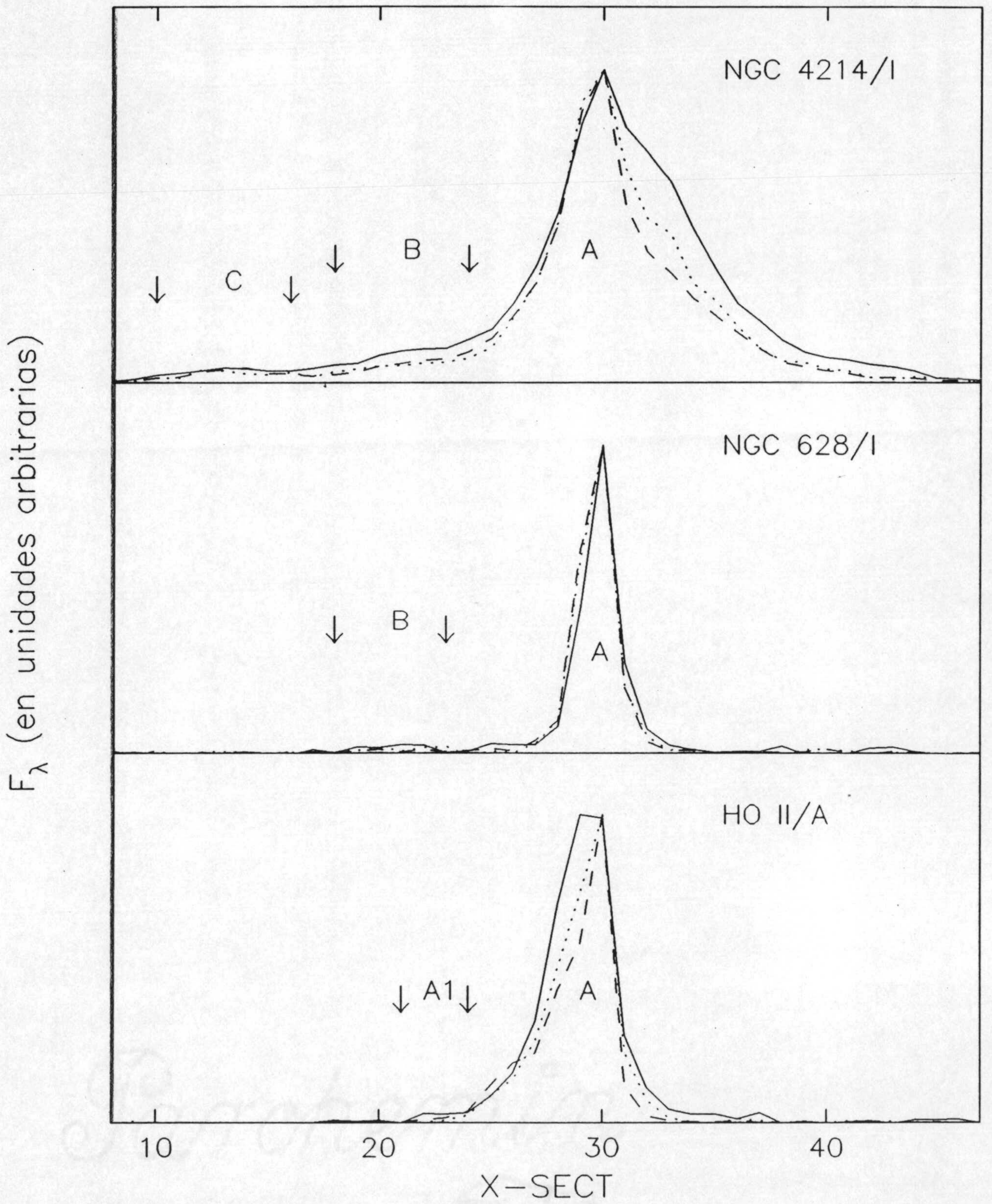


Figura I.2 — Continuación.

para el análisis posterior de regiones HII muy lejanas donde debido a una pérdida de resolución espacial la estructura de ionización no está resuelta, y cuando se comparan regiones observadas a distancias muy diferentes.

Los espectros correspondientes a las diferentes regiones analizadas se muestran en la figura I.3. En tres de ellas, NGC 604, IC 2574/I y NGC 2366/I, las regiones elegidas son exteriores a la zona de mayor brillo superficial ya que se encontró que en estos tres casos las líneas de $H\beta$ y $[OIII]$ estaban saturadas en el *core* de la región HII debido a su gran brillo superficial, por lo que no es posible el cálculo de intensidades relativas a $H\beta$.

5.- MEDIDA DE LAS INTENSIDADES DE LAS LINEAS

En este apartado tratamos de la medida de las intensidades de las líneas y de los errores de los que pueden venir afectadas. Esas medidas han sido realizadas con el programa ALICE desarrollado por el Dr. J. Melnick e instalado en el VAX 11/750 del Instituto de Astrofísica de Andalucía. La técnica empleada para las medidas del flujo en cada línea fue la determinación previa de un continuo local utilizando en la mayoría de los casos un polinomio de segundo grado. Una vez calculado el continuo, el programa calcula el flujo integrado de la línea que se desea medir así como su anchura equivalente. Para cada espectro se midieron hasta un máximo de 17 líneas. Los resultados de las intensidades, normalizadas a $H\beta$, así como los flujos y anchuras equivalentes de $H\beta$ se muestran en la tabla 1 del Apéndice A.

Los errores de los que se ven afectadas las medidas de las líneas se deben fundamentalmente a la propia naturaleza estadística del proceso de detección y a la determinación de la línea de base, es decir, el continuo.

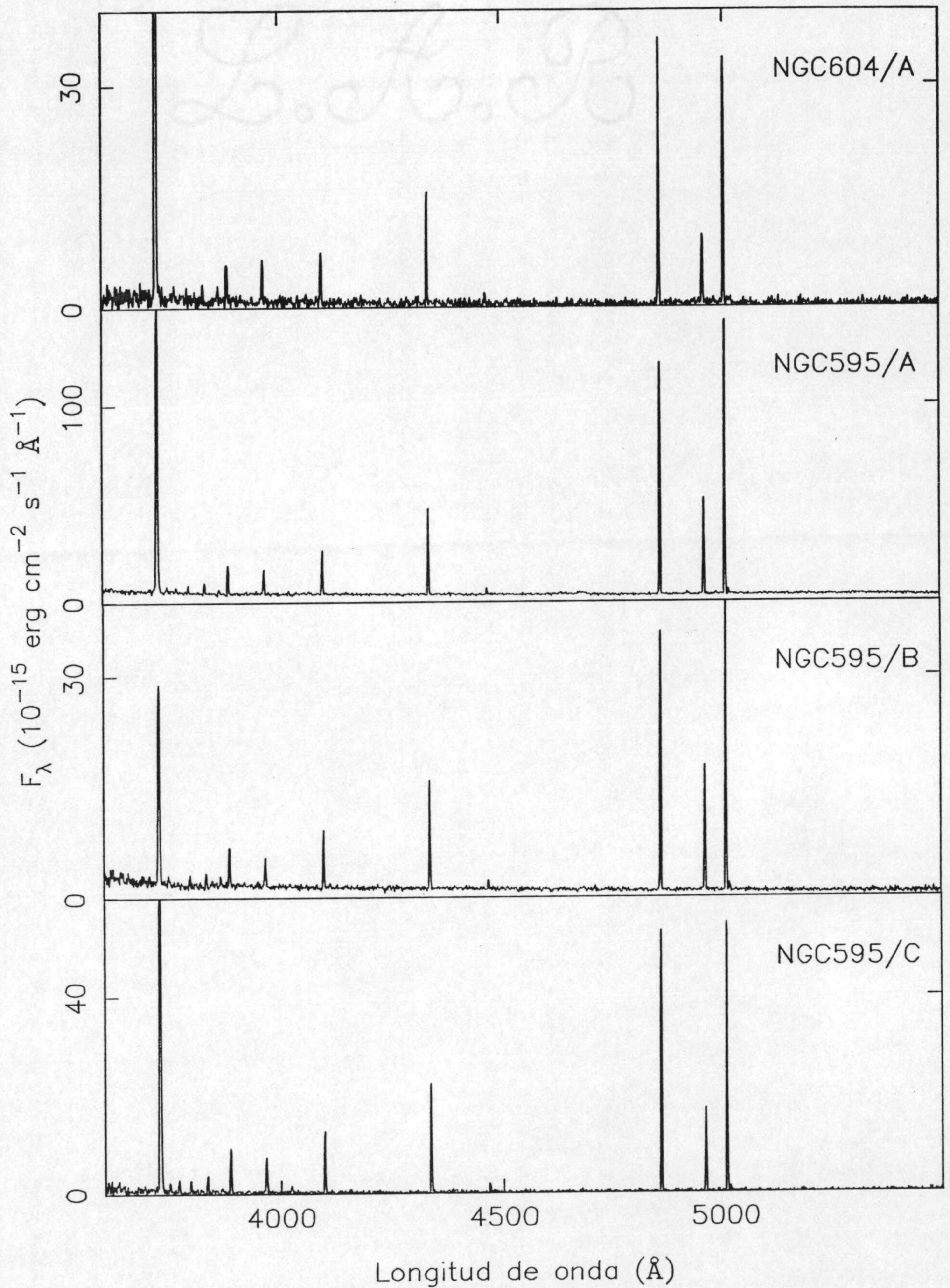


Figura I.3 – *Espectros para las diferentes zonas de emisión identificadas en cada región III.*

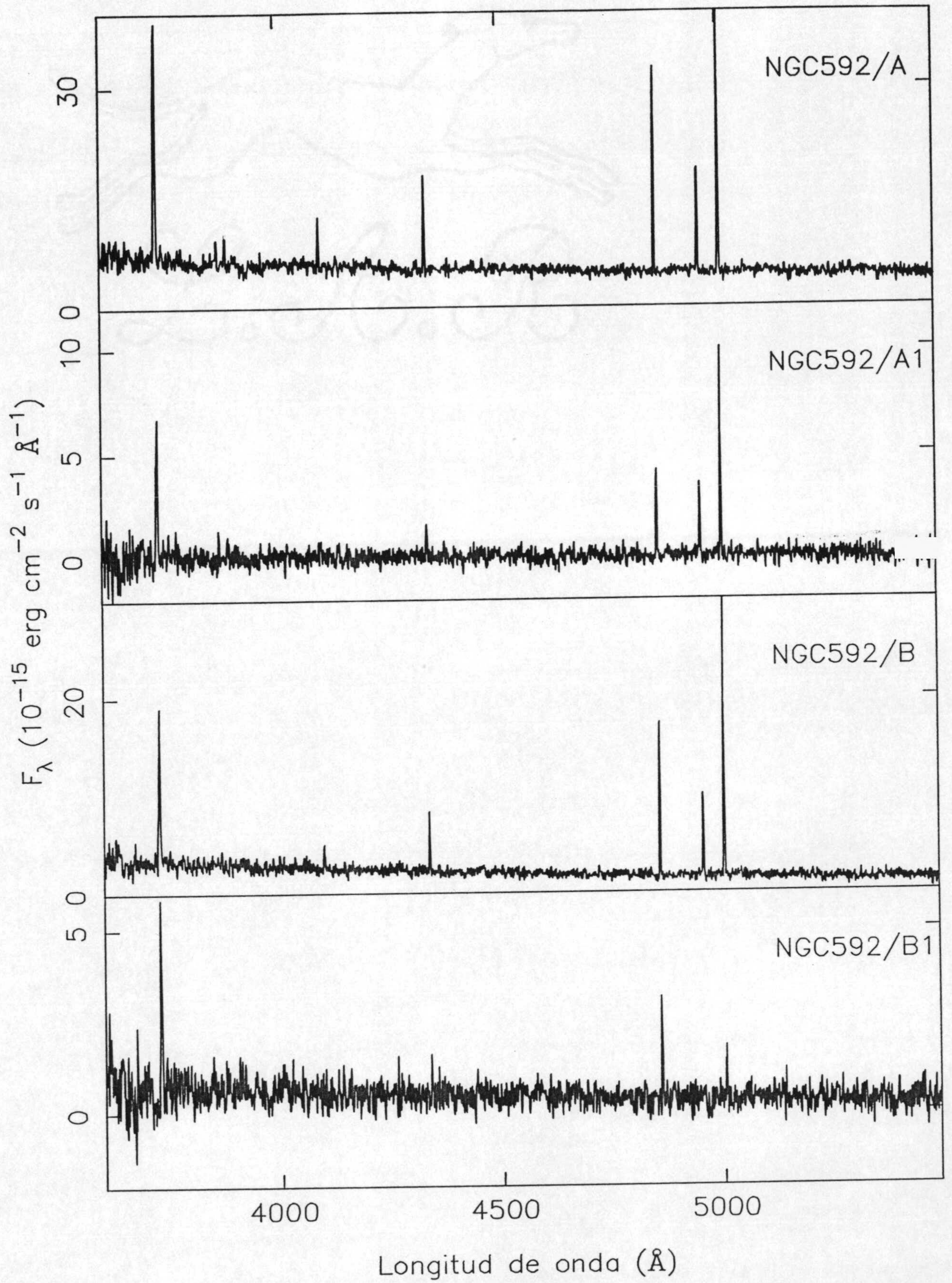


Figura I.3 — Continuación.

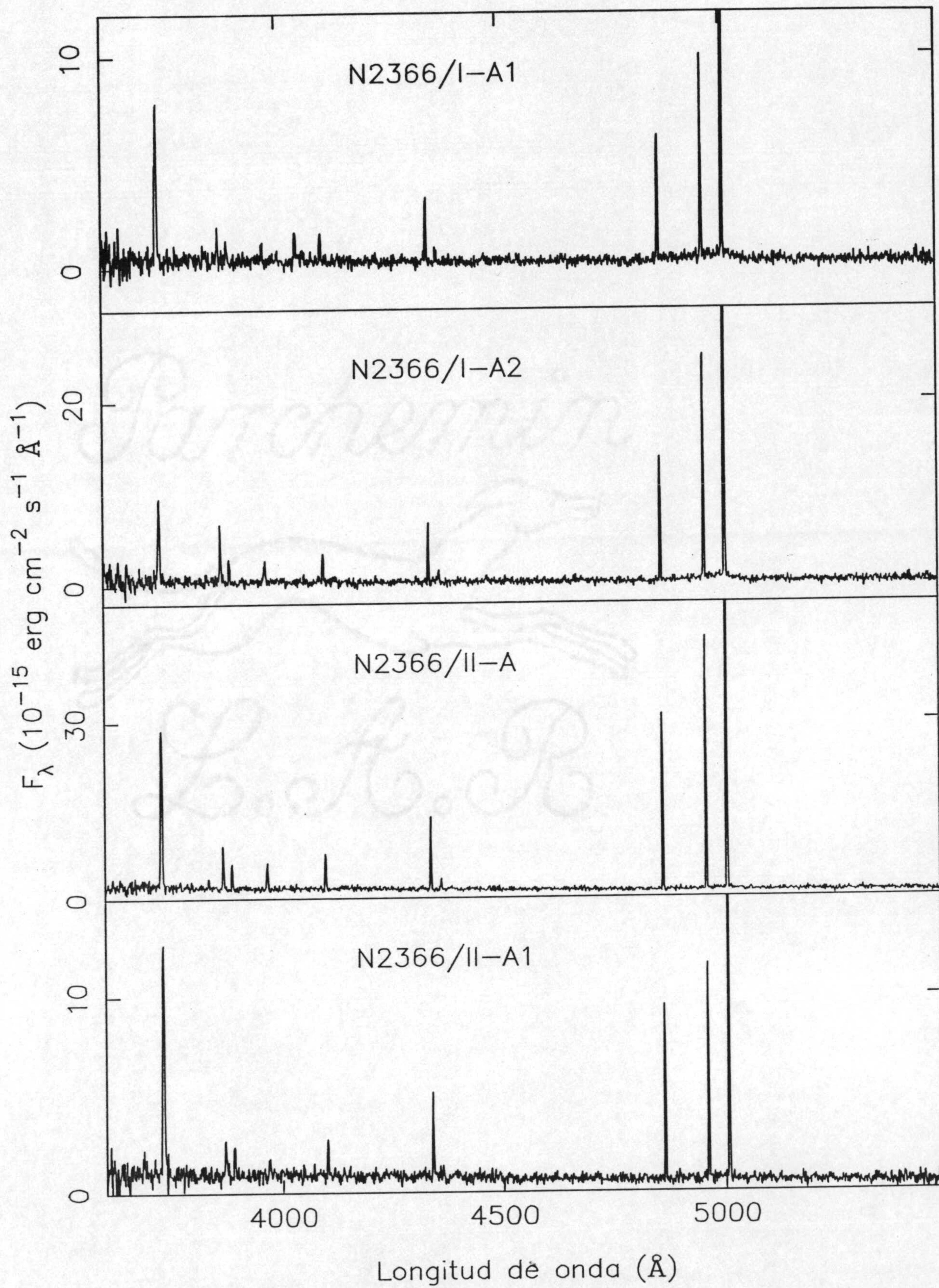


Figura I.3 - Continuación.

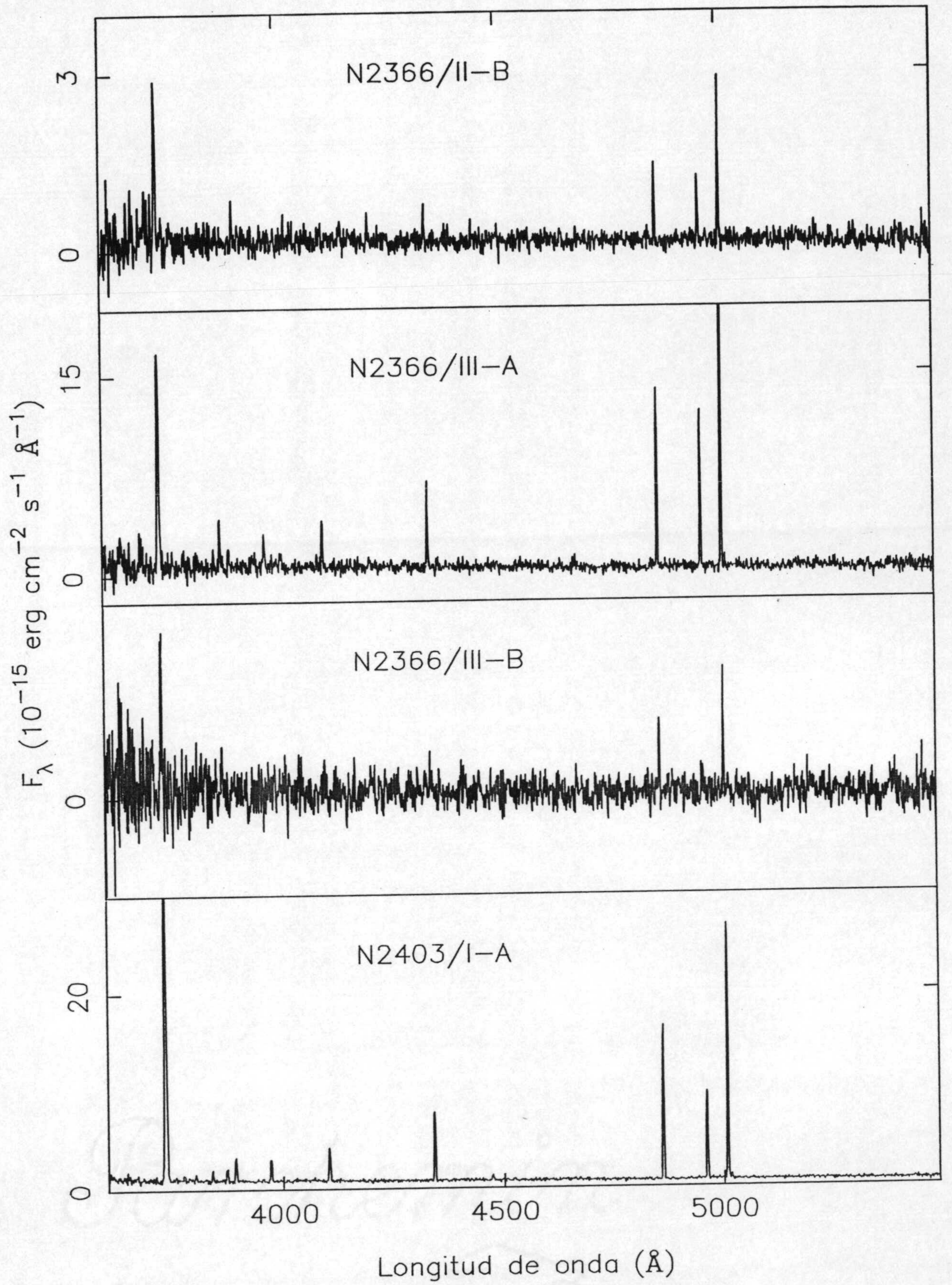


Figura I.3 - Continuación.

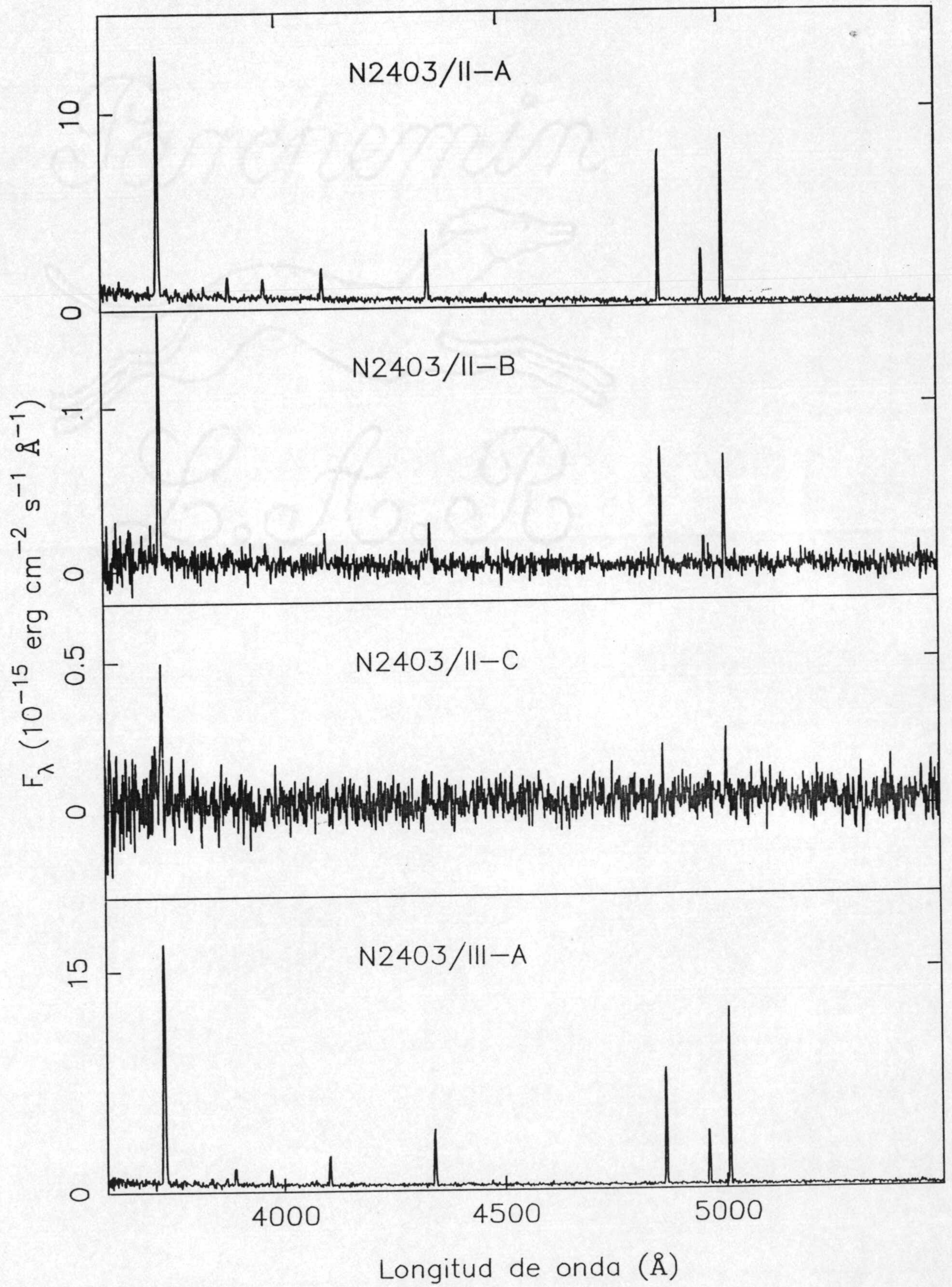


Figura I.3 - Continuación.

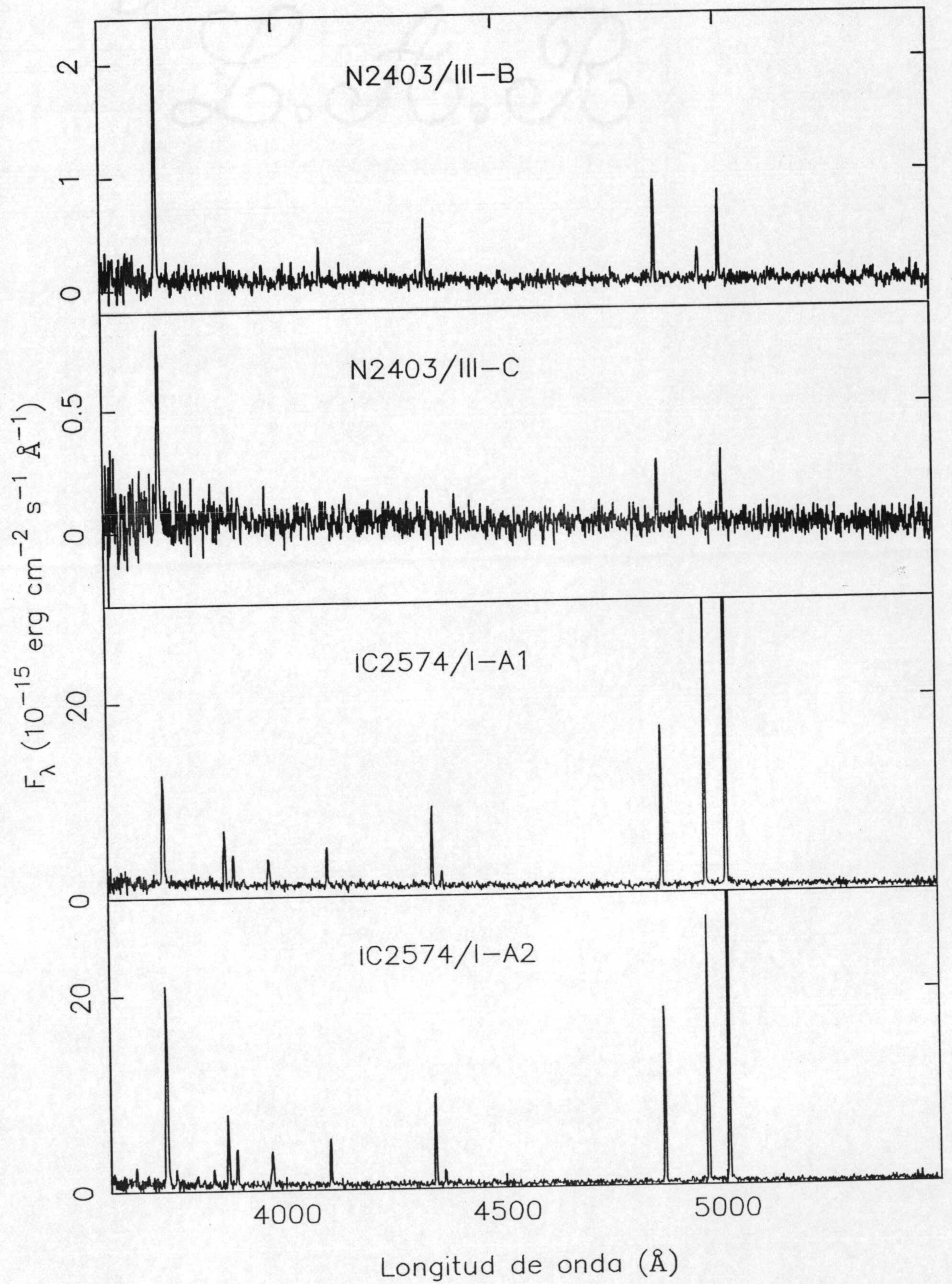


Figura I.3 - Continuación.

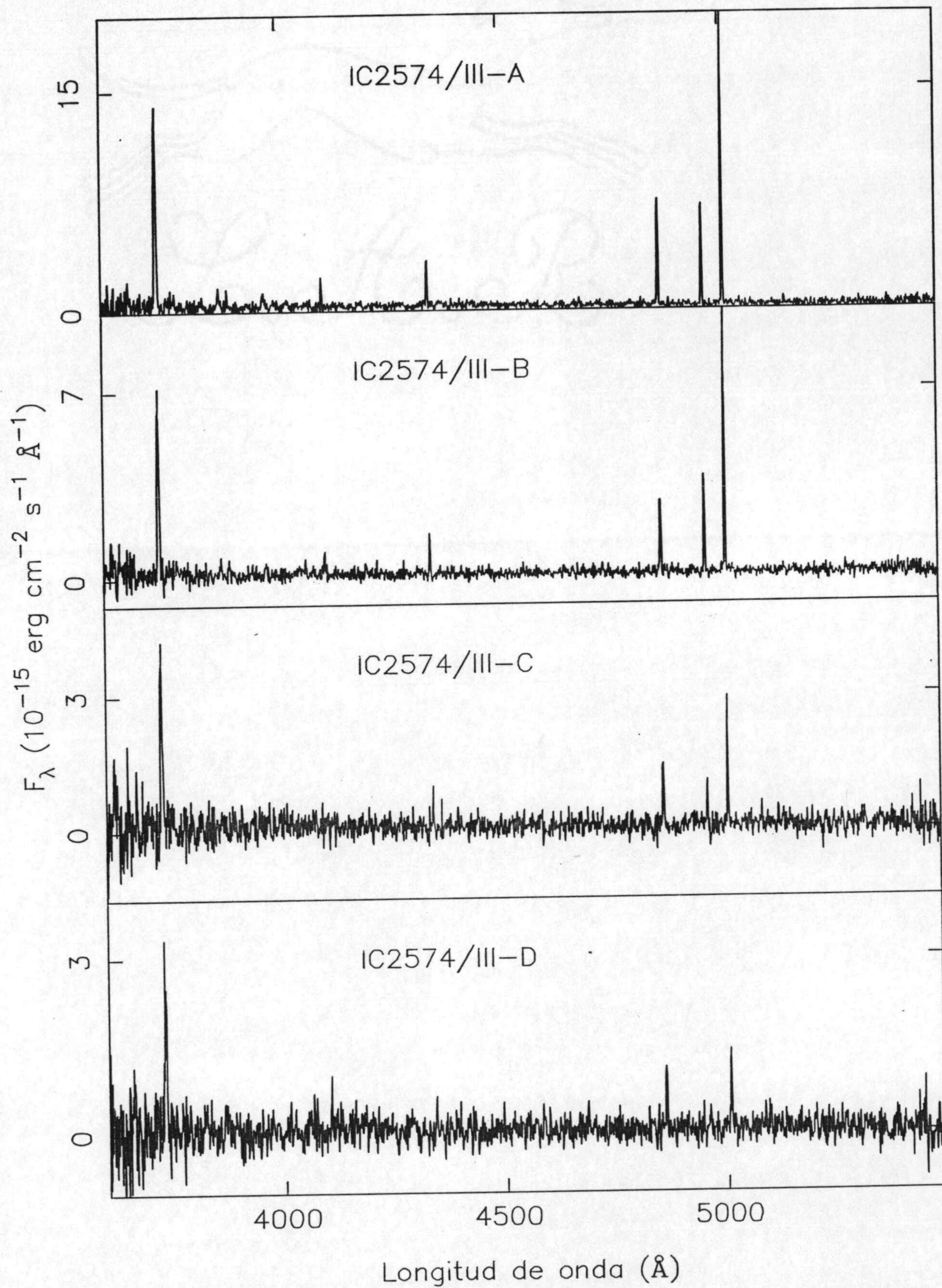


Figura I.3 - Continuación.

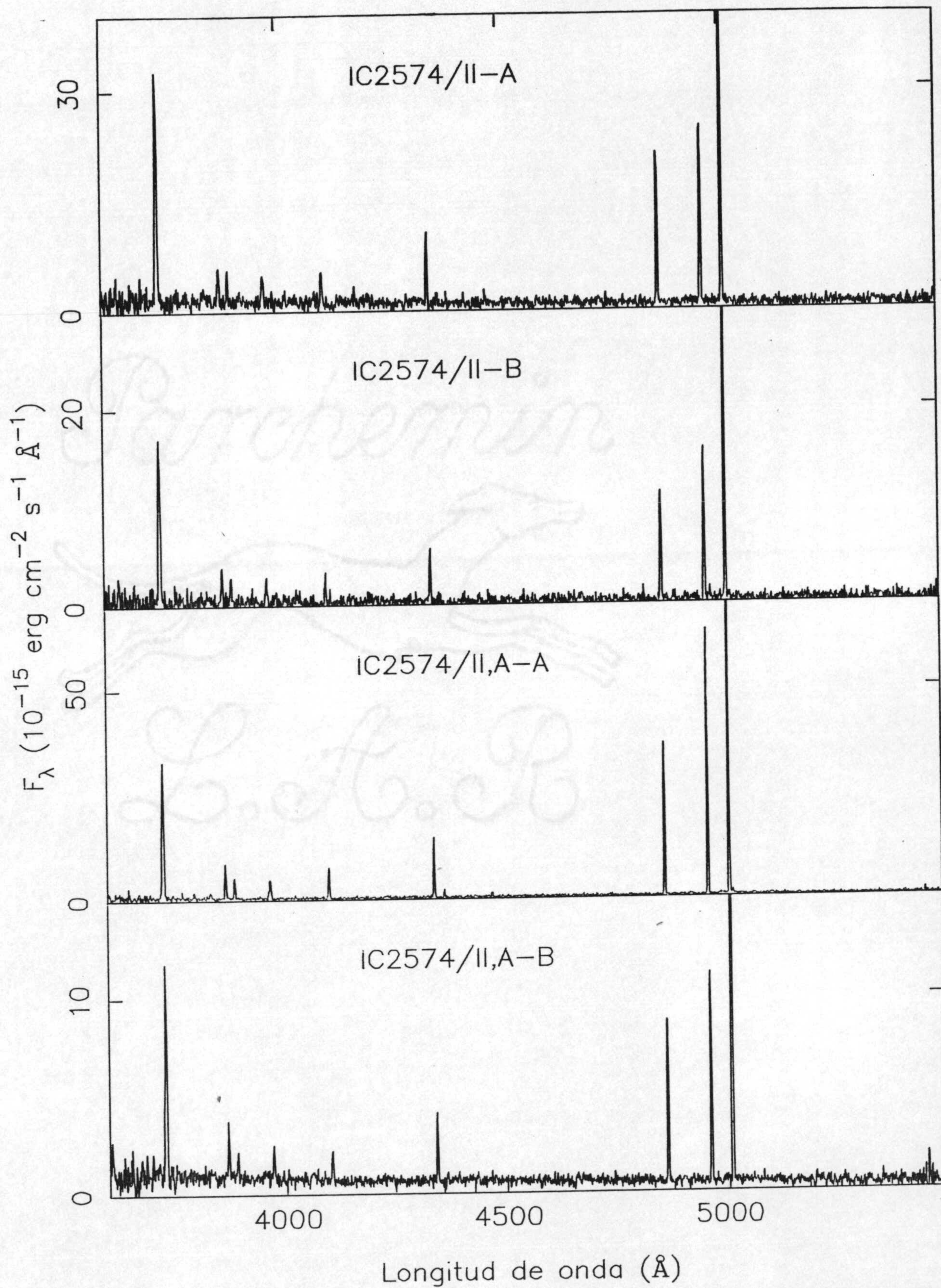


Figura I.3 - Continuación.

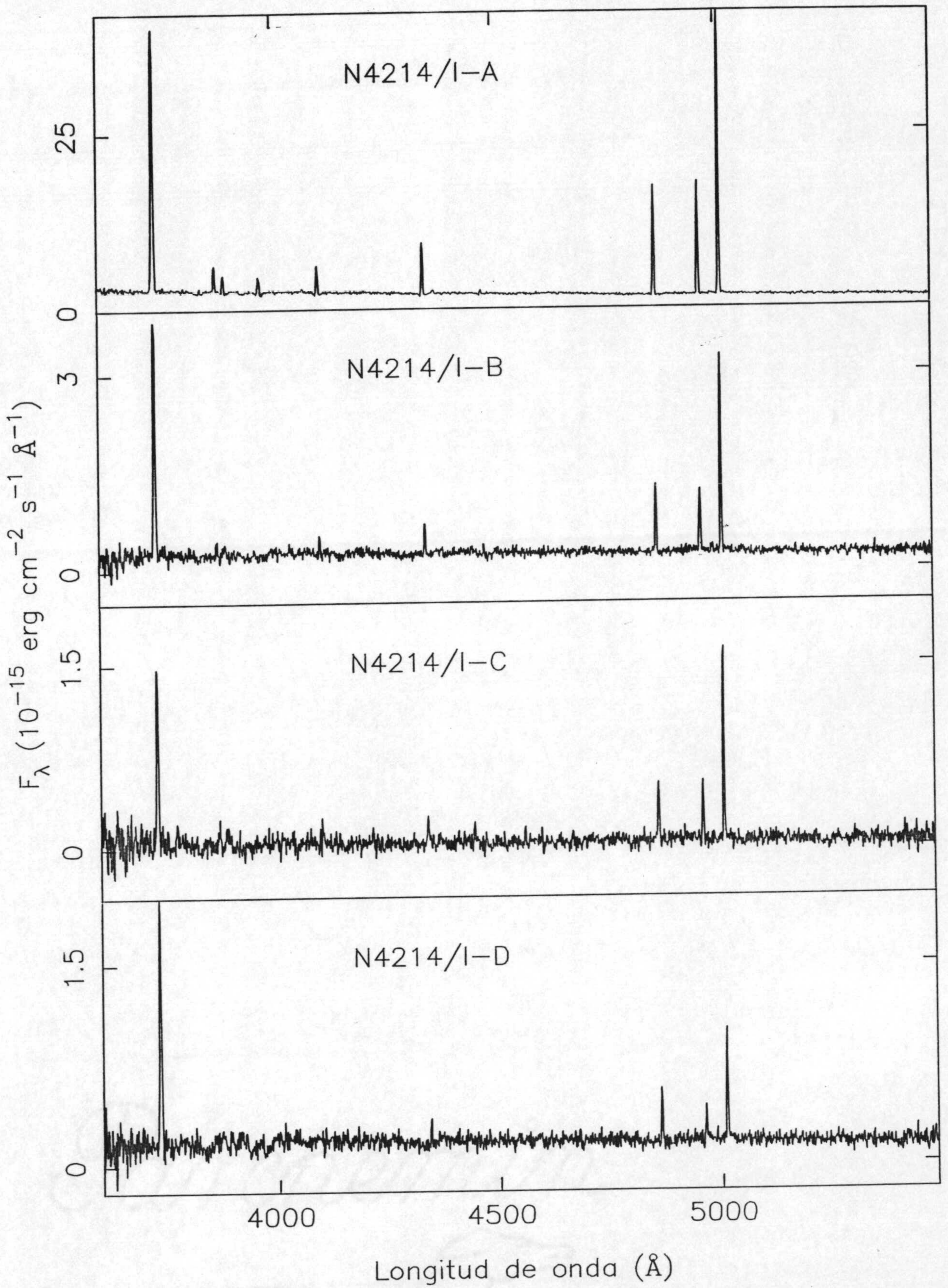


Figura I.3 - Continuación.

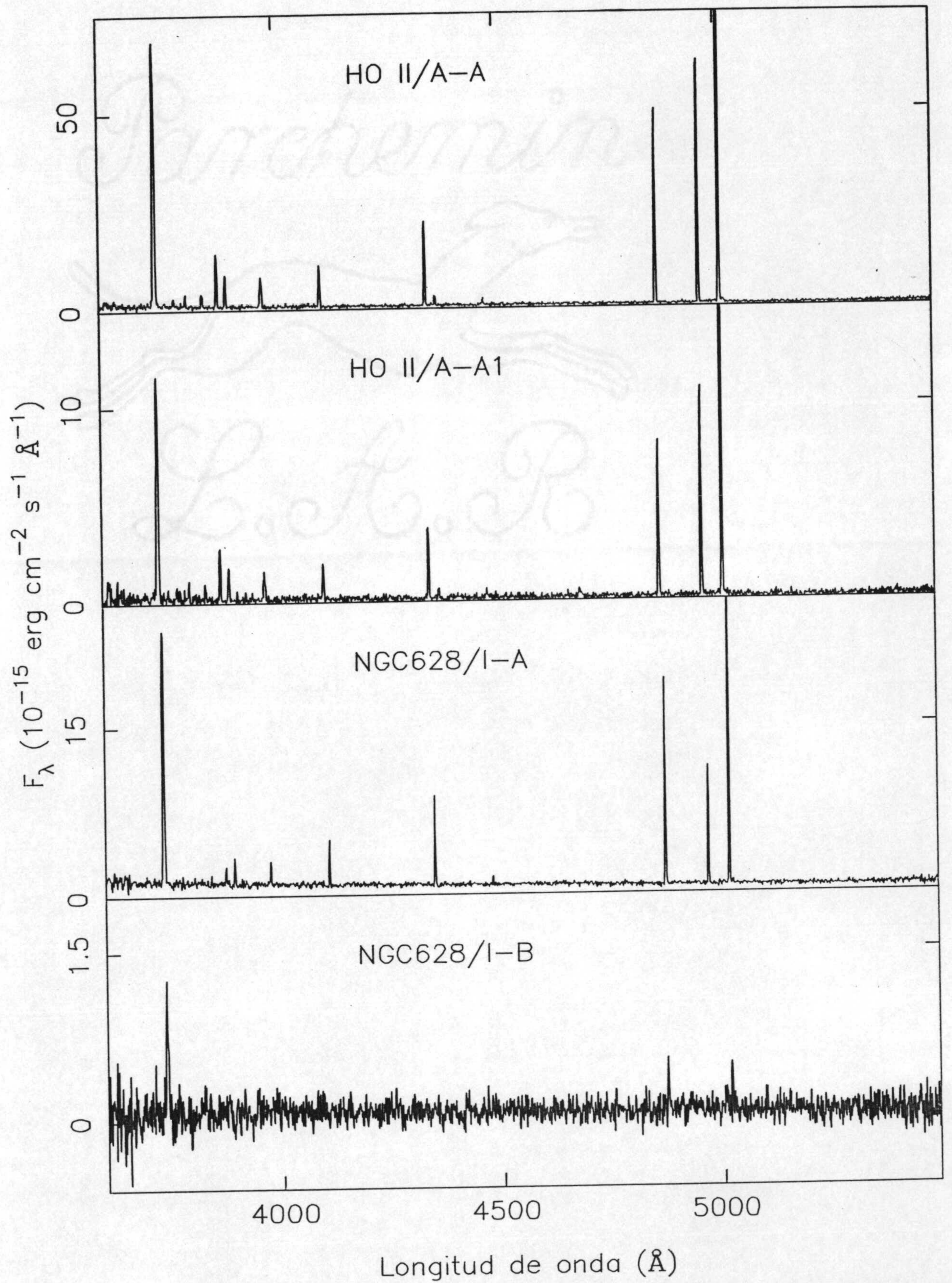


Figura I.3 — Continuación.

i) *Error estadístico de conteo de fotones.*

Admitiendo la linealidad del receptor, lo que es válido siempre que no haya saturación, este error será proporcional a la relación S/N de cada espectro admitiendo que el ruido es poissoniano. Vendrá dado por la siguiente expresión:

$$\frac{\sigma(l)}{l} = \frac{(l + 2c)^{0.5}}{l}$$

(Kunth y Sargent, 1983), donde l es la intensidad de la línea en cuentas y c es la intensidad del continuo.

ii) *Error de posicionamiento del continuo.*

Para cada espectro, una vez estimado el error rms del continuo se midieron las intensidades de las líneas trazando la línea de base 1σ por encima y 1σ por debajo del continuo real. El error fue estimado como la diferencia entre ambas medidas. Como era de esperar, encontramos que dicho error dependerá de la anchura equivalente de la línea en cuestión. (ver figura I.4). En el caso de que las anchuras equivalentes sean extremadamente débiles el error puede llegar a ser de hasta un 80 o un 90 %.

Ambas contribuciones han sido tomadas en cuenta para el cálculo de los errores de las intensidades medidas. El segundo de ellos representará una cota superior al error real dado que la mayoría de las regiones presentan espectros sin apenas continuo o con un continuo muy plano, excepto para aquéllas muy evolucionadas donde la influencia de la población subyacente es apreciable; mientras que el primero será una cota inferior y sólo dará una medida de la relación S/N del espectro.

Por otra parte, es necesario señalar que además de estas fuentes locales de error existen errores a mayor escala y que afectarán al espectro en su conjunto, como es el caso de los inducidos en el proceso de reducción, especialmente los

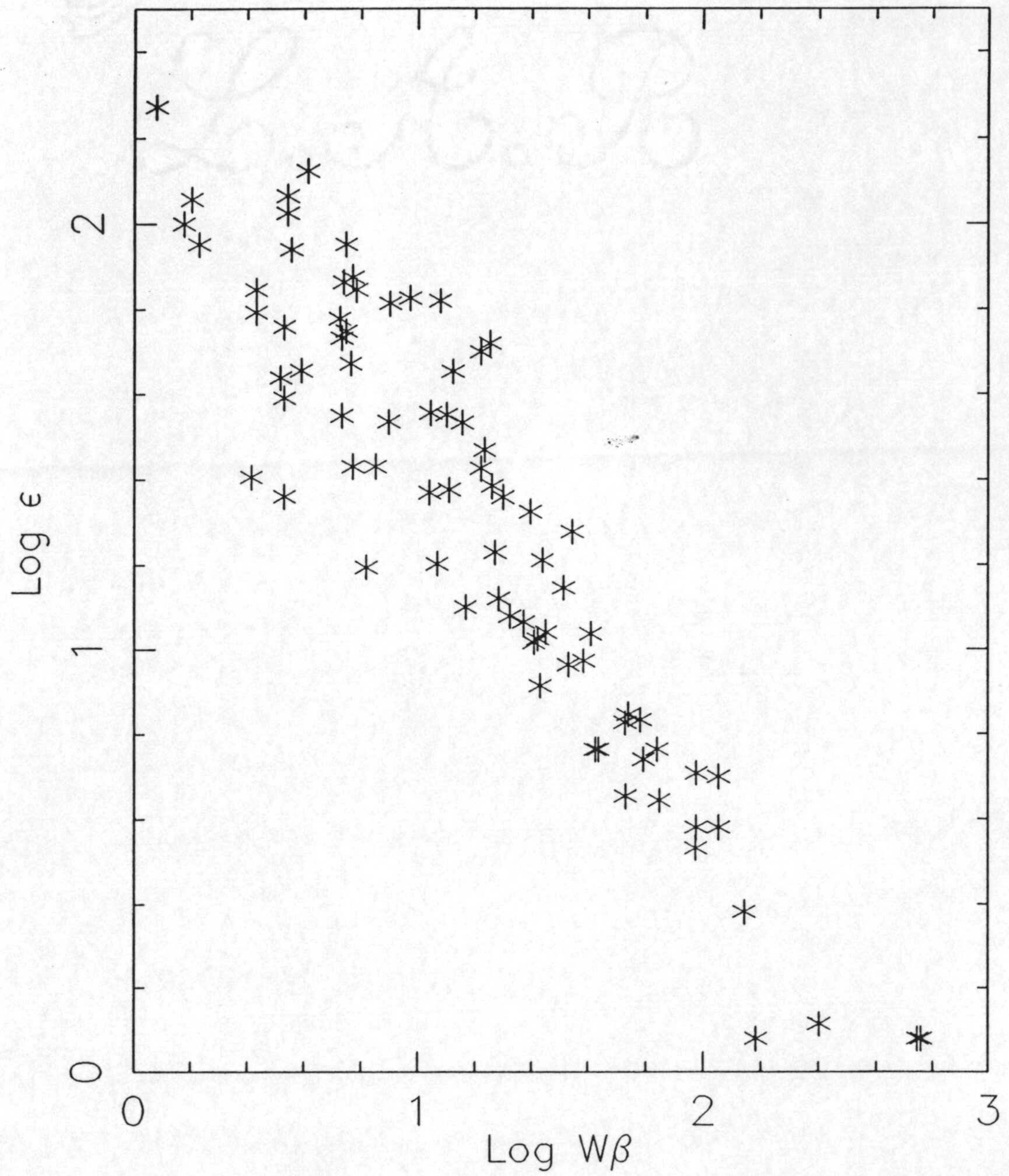
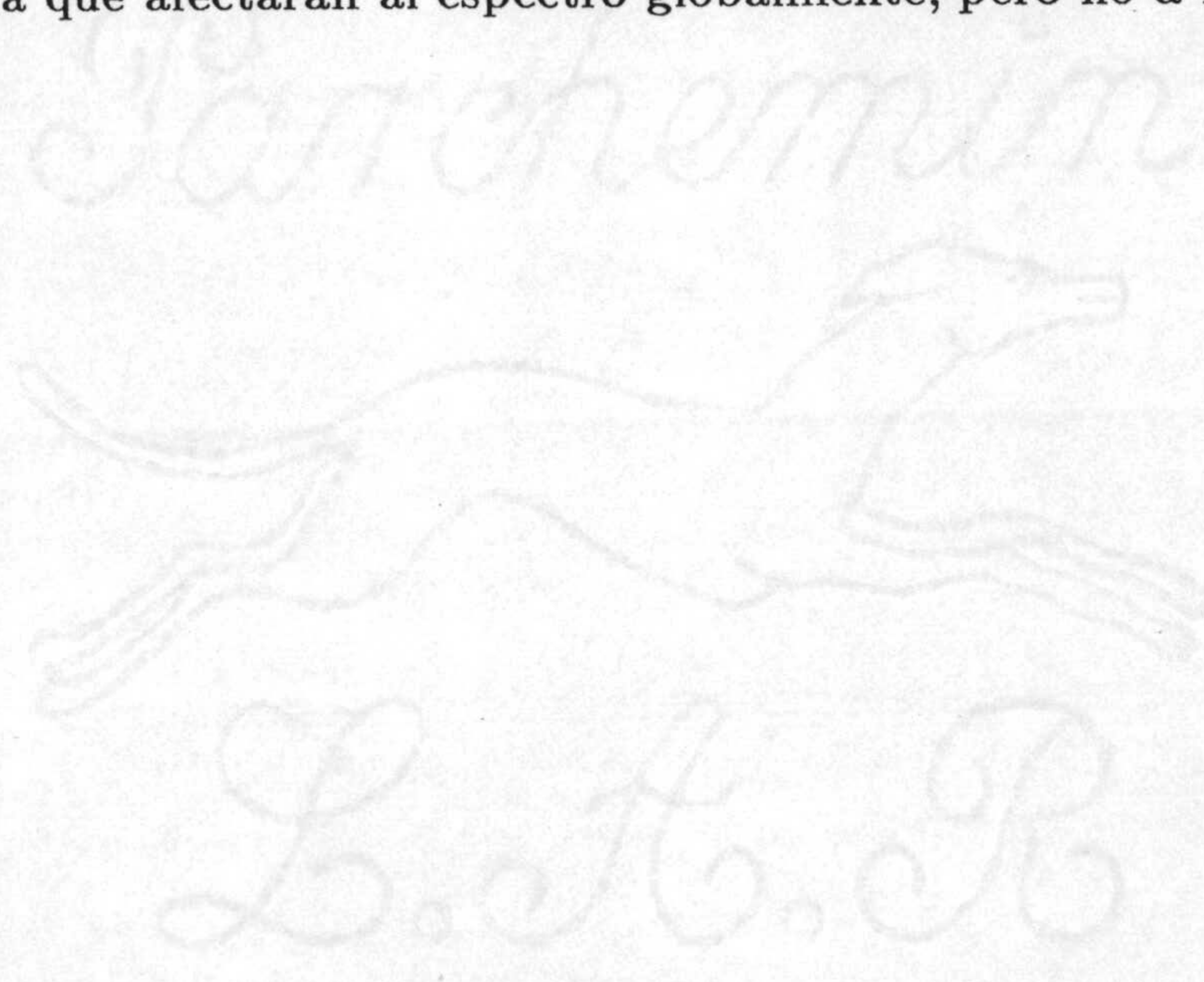


Figura I.4 — Porcentaje de error, (ϵ), debido a posicionamiento del continuo en función de la anchura equivalente de $H\beta$, ($W\beta$).

errores debidos a una deficiente calibración en flujos absolutos. En particular, la calibración realizada para la noche 2, como ya fue indicado anteriormente, puede venir afectada por grandes errores especialmente en la estimación del flujo absoluto de $H\beta$, aunque por las razones ya discutidas en dicho apartado no será así con las intensidades relativas. Esta fuente de error no ha sido incluida en nuestras medidas debido a que afectarán al espectro globalmente, pero no a las relaciones entre las líneas.



II. EXTINCION INTERNA

Parchemin



L. H. B.

1.-CONSIDERACIONES GENERALES

Además de los errores de medida, hay otro factor que puede afectar de manera significativa a la determinación de las intensidades relativas intrínsecas de las líneas de regiones HII y, consecuentemente, a la determinación de parámetros físicos tales como temperaturas y abundancias químicas. Nos referimos a la extinción que, por una parte, afectará al espectro enrojeciéndolo debido a su dependencia con la longitud de onda y, por otra, a las intensidades absolutas ya que absorberá parte de la energía emitida por el objeto. En el término extinción se engloba tanto la que se produce en nuestra Galaxia y en la galaxia a la que pertenece la región HII en cuestión como la interna a la región misma.

Existen dos métodos clásicos para la obtención del parámetro de extinción, $E(B-V)$, o, alternativamente, el coeficiente de enrojecimiento referido a la línea $H\beta$, $C\beta$. En principio dicho parámetro, obtenido a partir de los espectros observados, medirá el enrojecimiento cualquiera que sea su origen. El primero de esos métodos se basa en la teoría del decremento Balmer. Puesto que las líneas del Hidrógeno son producidas por recombinación, para una temperatura y densidad dadas el cociente de dos líneas cualesquiera de la serie de Balmer del Hidrógeno será una constante (Brocklehurst, 1971). Por tanto la comparación del decremento Balmer observado con el teórico será directamente una medida de el valor de $C\beta$ de acuerdo con la siguiente expresión:

$$\text{Log} \left(\frac{I_n}{I_{H\beta}} \right) = \text{Log} \left(\frac{F_n}{F_{H\beta}} \right) - C\beta(f(\lambda_n) - f(\lambda_{H\beta}))$$

donde $I_n/I_{H\beta}$ y $F_n/F_{H\beta}$ son los decrementos Balmer intrínseco y observado respectivamente, correspondientes a la línea n de la serie de Balmer y $f(\lambda)$ la ley de extinción diferencial utilizada.

De todos los factores que intervienen en dicha fórmula la mayor fuente de incertidumbre es la ley de extinción, ya que sólo se conoce para nuestra Galaxia, con el agravante de que se sabe que existen diferencias según la zona de la misma que se considere. En general se utiliza la ley de Whitford (1958), o su versión modificada (Savage y Mathis, 1979), aunque posteriores estudios han señalado que quizás dicha ley no sea aplicable para algunas regiones HII. Costero y Peimbert (1970) determinaron una ley un poco modificada para Orión pero no existe ninguna razón ni teórica ni observacional como para considerarla aplicable al caso de regiones HII extragalácticas. Schild (1977) obtuvo con estrellas jóvenes de nuestra galaxia otra ley de extinción un poco diferente de la clásica lo que llevó a McCall (1982) a recomendarla para el caso de regiones HII, aunque sin ningún tipo de argumentación teórica, y basándose sólo en el hecho de que en dichas regiones la población dominante son estrellas muy calientes. En la figura II.1 se han representado las tres leyes de extinción antes mencionadas. En cualquier caso las diferencias que hay entre ellas son pequeñas y las que se obtienen al corregir las intensidades de las líneas resultan ser, en el peor de los casos, de un 10%, valor que es comparable e incluso inferior a los errores estimados en las medidas de intensidades de las líneas. Dado el estado actual de dicho problema, en particular el escaso conocimiento existente acerca de las propiedades del polvo en estas nebulosas ionizadas por estrellas muy calientes, y las escasas diferencias entre las distintas leyes de extinción propuestas, hemos utilizado la ley de Whitford. Además, puesto que ésta es la que habitualmente se utiliza, ello nos permitirá comparar nuestros resultados con los obtenidos por otros autores.

El segundo método utilizado como estimación del coeficiente de enrojecimiento consiste en comparar medidas de la emisión en radiofrecuencias con la emisión en una de las líneas de la serie de Balmer. La base teórica para este método radica en el hecho de que el mecanismo responsable de la energía emitida en el dominio de ondas centimétricas es emisión libre-libre de acuerdo con la siguiente expresión:

$$N_{cLy} = 7.34 \times 10^{46} \left(\frac{\nu}{GHz} \right)^{0.1} \left(\frac{T_e}{10^4} \right)^{-.45} \left(\frac{S_\nu}{Jy} \right) \left(\frac{D}{Kpc} \right)^2$$

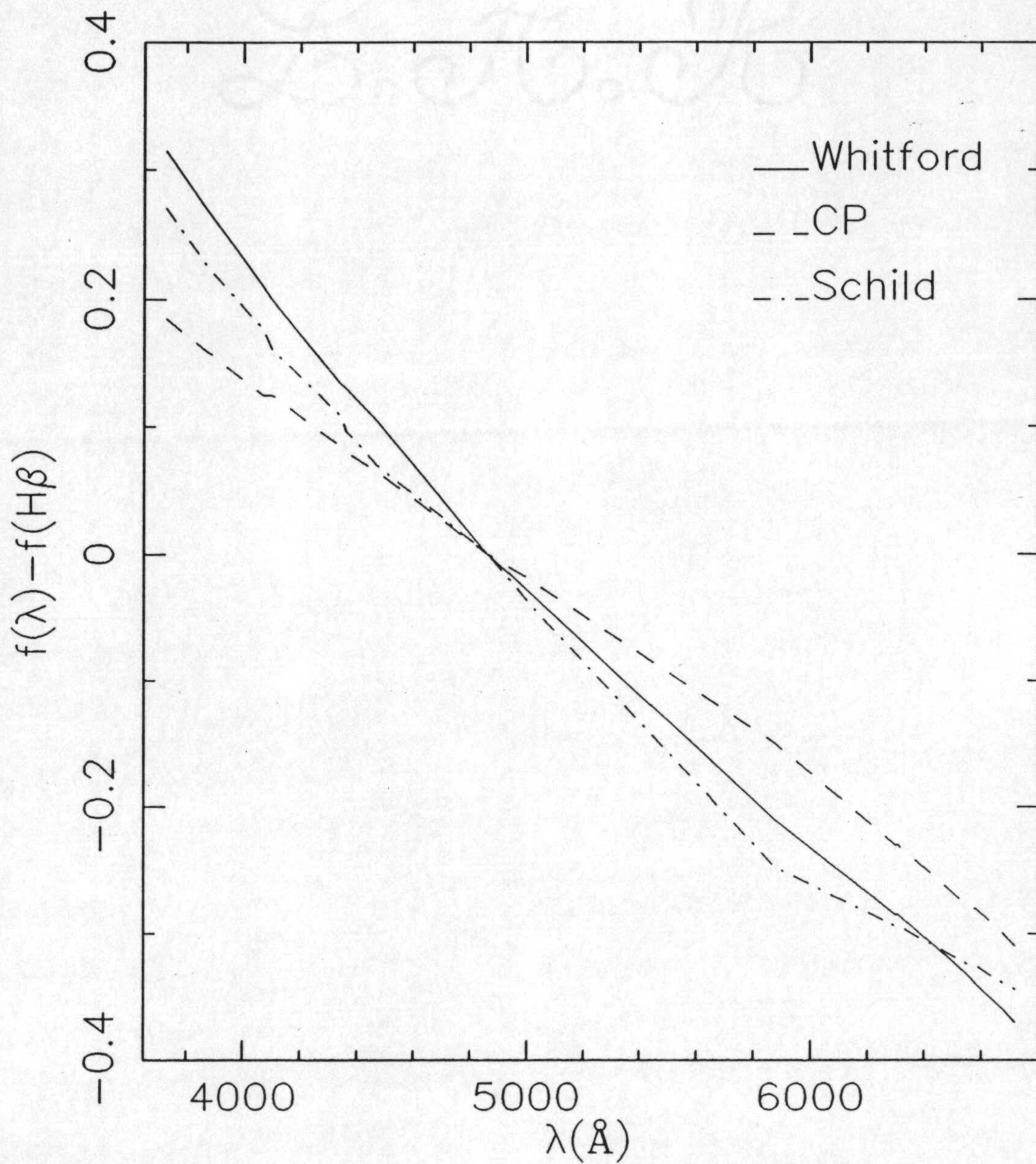


Figura II.1 — *Diferentes leyes de extinción: La clásica para nuestra galaxia (Whitford, 1958), para Orión (Costero y Peimbert, 1970) y para estrellas jóvenes de nuestra galaxia (Schild, 1977)*

(Skillman, 1984), donde N_{cLy} es el número de fotones del continuo de Lyman, y por tanto esta cantidad también puede ser expresada en términos de la luminosidad en $H\beta$, encontrándose una relación del tipo

$$\frac{S_\nu(Jy)}{I(H\beta) (erg\ cm^{-2}\ s^{-1})} = 3.28 \times 10^9 \left(\frac{\nu}{GHz}\right)^{-1} \left(\frac{T_e}{10^4}\right)^{-0.34}$$

Puesto que en las bandas de radiofrecuencias la región es totalmente transparente, este método nos permitirá el cálculo de la cantidad de absorción en $H\beta$ y de nuevo, haciendo uso de una ley de extinción determinada, el cálculo de $C\beta$.

Ambos métodos han dado resultados similares para el caso de regiones HII en nuestra Galaxia (Gebel, 1968) y en algunas nebulosas planetarias. Sin embargo, al aplicarlos a regiones HII extragalácticas los valores que se obtienen son absolutamente discrepantes (Israel y Kennicutt, 1980; IK), siendo sistemáticamente mayor la extinción determinada por el método radio-óptico que por el decremento Balmer, hasta en dos magnitudes en A_V . Antes de pasar a discutir las explicaciones posibles a la diferencia obtenida entre ambos métodos, es interesante hacer notar los posibles errores que afectan a las dos determinaciones.

En los dos casos la mayor fuente de indeterminación es, como ya apuntamos, la ley de extinción que acabamos de discutir. En el método óptico, existe una segunda fuente de error debido a presencia de absorciones procedentes del cúmulo estelar ionizante. Puesto que las absorciones Balmer son más importantes en estrellas de tipos espectrales B y A, sería de esperar que los errores en la determinación del decremento Balmer aumentasen cuando el cúmulo estelar está más evolucionado y, por tanto, se tendería a asignar un enrojecimiento mayor a aquellas regiones más viejas (en el sentido evolutivo).

En el método radio-óptico la intensidad observada en radiofrecuencias podría estar contaminada por emisión no térmica procedente de remanentes de Supernovas. En principio es posible discernir entre emisión térmica (libre-libre) y no

térmica, simplemente utilizando la pendiente del continuo radio de la región, ya que para el mecanismo libre-libre es plana ($\alpha \sim 0.1$), mientras que si hay presentes mecanismos no térmicos de manera significativa se tendrá, $\alpha \sim 0.4-0.7$. Los datos de regiones HII para los cuales Israel y Kennicutt calcularon la extinción en radio están, en principio, libres de contaminación no térmica aunque sería necesaria la utilización de datos a más de dos frecuencias y con una resolución espacial similar a la obtenida en el óptico para la realización de dicho análisis. IK utilizaron como discriminante, cuando sólo disponían de observaciones a una sola frecuencia, la no coincidencia de los máximos de emisión en radio y en $H\alpha$, por analogía con lo que ocurre con las regiones en M101 para las que se tenía información más detallada. Por otra parte, otro de los factores que influye en la sobreestimación de la extinción es la utilización de diferentes aperturas en radio y $H\alpha$. De hecho, las regiones HII de M 33 para las que se dispone de medidas del flujo $H\beta$ total (Melnick et al., 1987) muestran una discrepancia menor que la estimada por IK aunque obviamente los datos radio utilizados son los determinados por Israel y van der Kruit (1973). Este tipo de incertidumbre ha sido discutido recientemente por Caplan y Deharveng (1986) y Skillman (1984). En general en ambos trabajos se encuentran excesos considerablemente menores. En el caso del trabajo de Caplan y Deharveng (1986), el exceso es de $0^m.27$ para un análisis de 31 regiones HII en las Nubes de Magallanes, el cual es menor que el obtenido por IK en un factor tres.

Una vez revisadas las diferentes fuentes de error que afectarán a la determinación del coeficiente de enrojecimiento, es importante indicar cuales serán las posibles fuentes, ya que la interpretación de nuestros resultados será diferente dependiendo de donde esté localizada dicha fuente. En general podemos considerar que existen dos, una externa y otra interna, propia de la región y producida por la presencia de partículas de polvo mezcladas con el gas. Este es probablemente el término más difícil de establecer.

El enrojecimiento externo será debido bien a nuestra propia Galaxia (Burstein y Heiles, 1982), bien a nubes de gas molecular propias de la galaxia donde se

encuentra asentada la región HII y en nuestra línea de visión. La extinción debida a nuestra propia Galaxia es la más fácil de tratar y normalmente el método consiste en la utilización de una ley de extinción normal y la suposición de que la relación gas/polvo es una constante. Los mapas de HI obtenidos por Burstein y Heiles (1982), darán consecuentemente el valor de la extinción en V, A_V , en la dirección del objeto observado.

Por el contrario, el estudio de las otras fuentes de enrojecimiento se hace más problemático y a veces es imposible discernir entre las diferentes posibilidades. Mathis (1970) sugiere que una forma de distinguir si el enrojecimiento es interno o externo a la región HII, es la utilización de diagramas de color entre las líneas de la serie de Balmer (i.e., $H\alpha/H\beta$ vs. $H\gamma/H\beta$); sin embargo, dicha distinción no parece demasiado operativa desde el punto de vista observacional debido a que la posición en dichos diagramas depende más del tipo de granos de polvo elegido que de las diferencias entre polvo interno y externo, además de la necesidad de obtener observaciones con gran resolución espacial para realizar dicho estudio, lo que sólo hace aplicable este método a la nebulosa de Orión. Münch y Persson (1971) concluyen, aplicando este método a Orión, que el polvo está mezclado con el gas pero con una distribución muy heterogénea. Recientemente Heydary-Mayeri et al. (1986) llegaron a la misma conclusión en el caso de las regiones N11 C y E de la Nube Grande de Magallanes. Otro posible método, sugerido por Caplan y Deharveng (1986), es el de utilizar diagramas de extinción en radio *versus* extinción en óptico y, en base a modelos sobre diferentes distribuciones de polvo, obtener una idea del origen del polvo. Ellos concluyen con sus datos (ver su figura 4) que gran parte del polvo estará mezclado con el gas dentro de la propia región HII, aunque existe una proporción no despreciable fuera de la región, distribuída en forma de *clumps* y extendiéndose hasta varias veces el tamaño de la región HII. Sus datos no serían en ningún caso compatibles con una nube de polvo uniformemente distribuído delante de la región.

Comparando los valores de A_V^{rad} y A_V^{opt} para regiones HII en M33 y M101, (Melnick et al., 1987) con la figura 2 de Caplan y Deharveng (1986), encontramos

que los datos serían también consistentes con las conclusiones obtenidas en aquel trabajo, aunque creemos serían necesarias nuevas observaciones tanto en el IR lejano (para establecer cual es la distribución de polvo), como observaciones en óptico y radio de igual resolución espacial, para poder obtener una solución definitiva a dicho problema. Por el momento, en base a los diferentes trabajos existentes, la única conclusión que se puede obtener es que en ningún caso los datos se pueden explicar por distribución homogénea de polvo entre la línea de visión y la región HII y, por lo tanto, una parte de la extinción se produce dentro de la región.

En el presente trabajo utilizaremos la técnica, sugerida por Skillman (1984), de comparar el decremento Balmer a diferentes aperturas. Si el polvo está mezclado con el gas se esperarían, en principio, variaciones correlacionadas con la estructura de ionización de la nebulosa, aumentando sistemáticamente el coeficiente de extinción hacia los centros de máxima emisión. Por otra parte, se determinará también dicho coeficiente en diferentes zonas de la nebulosa para así poder estudiar la homogeneidad de la distribución de polvo en todo el complejo HII.

2-. RESULTADOS

El coeficiente de enrojecimiento fue calculado para las diferentes regiones usando la relación entre las líneas H γ y H β , mediante la siguiente expresión:

$$C\beta = \frac{\text{Log}(F_\gamma/F_\beta) - \text{Log}(I_\gamma/I_\beta)}{f(\gamma)}$$

donde F_γ/F_β es la relación de líneas observada, I_γ/I_β es la relación teórica de acuerdo con el caso B de recombinación a $T_e \sim 10000$ K (Brocklehurst, 1971) y $f(\gamma)$ es el valor de la ley de enrojecimiento de Whitford tabulada por Lequeux et al. (1979), correspondiente a H γ . Este coeficiente de enrojecimiento representa

una cota superior al real ya que no se ha tenido en cuenta el efecto producido por absorción estelar en las líneas de la serie de Balmer que, de estar presente en las regiones analizadas, daría un valor mayor que el verdadero. Para los objetos que aquí se estudian el valor calculado es pequeño, por lo que estimamos que la influencia de los errores tampoco puede ser muy grande. Si tenemos en cuenta que el valor estimado por diferentes autores (McCall, 1982) para las absorciones en $H\gamma$ y $H\beta$ en RHGE es de 1\AA , la no inclusión de este efecto daría lugar a una sobreestimación del coeficiente de enrojecimiento de un 15% en los casos más desfavorables, valor que es comparable a los errores observacionales. Como control sobre la existencia posible de efectos sistemáticos en dicha corrección hemos trazado el diagrama del coeficiente de extinción en función de la anchura equivalente de $H\beta$ (figura II.2). En él no se aprecia ningún efecto sistemático excepto quizás en aquellas regiones con anchuras equivalentes menores de 10\AA , en las que obviamente la influencia de la absorción es mucho mayor. Con el valor calculado de $C\beta$ se han corregido las relaciones de intensidades de las líneas.

En este apartado se hacen dos tipos de análisis. En primer lugar se estudió el efecto que pudiera producirse en el coeficiente de enrojecimiento cuando se consideran diferentes aperturas centradas en la zona de máxima emisión. El estudio del comportamiento de la relación $H\gamma/H\beta$ nos permitirá obtener información de si el enrojecimiento es de origen interno ya que, si éste es el caso, es de esperar una variación sistemática de dicha relación por su conexión con la estructura de ionización. El estudio realizado por Skillman (1984), como ya fué señalado en el apartado anterior, apunta en este sentido pues obtiene valores mayores de extinción en los puntos de máxima emisión nebular. Por otra parte, Melnick (1979) encuentra la misma tendencia comparando datos con diferentes aperturas, siendo mayor la extinción para las observaciones realizadas con apertura menor, lo que ese autor interpreta como origen interno del enrojecimiento.

En la tabla II.1 se muestran, para las regiones HII analizadas, nuestros resultados sobre dicho problema. Entre paréntesis se indica el número de subregiones incluídas en cada apertura (ver figura I.2). En general el efecto ya señalado por

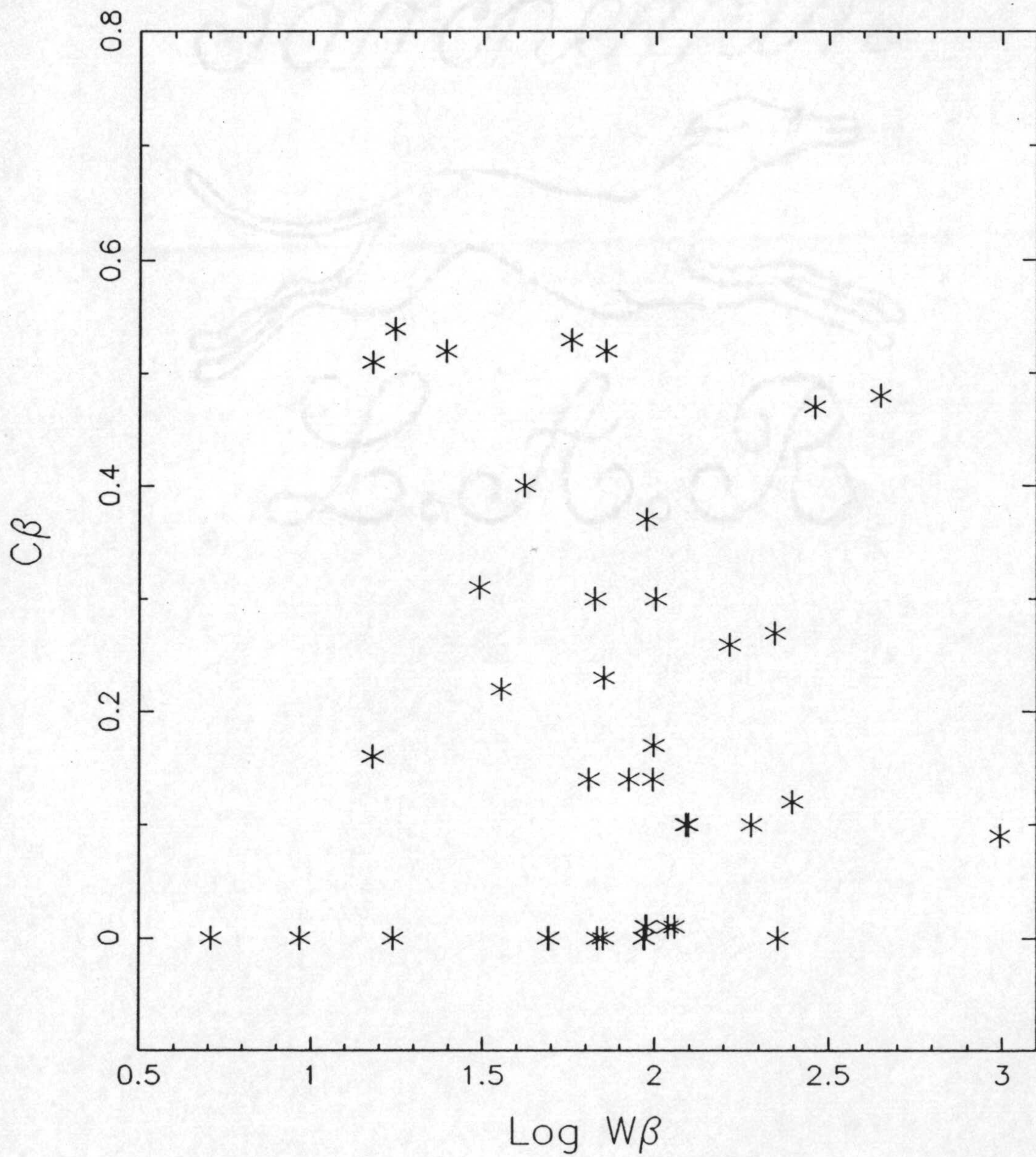


Figura II.2 — Comportamiento del coeficiente de enrojecimiento, $C\beta$, con la anchura equivalente de $H\beta$, $W\beta$.

Skillman y por Melnick está presente también en nuestros datos. De forma sistemática el enrojecimiento es mayor para aperturas menores, disminuyendo progresivamente al incluir más zona de emisión. Las diferencias en brillo superficial entre las distintas zonas hace sin embargo que dicho efecto sea, a veces, tan sólo marginal, ya que el espectro integrado está dominado por la zona de mayor brillo.

Por otra parte, hemos calculado también el coeficiente $C\beta$ punto a punto dentro de la región, cada 3 segundos de arco, así como la excitación, parametrizada por la relación $[OII]/[OIII]$ en aquellas regiones HII más extendidas, para investigar si las variaciones encontradas están correlacionadas con la estructura de ionización de la nebulosa como cabría esperar en el caso de enrojecimiento interno. De las ocho regiones analizadas, sólo encontramos evidencias claras para NGC 595 en M33. En cuatro de ellas, NGC 592, NGC 2366/III, NGC 4214/I e IC 2574/III las variaciones con la posición son bastante erráticas no estando correlacionadas ni con la excitación ni con la variación de brillo en la nebulosa. En las tres restantes, NGC 2366/II, NGC 2403/II e IC 2574/II, el enrojecimiento, si se tienen en cuenta los errores, permanece constante en toda la región.

En definitiva y como resultado de dicho análisis, sólo encontramos un caso, NGC 595, para el que existen evidencias que no ofrecen ninguna duda acerca del origen interno del enrojecimiento. En el resto de las regiones quizás la explicación más plausible sería que hay parte del polvo mezclado con el gas y parte que es exterior a la región con una distribución que en algunos de los casos es muy heterogénea, quizás en forma de *clumps*, lo que daría lugar a un comportamiento más bien errático cuando se estudian las variaciones punto a punto. Nuestros resultados, al igual que los de Skillman (1984), no parecen ser, concluyentes a la hora de discernir sobre el origen del polvo en regiones HII dando más bien la impresión de que la distribución de polvo dentro de las regiones HII sigue muy de cerca las características locales dentro de cada una de ellas y no sigue pautas comunes para todas.

Tabla II.1. Resultados de Enrojecimiento

Galaxia	Región HII	Apertura	$C\beta$
M 33	NGC 595	3".9	0.33 (A)
		9".1	0.36 (A)
		15".6	0.28 (A+B)
		35".1	0.24 (A+B)
	NGC 592	3".9	0.20 (A)
		9".1	0.14 (A)
		15".6	0.12 (A+B)
		35".1	0.17 (A+B+A1+B1)
NGC 2366	II	5".2	0.35 (A)
		13".0	0.20 (A+A1)
		30".0	0.14
	III	9".1	0.17 (A)
		17".0	0.02 (A)
		23".4	0.00 (A+B)
NGC 2403	I	5".2	0.02 (A)
		13".0	0.01 (A)
		23".4	0.01 (A)
		32".5	0.04 (A)
	II	5".2	0.17 (A)
		13".0	0.03 (A)
		23".4	0.03 (A+B)
		32".5	0.00 (A+B+C)
IC 2574	II-A	6".5	0.31 (A)
		10".4	0.38 (A)
		16".9	0.22 (A)
		19".5	0.08 (A)
	II-B	6".5	0.01 (B)
		10".4	0.00 (B)

Tabla II.1(cont). Resultados de Enrojecimiento

Galaxia	Región HII	Apertura	$C\beta$
IC 2574	II-A+B	19".5	0.22 (A+B)
		27".3	0.10 (A+B)
	II,A-II	3".9	0.50 (II)
		7".8	0.53 (II)
	II,A-A	3".9	0.41 (A)
		7".8	0.47 (A)
		10".4	0.43 (A)
	III	5".2	0.25 (A)
		9".1	0.21 (A+B)
		13".0	0.18 (A+B)
		18".2	0.21 (A+B+C)
		23".4	0.14 (A+B+C+D)
NGC 4214	I	3".9	0.35 (A)
		9".1	0.23 (A)
		16".9	0.25 (A)
		26".0	0.23 (A+B)
		45".5	0.31 (A+B+C+D)
NGC 628	I	3".9	0.57 (A)
		9".1	0.55 (A)
		16".9	0.67 (A+B)
Ho II	A	3".9	0.14
		9".1	0.13
		13".0	0.12 m
		15".6	0.08

III. ABUNDANCIAS QUIMICAS

La composición química del gas ionizado presente en las galaxias, es a la vez una de las características más importantes que se pretende conocer y, en determinados casos, uno de los parámetros más difíciles de calcular. El conocimiento detallado de las abundancias relativas al contenido de Hidrógeno, el componente mayoritario del medio interestelar, de los diferentes elementos químicos nos permitirá poner cotas al estado evolutivo de una determinada galaxia, ya que el enriquecimiento metálico es producto del procesamiento de dichos elementos en los interiores estelares (ver esquema en Tinsley, 1980). En este sentido, las regiones HII han sido sistemas particularmente útiles, ya que pueden observarse no sólo en nuestra galaxia sino en objetos muy distantes, haciendo posible el estudio de la composición química del medio interestelar desde las zonas centrales hasta las partes exteriores de las galaxias así como en galaxias con propiedades físicas muy diferentes.

El cálculo de las abundancias químicas a partir del espectro de líneas de emisión exige el conocimiento previo del mecanismo de excitación responsable de la ionización de los diferentes elementos y, por lo tanto, de la intensidades observadas, aspecto sobre el que volveremos a menudo a lo largo de esta Tesis. En el caso de las regiones HII, el mecanismo primario responsable del espectro observado es la fotoionización por radiación ultravioleta procedente de las estrellas recién formadas. A pesar del considerable progreso, tanto teórico como observacional, realizado durante los últimos 20 años en la caracterización física de estos sistemas, existen aspectos problemáticos a la hora de interpretar en detalle los resultados a los cuáles dedicaremos el estudio que aquí se presenta.

En este capítulo se analizarán en primer lugar los diferentes métodos de cálculo de abundancias químicas, poniendo particular atención en los posibles errores de cada uno de ellos; se presentarán luego los resultados obtenidos y se discutirán las incertidumbres debidas a diferentes posicionamientos de la rendija sobre la nebulosa, así como aquéllas debidas a la falta de resolución espacial. Se compararán nuestros resultados con otros previos y se caracterizarán las propiedades espectroscópicas globales de RHGE. Por último, se analizará la relevancia de los

resultados obtenidos a la hora de analizar propiedades integradas de galaxias con brotes violentos de formación estelar para las que, dada su distancia, no es posible disponer de observaciones con resolución espacial suficiente.

1.- METODOS DE CALCULO

El cálculo de la composición química de los elementos más abundantes en regiones HII (H, He, O, N, Ne,...) requiere, una vez conocido el mecanismo de ionización, la determinación de las condiciones físicas del gas, en particular la estimación de la temperatura y densidad electrónicas, así como de la determinación para estas condiciones de las abundancias iónicas de cada elemento. Una vez conocidos dichos parámetros, la suma de todas las especies iónicas correspondientes a un determinado elemento químico nos da su abundancia total. Sin embargo, este esquema en principio simple constituye uno de los aspectos más problemáticos en el estudio de regiones HII. Por una parte, salvo en objetos de muy alta excitación, la temperatura electrónica del gas no se puede obtener directamente de las observaciones; y, por otra, no todos los estados de ionización de un determinado elemento son accesibles bien por el escaso rango espectral cubierto por las observaciones, bien debido a la debilidad de alguna de sus líneas en emisión.

i) Temperatura y Densidad Electrónicas

Dado que la relación entre las intensidades de las líneas emitidas por un ión con dos niveles de energía muy parecidos pero con diferentes probabilidades de transición radiativa, sólo dependerá de los parámetros atómicos de dicho elemento y de la densidad electrónica, esta propiedad se ha utilizado para el cálculo de la densidad. Los dobletes más utilizados son los de [OII] y [SII] (Aller, 1984). En

las regiones HII por nosotros analizadas, las líneas de [SII] se encuentran fuera del rango cubierto por nuestras observaciones y el doblete de [OII] sólo se pudo resolver marginalmente debido a la resolución espectral de nuestros datos ($\sim 3\text{\AA}$). De forma que la densidad no pudo ser calculada directamente. En general se encuentra que, para la mayoría de las RHGE, la densidad electrónica es baja, $N_e \sim 100 \text{ cm}^{-3}$ (Talent, 1980; McCall, 1982) y éste es el valor que hemos adoptado en nuestros cálculos. El error que pudiera introducir una mala estimación de la densidad será despreciable ya que, para densidades menores de 10^3 cm^{-3} , las abundancias iónicas y la temperatura electrónica son prácticamente independientes de la densidad. En cualquier caso, el aspecto del doblete de [OII] en nuestros espectros indica por su parte que las densidades no son altas y que la aproximación de baja densidad es apropiada.

La temperatura electrónica se determina a partir de cocientes entre las líneas procedentes de una misma especie iónica pero con diferencia apreciable entre las energías de excitación de ambos niveles. Los cocientes más utilizados son $[\text{OIII}]\lambda 5007/[\text{OIII}]\lambda 4363$ para el ión O^{++} , $[\text{NII}]\lambda 6584/[\text{NII}]\lambda 5755$ para N^+ , para O^+ el cociente $[\text{OII}]\lambda 3727/[\text{OII}]\lambda\lambda 7320, 7330$, y $[\text{SIII}]\lambda 6312/[\text{SIII}]\lambda 9069$ para S^{++} (Peimbert y Costero, 1969). Cada uno de estos cocientes nos permitirá el cálculo de la temperatura de la zona de la nebulosa en la que se encuentra dicha especie iónica. El estudio realizado por Peimbert y Costero (1969), puso de manifiesto que la temperatura determinada de esa manera da valores diferentes para cada ión pudiéndose, en primera aproximación, dividir las regiones HII en dos zonas. La zona de alto nivel de ionización que incluye los iones HeI, [CII], [OIII], [SIII] y [NeIII] y la zona de bajo nivel de ionización con [OI], [OII], [NI], [NII] y [SII]. En cada una de estas zonas la temperatura de los diferentes iones es bastante parecida. Sin embargo, la distribución de temperaturas en el complejo HII no es homogénea, pudiendo presentar fluctuaciones que darían lugar a errores en las abundancias que, para el caso de Orión, es de un factor tres. Peimbert (1967) definió el error cuadrático medio de la fluctuación de temperatura como

$$t^2 = \frac{\int [T(r) - T_o]^2 N_e(r) N_i(r) dl d\Omega}{T_o^2 \int N_e(r) N_i(r) dl d\Omega}$$

donde T_o es la temperatura media sobre el volumen considerado

$$T_o = \frac{\int T(r) N_e(r) N_i(r) dl d\Omega}{\int N_e(r) N_i(r) dl d\Omega}$$

$N_e(r)$ y $N_i(r)$ son las densidades de electrones y protones en cm^{-3} , Ω es el ángulo sólido observado y l es la distancia dentro de la nebulosa (en parsecs) a lo largo de la línea de visión. Para Orión, t^2 llega a ser de hasta 0.057. El estudio posterior de RHGE por Rayo, Peimbert y Torres-Peimbert (1982) aportó nuevos datos acerca de este problema encontrándose que las fluctuaciones son mucho menores de lo que se pensaba ($t^2 \sim 0.01$), lo que implicaría variaciones en la abundancia menores que los errores observacionales ($\sim 2\%$ para He/H, $\sim 10\%$ para O/H).

En la práctica, el parámetro definido por Peimbert (1967), no se puede calcular ya que existen pocos datos con relación S/N suficiente como para que sean observadas la mayoría de las líneas que intervienen en los cálculos. De hecho, y en los casos más favorables de regiones HII de alta excitación, la única relación que puede obtenerse para estimar la temperatura electrónica es la relación entre las líneas de [OIII], $R([OIII])$. El método consiste en utilizar dicha relación para obtener la temperatura de la zona de alto nivel de ionización para posteriormente, haciendo uso de modelos de fotoionización (Stasinska, 1982), estimar la temperatura de la zona de baja ionización. Stasinska (1978) estima que los errores en las abundancias químicas cuando se asume un modelo de región HII con una sola zona, es decir, si sólo la temperatura del [OIII] es utilizada para el cálculo de abundancias, pueden llegar a ser de hasta el 50%.

En los casos de regiones HII de excitación baja o moderada se hace observacionalmente imposible la obtención de $R([OIII])$ dada la extrema debilidad de

la línea [OIII] λ 4363. Esto ha motivado gran cantidad de incertidumbres en la interpretación de los espectros de dichas regiones HII puesto que, en estos casos, se hace necesario el uso de métodos empíricos (Alloin et al., 1979; Pagel et al., 1979) o bien de modelos de fotoionización (Stasinska, 1982; Shields y Searle, 1978; Evans y Dopita, 1985). El problema con la utilización de ambos métodos radica en el hecho de que, dado el desconocimiento existente tanto de la temperatura efectiva del cúmulo ionizante como del parámetro de ionización, se hace difícil la obtención de abundancias de manera exacta. En el caso de los métodos empíricos, la estimación de abundancia del oxígeno sólo es posible conocerla con un error aproximado de 0.3 dex en $12+\log(\text{O}/\text{H})$ (Stasinska et al., 1981). Los modelos de fotoionización, por el contrario, deberían producir mejores resultados si se construyesen para cada región que se desea analizar; pero dado que dicho proceso sería extremadamente laborioso cuando se pretende estudiar una muestra amplia de regiones HII, se utilizan modelos que prevén casi todo tipo de condiciones físicas (Stasinska, 1978 y 1982) y se obtiene una estimación aproximada de los parámetros de la región en estudio por interpolación entre los modelos.

ii) *Determinación de Abundancias Químicas*

Puesto que las líneas en emisión de los elementos cuyas abundancias deseamos estimar son producidas por excitación colisional (salvo en el caso del Helio), las abundancias iónicas se pueden obtener de expresiones del tipo

$$\frac{N(X^i)}{N(H^+)} = \frac{I(\lambda, X^i)}{I(H\beta)} \frac{\epsilon(H\beta)}{\epsilon(X^i)}$$

donde $N(X^i)/N(H^+)$ es la abundancia iónica del elemento X^i con respecto a la de hidrógeno ionizado, $I(\lambda, X^i)/I(H\beta)$ es la intensidad relativa observada del elemento X^i , $\epsilon(H\beta)$ y $\epsilon(X^i)$ son las emisividades de $H\beta$ y del elemento X en el estado de

ionización i , que aquí han sido calculadas siguiendo la formulación dada en Aller (1984).

Una vez las abundancias iónicas son conocidas se obtienen las abundancias totales para cada elemento químico. Debido a que no todos los estados iónicos son observables en el óptico, sería necesario previamente el conocimiento detallado de la estructura de ionización de la nebulosa para así poder obtener los llamados factores de corrección de ionización (FCI) para cada elemento. En la práctica, los FCI se calculan considerando la proximidad entre los potenciales de ionización de los diferentes elementos químicos.

En el caso del Oxígeno, debido a que el potencial de ionización de He^+ es similar al de O^{++} , si He^{++} no está presente en el espectro es bastante razonable suponer que la fracción de oxígeno en el estado O^{+++} es despreciable. Como consecuencia la abundancia total de Oxígeno sólo será la suma de O^0 , O^+ y O^{++} . Si, además, se tiene en cuenta que existe la misma fracción de hidrógeno que de oxígeno en estado neutro, la abundancia total de oxígeno vendrá dada por (Peimbert y Costero, 1969):

$$\frac{N(O)}{N(H)} = \frac{N(O^+) + N(O^{++})}{N(H^+)} \approx \frac{N(O^0)}{N(H^0)}$$

En el caso de nebulosas de alta excitación donde pudiesen existir evidencias claras de la presencia de He^{++} (Kunth y Sargent, 1983 y Segunda Parte de esta Tesis), la abundancia de oxígeno corregida por la posible existencia de oxígeno en la forma O^{+++} vendrá dada por la siguiente expresión (Torres-Peimbert y Peimbert, 1977):

$$\frac{N(O)}{N(H)} = \frac{N(O^+) + N(O^{++})}{N(H^+)} \frac{N(\text{He}^+) + N(\text{He}^{++})}{N(\text{He}^+)}$$

siempre que pueda asumirse que las líneas de He^{++} son de origen nebuloso y no debidas, por ejemplo, a la presencia de estrellas Wolf-Rayet.

Para el resto de los elementos químicos N, Ne, Ar, S, y He dicha corrección es más problemática debido a que, en cada uno de ellos, sólo se observa un estado de ionización. Si asumimos que los iones con potenciales de ionización parecidos coexisten espacialmente en la nebulosa, las abundancias totales vendrán dadas por las expresiones

$$\frac{N(N)}{N(H)} = \frac{N(N^+)}{N(H^+)} \frac{N(O)}{N(O^+)}$$

$$\frac{N(Ne)}{N(H)} = \frac{N(Ne^{++})}{N(H^+)} \frac{N(O)}{N(O^{++})}$$

$$\frac{N(S)}{N(H)} = \left(\frac{N(S^+)}{N(H^+)} + \frac{N(S^{++})}{N(H^+)} \right) \frac{N(O)}{N(O^{++})}$$

Para la corrección correspondiente al Nitrógeno se ha podido demostrar, tanto en base a modelos de fotoionización (Stasinska, 1978; Mathis, 1985) como empíricamente (Pagel et al., 1978) que funciona adecuadamente. No ocurre lo mismo sin embargo en el caso del Neón o del Azufre debido a que los estados que se observan no son los más abundantes dentro de la región HII (French y Grandi, 1981).

El esquema desarrollado por Dennefeld y Stasinska (1983), y posteriormente revisado por Mathis (1985) para el Azufre, tomando en cuenta la dependencia de $S^{+3} + S^{+4}/S$ con O^+/O o bien S^+/S^{++} , proporciona resultados razonables para la mayor parte de los objetos de excitación baja ó moderada para los cuales $S^{+3} + S^{+4}/S$ sólo representaría como mucho un 10%, pero podría dar resultados erróneos para aquellos objetos de muy alta excitación en los cuales la contribución de S^{+3} y

quizás S^{+4} podría ser importante. El caso del Neón es más problemático debido a la dependencia de la corrección de ionización con parámetros estelares determinados a partir de modelos (ver Mathis, 1985 para una discusión detallada). Puesto que las propiedades de las estrellas ionizantes (T_{eff} y g) no son del todo conocidas, ni tampoco el comportamiento de los modelos de atmósferas para el caso de altas energías y estrellas muy calientes, consideraremos la relación Ne^{++}/O^{++} como un límite superior a la relación Ne/O . Sobre este punto volveremos en la Segunda Parte de esta Tesis.

El Helio es otro de los elementos químicos que se verán afectados por las propiedades de las estrellas responsables de la ionización. Su abundancia iónica se ha calculado siguiendo la formulación dada en Kunth y Sargent (1983). En nebulosas de alta excitación donde la línea de $HeII\lambda 4686$ es medible asumiremos que la contribución de Helio neutro es despreciable. Por el contrario para nebulosas de excitación baja o moderada, su contribución podría representar un factor importante del Helio total presente en la región HII. Hasta la fecha, no se ha encontrado ningún esquema satisfactorio para el FCI de este elemento, especialmente en objetos de baja excitación, $T_{eff} \leq 40000$ K. Recientemente Vílchez (1987), ha sugerido un esquema en función del parámetro $(O^+/O^{++})/(S^+/S^{++})$ que en principio es independiente de parámetros sensibles a la estructura de ionización aunque desafortunadamente adolece del mismo tipo de problemas que las determinaciones anteriores (Kunth y Sargent, 1983; Lequeux et al. 1979; Peimbert y Torres-Peimbert, 1974), ya que en el caso de conocer la T_{eff} del cúmulo ionizante existe dependencia entre $X(He^+)/X(H^+)$ con el tipo de atmósferas elegido para aquellos objetos con baja T_{eff} . De hecho, las regiones de NGC 604 que dan la misma abundancia total de Helio son regiones con un FCI más próximo a la unidad y el cálculo de dicho factor por cualquiera de los otros métodos propuestos daría idénticos resultados. En el resto de las regiones los FCI son mayores pero se sitúan en la zona (ver figura 4.3 en Vílchez, 1987) donde existe una fuerte indeterminación con el modelo de atmósferas elegido (Mathis, 1982; Stasinska, 1982). Puesto que no existen razones objetivas para asumir una cantidad de Helio distinta en diferentes posiciones de una misma región HII, creemos sería mas razonable la

utilización del esquema sugerido por Peimbert (1977) para Orión, en el que ajusta los parámetros del FCI de forma que el Helio total sea el mismo en las diferentes posiciones.

2.- RESULTADOS DE MULTIAPERTURA

Puesto que el objetivo del estudio que aquí se presenta era investigar las posibles inhomogeneidades dentro de las regiones HII, en particular los problemas relacionados con pérdida de resolución espacial cuando se observan regiones de formación estelar muy lejanas, hemos sintetizado aperturas a partir de nuestros espectros bidimensionales, analizando las variaciones observadas en el espectro y en las abundancias calculadas. En principio, uno esperaría que las condiciones físicas dentro de la nebulosa no cambiasen ni con la posición ni debido a efectos instrumentales o, al menos, que dichas variaciones no fuesen importantes. Sin embargo los estudios realizados hasta la fecha sobre este problema (Skillman, 1984; Rosa, 1983), aunque son sólo marginalmente significativos debido a las pocas regiones analizadas, muestran que dichas variaciones pueden dar resultados erróneos particularmente para las abundancias iónicas de He^+ , N^+ y Ne^{++} , aunque no para el caso del Oxígeno. Puesto que el Oxígeno es el único elemento que se observa en todos sus estados de ionización, estos resultados indican que la estructura de ionización interna de las regiones HII podría tener una influencia considerable en la determinación de los FCI, pero no en las abundancias totales.

Nuestros datos, que presentamos en forma gráfica, nos van a permitir el análisis de dichos efectos en la determinación de abundancias de Helio, Neón y Oxígeno ya que estos son los únicos elementos accesibles con nuestras observaciones. Puesto que ya fue mostrada la existencia de una dependencia del enrojecimiento con la apertura utilizada, las líneas de emisión fueron corregidas de enrojecimiento utilizando el coeficiente determinado en cada apertura sintetizada.

De cualquier modo, se analizaron las intensidades de las líneas y las abundancias iónicas comparando simultáneamente con la relación $H\gamma/H\beta$, para tener en cuenta los posibles efectos sistemáticos debido a una corrección de enrojecimiento deficiente. En todos los casos, para el cálculo de las abundancias iónicas se utilizó una densidad electrónica de 100 cm^{-3} . La temperatura para la zona de altos estados de ionización fue calculada con la relación de líneas $[\text{OIII}]\lambda 5007/[\text{OIII}]\lambda 4363$ en aquellos casos en que $[\text{OIII}]\lambda 4363$ estaba detectada. Para la zona de bajo estado de ionización, fue estimada con los modelos de Stasinska (1982), utilizando el esquema propuesto en Stasinska (1978). En aquellas regiones donde $[\text{OIII}]\lambda 4363$ no fue detectada, sólo es posible la determinación de la temperatura a través de la calibración empírica de Edmunds y Pagel (1984). Puesto que dicha determinación puede inducir errores de hasta un factor dos, y en base a que las diferencias encontradas en las regiones donde el cálculo se pudo hacer de forma precisa no se obtienen diferencias mayores, sólo se analizaron las abundancias iónicas en aquellas regiones donde $[\text{OIII}]\lambda 4363$ fue detectada.

i) Regiones HII no totalmente resueltas

Existen cuatro regiones HII en nuestra muestra en las que la estructura de ionización para las diferentes especies iónicas no está resuelta, NGC 2366/III, Ho II/A, NGC 2403/II y NGC 628/I. La relación $[\text{OIII}]/H\beta$ sólo se resuelve para Ho II/A, donde presenta una disminución de un 6% con la apertura a medida que aumenta la inclusión de emisión procedente de la región B. La relación $[\text{OII}]/H\beta$ se resuelve en NGC 2403/II y NGC 628 encontrándose variaciones máximas de un 12 y un 22% respectivamente. Los datos para $[\text{NeIII}]/H\beta$ aparecen consistentes con los valores obtenidos para $[\text{OIII}]$, no mostrando ningún tipo de variación significativa (ver figura III.1).

De las cuatro regiones analizadas en este apartado se detectó [OIII] λ 4363 en tres de ellas Ho 2/A, NGC 628 y NGC 2366/III. En ninguna se observa un comportamiento sistemático con la apertura aunque las variaciones encontradas en la temperatura calculada llegan a ser de hasta un 20% en el caso de NGC 628, enteramente atribuibles a errores observacionales debido a la debilidad de [OIII] λ 4363. Estos resultados son consistentes con el hecho de no resolución de la estructura de ionización.

Como consecuencia de las variaciones en T_e , aunque en principio pueden ser debidas a errores observacionales, el cálculo de abundancias iónicas vendrá afectado de dichas variaciones especialmente las de O^{++} y Ne^{++} (ver figura III.2). El caso de O^+ es menos crítico a T_e pero, por el contrario, es mucho más sensible a las variaciones en el coeficiente de enrojecimiento; y éste es el caso para NGC 2366/III donde las variaciones de O^+ podrían ser atribuibles a enrojecimiento. Como consecuencia de los efectos analizados, las variaciones encontradas en la abundancia total de Oxígeno pueden considerarse enteramente debidas a errores observacionales en la determinación de T_e , llegando a ser en los casos más desfavorables de un 30%. Es interesante hacer notar, sin embargo, que en el caso de NGC 628, que como fue señalado no está resuelta en [OIII] pero si en [OII], el hecho de asumir una temperatura electrónica constante no cambia el efecto de aumento de abundancia total con apertura. Por último en estos casos por nosotros codificados como regiones HII con estructura de ionización no resuelta, se encuentran variaciones en la relación Ne^{++}/O^{++} que consideramos no son reales y enteramente atribuibles a errores en la determinación de la temperatura.

En lo que respecta al Helio, nuestras conclusiones son sólo marginales ya que la medida de la línea $HeI\lambda$ 4471 sólo es fiable, por su debilidad, para la región Ho II/A. Para esta región se encuentra un aumento sistemático de un 24% con la apertura. Este aumento podría ser debido a una abundancia mayor de He^+ en la región A1. De hecho, como veremos después, la diferencia de He^+ entre las subregiones A y A1 de Ho II son de un 35%.

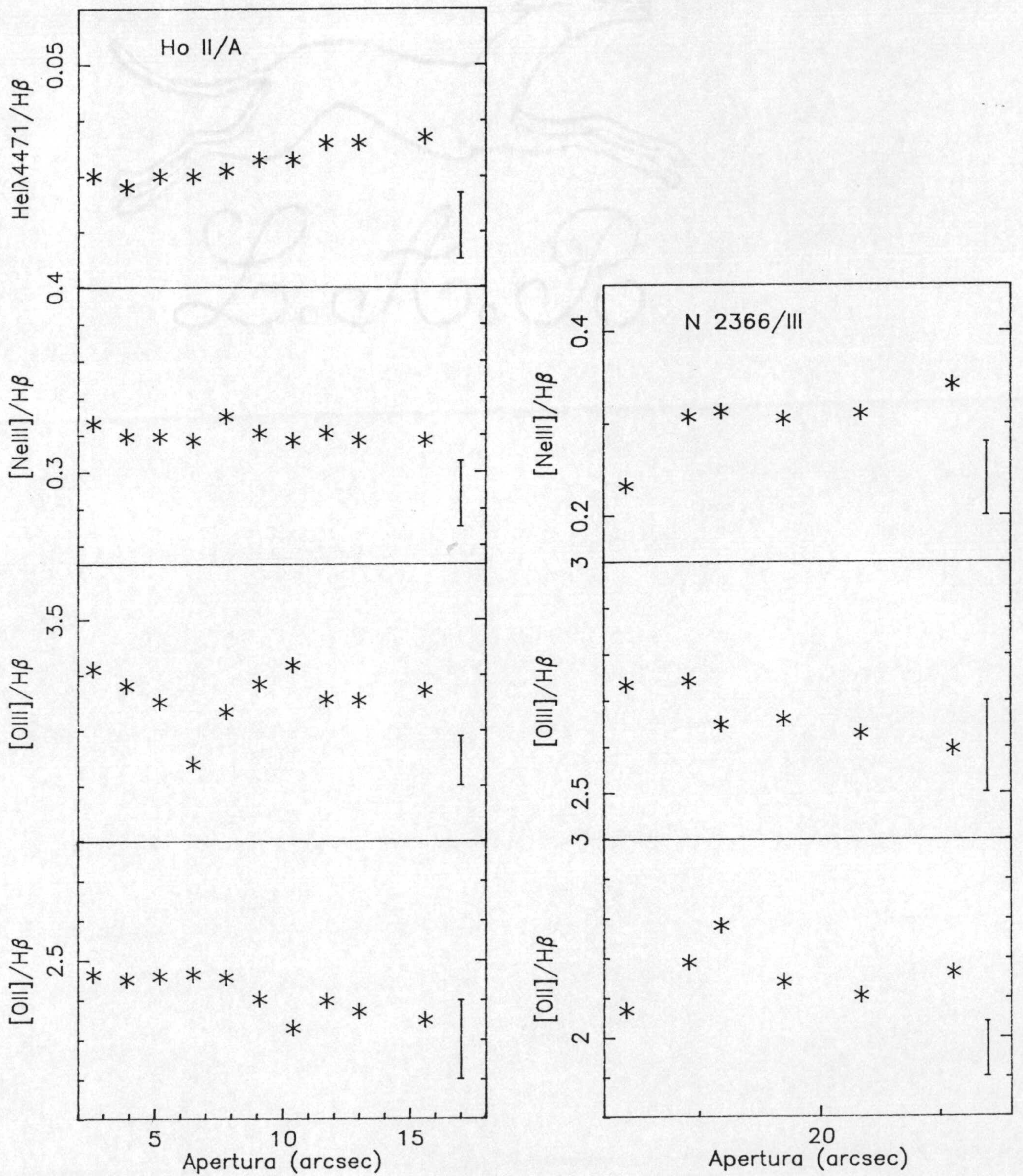


Figura III.1 – Variación de los parámetros observados en función de la apertura utilizada para regiones HII no resueltas.

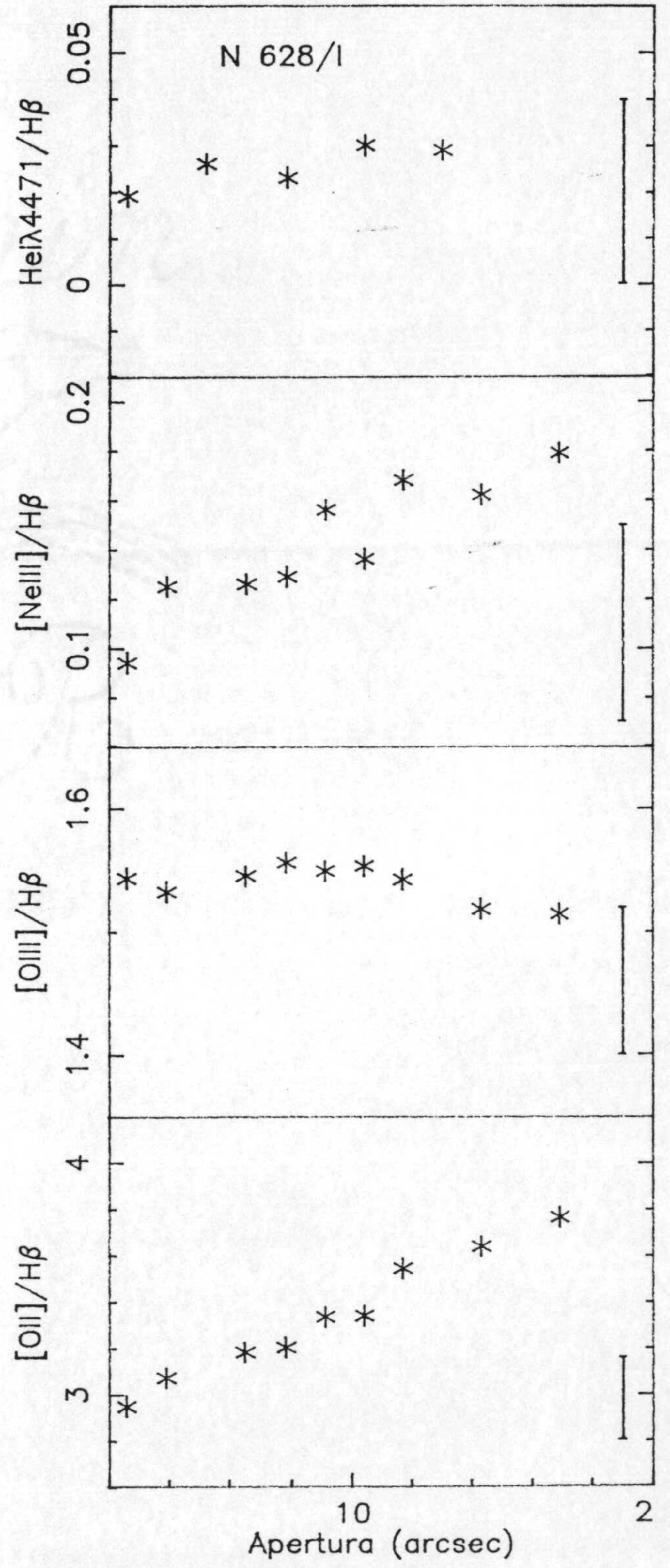
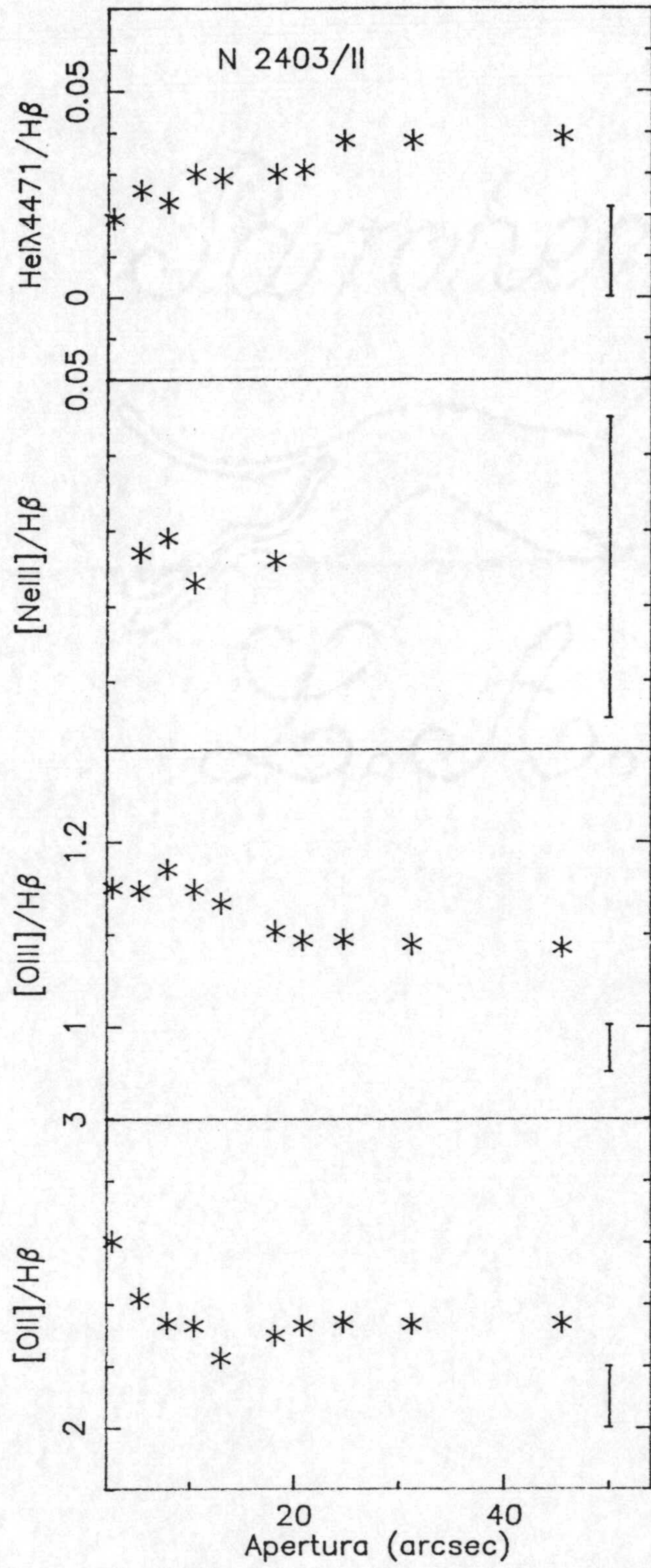


Figura III.1 - Continuación.

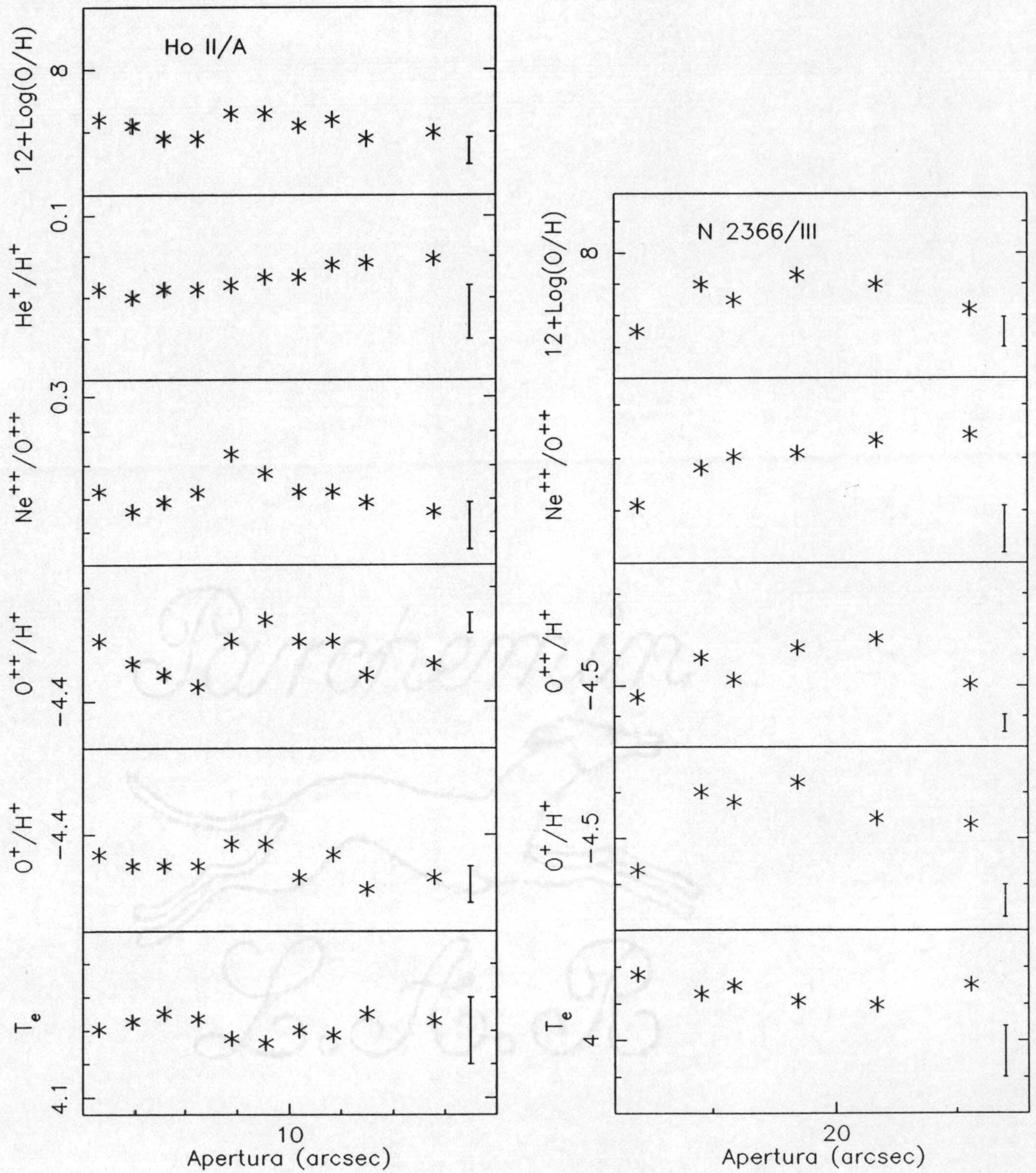


Figura III.2 — Variaciones de las abundancias iónicas y totales en función de la apertura utilizada para regiones HII no resueltas.

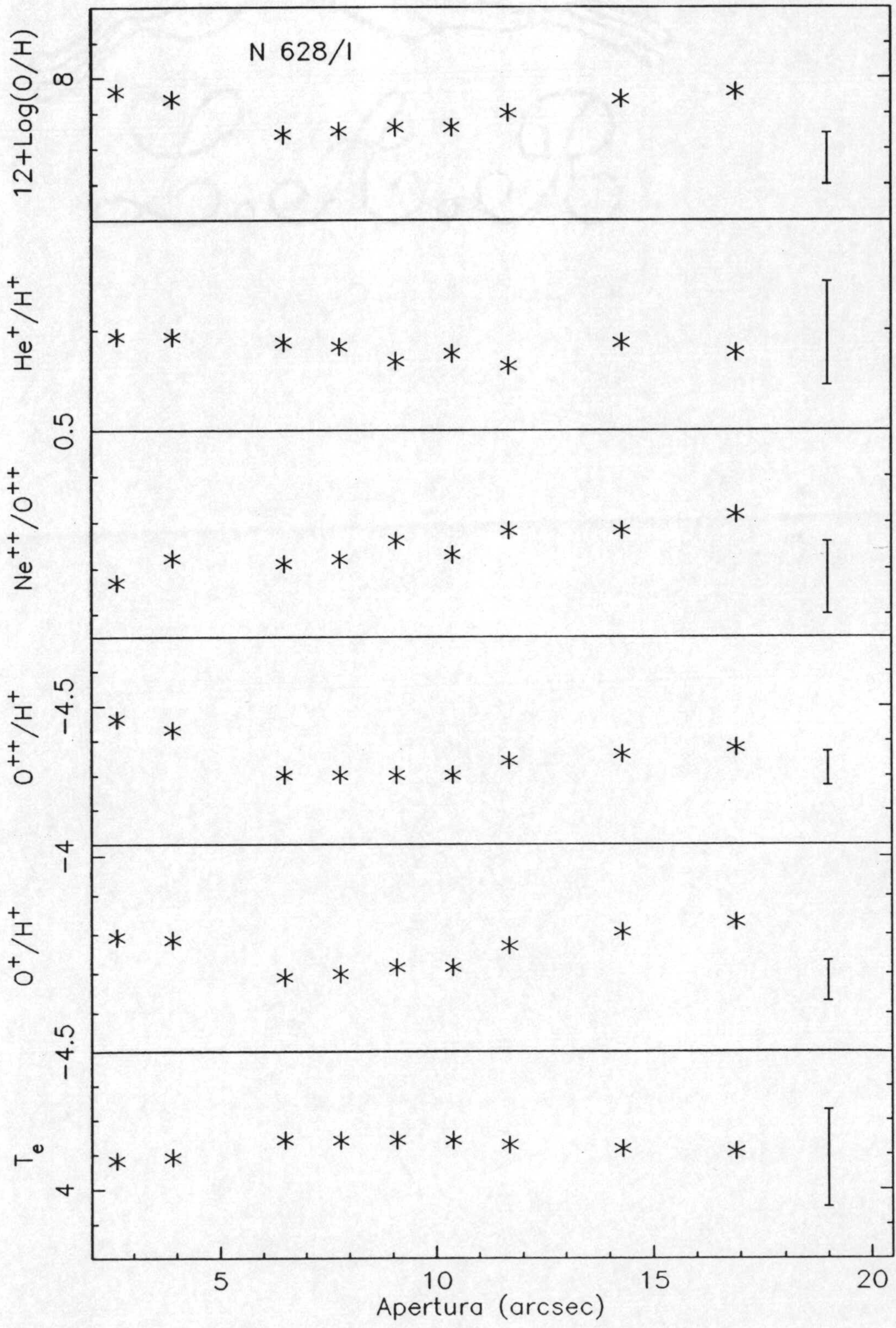


Figura III.2 - Continuación.

ii) Regiones con la Estructura de Ionización Resuelta

Existen otras cuatro regiones en las que la estructura de ionización, tanto para O^+ como para O^{++} , está resuelta. Estas son NGC 2403/I, NGC 2403/III, NGC 4214/I y NGC 2366/II. En todos los casos las variaciones de las relaciones $[OII]/H\beta$ y $[OIII]/H\beta$ están totalmente de acuerdo con las predicciones de los modelos de fotoionización (Stasinska, 1978). Se observa un aumento sistemático con la apertura de $[OII]/H\beta$ que va de un 10% para NGC 2403/I a un 26% para NGC 2366/II, frente a una disminución de $[OIII]/H\beta$ del mismo orden y nunca superior a un 15%. En el caso de $[NeIII]$, la variación es del mismo tipo que la encontrada para $[OIII]$; además, se obtiene una relación $[NeIII]/[OIII]$ constante como es de esperar para iones que proceden de la misma región en la nebulosa (ver figura III.3)

El análisis de la temperatura electrónica y de las abundancias iónicas sólo fue posible realizarlo para NGC 4214/I y NGC 2366/II en las que se detectó $[OIII]\lambda 4363$. En ambos casos se encontró un aumento sistemático de T_e de hasta unos 2000K, totalmente consistente con las predicciones teóricas (Stasinska, 1978). En cuanto a las abundancias iónicas (ver figura III.4), O^+ tiene tendencia en ambos casos a permanecer constante dentro de los errores, aunque con una leve disminución; mientras que tanto O^{++} como Ne^{++} presentan variaciones de hasta un 40% entre el core y toda la región (ver figura III.4). El hecho de que la relación Ne^{++}/O^{++} permanezca constante nos lleva a atribuir dichas variaciones a estructura interna de la región.

El He^+ no presenta variaciones apreciables pero, debido a que los errores en las intensidades de las líneas son de hasta un 80%, dicho resultado es sólo marginalmente significativo.

Como consecuencia de las variaciones encontradas en T_e , se obtiene que la disminución máxima de abundancia total de Oxígeno llega a ser como mucho de

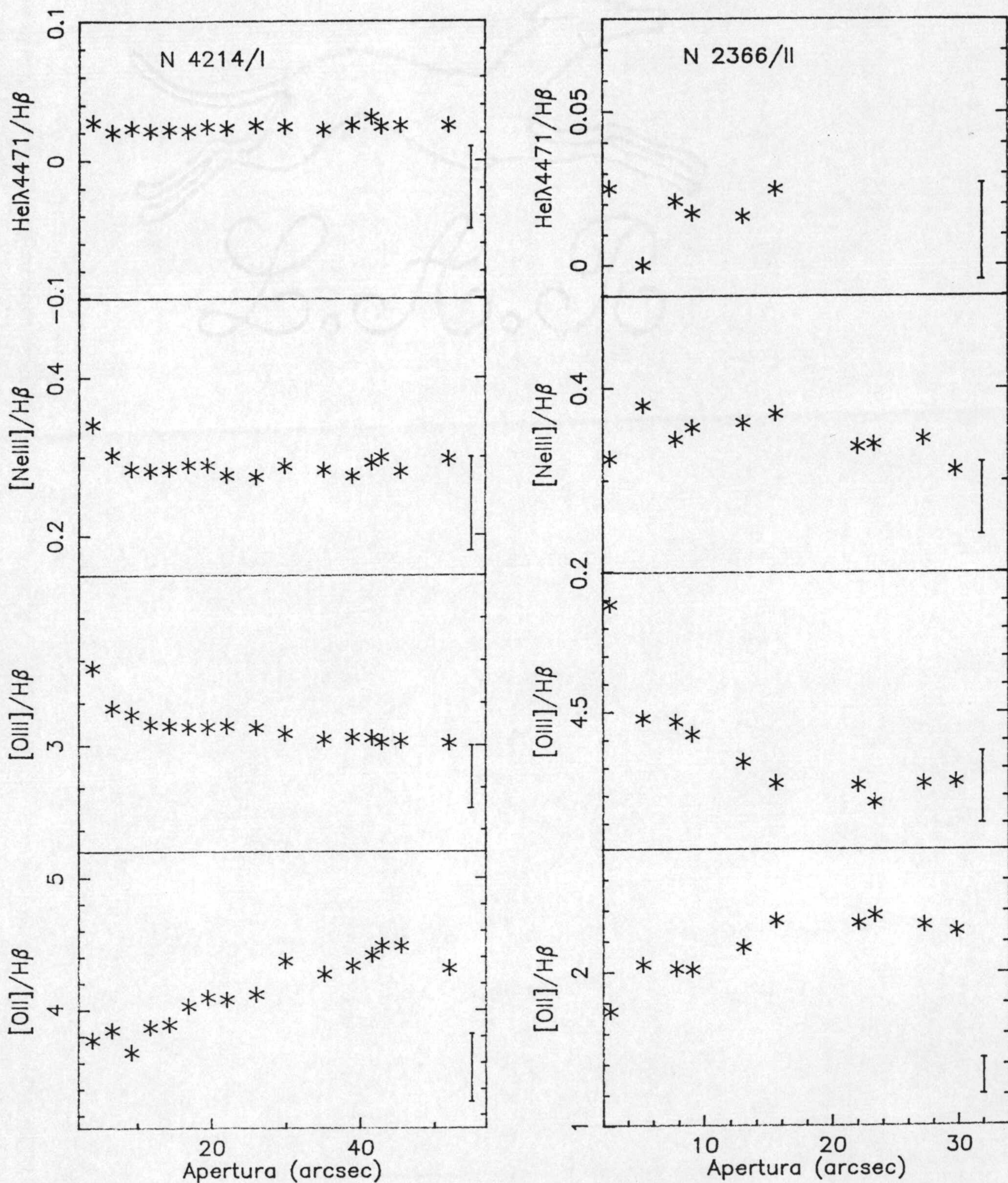


Figura III.3 — Variación de los parámetros observados en función de la apertura utilizada para regiones HII con la estructura de ionización resuelta.

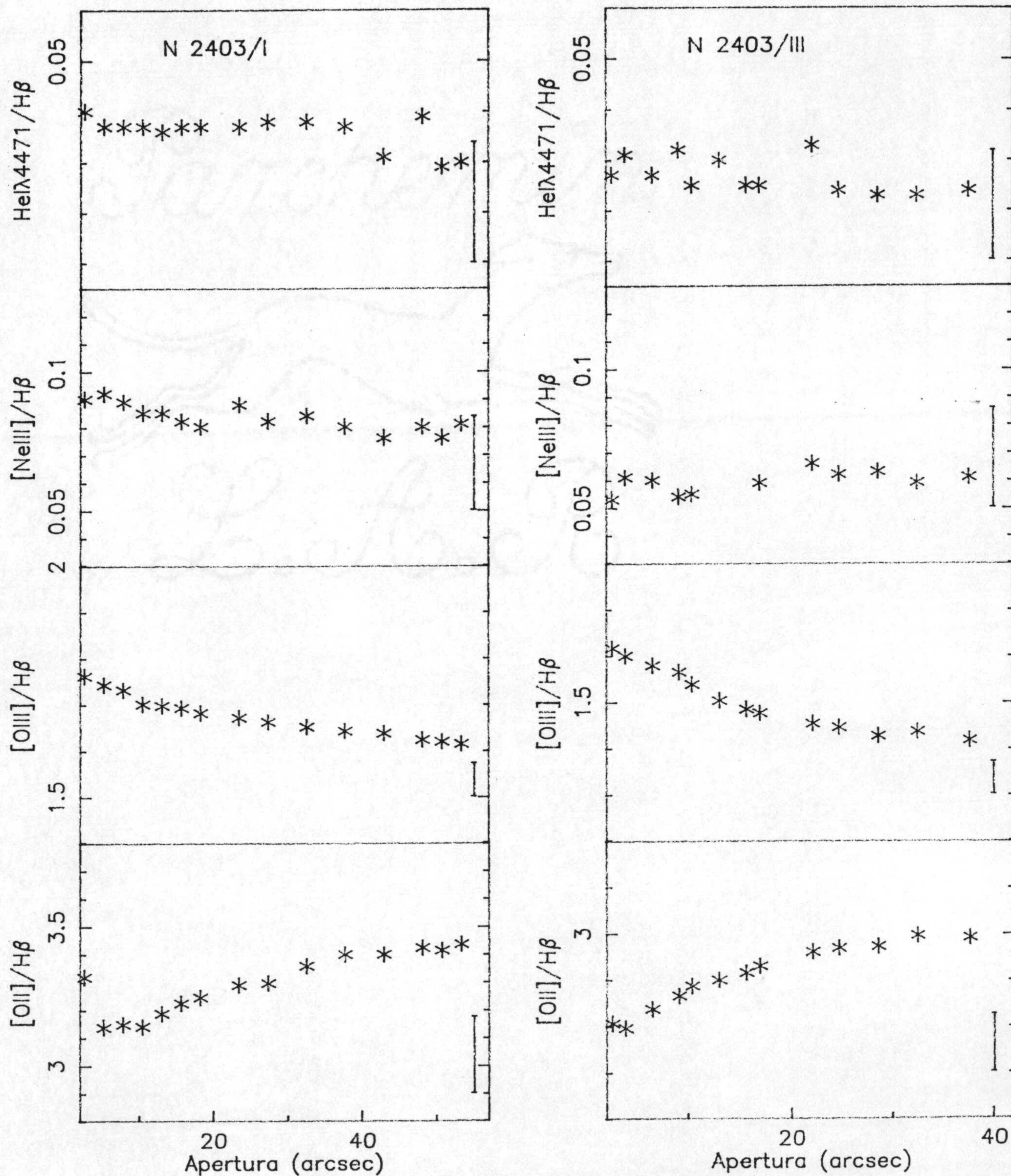


Figura III.3 - Continuación.

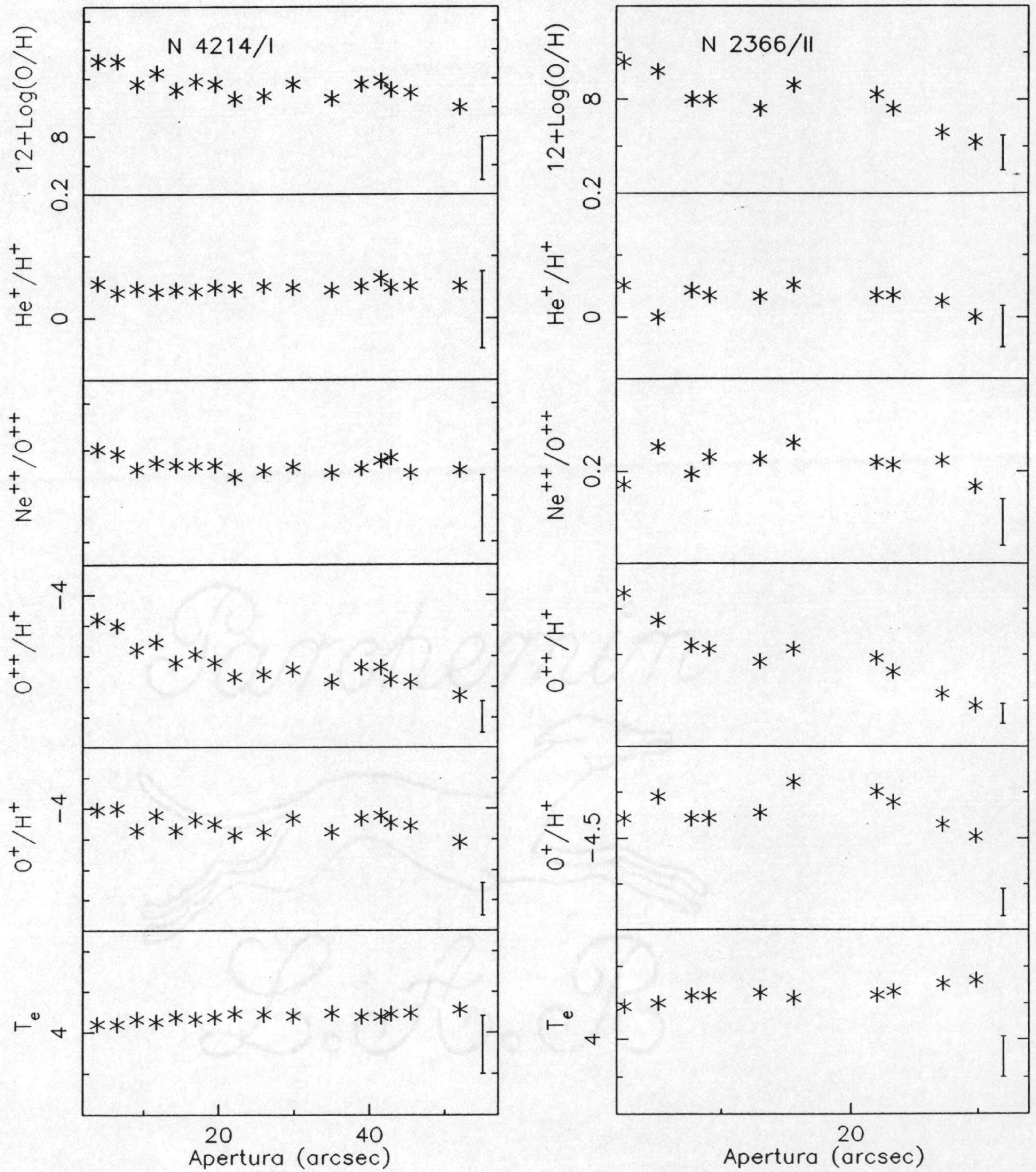


Figura III.4 – Variaciones de las abundancias iónicas y totales en función de la apertura utilizada para regiones HII con la estructura de ionización resuelta.

un 30%. De hecho, si asumimos una T_e constante para todas las aperturas, la relación O/H permanecería constante en toda la región.

iii) Regiones con múltiples Condensaciones

Hay cuatro regiones incluídas en este grupo IC 2574/II, IC 2574/III, NGC 592 y NGC 595. Como puede observarse en la figura III.5, las variaciones encontradas en ellas no siguen en ningún caso un comportamiento sistemático atribuible a la estructura de ionización sino que, por el contrario, dependiendo del brillo superficial de las subregiones incluídas en cada apertura las variaciones se presentan de una manera u otra. En estos casos, las intensidades relativas darán una idea de la subregión con mayor brillo superficial, con un "ruido" adicional, que puede producir variaciones de hasta un 30% en función del brillo superficial de las regiones adicionales incluídas.

El único caso en que es posible realizar un análisis detallado de las abundancias químicas es IC 2574/II ya que es la única región HII en que la línea de [OIII] λ 4363 fue detectada. En este caso (ver figura III.6), la temperatura electrónica muestra una disminución con la apertura de un 25% lo que es equivalente a 3800 K. Si tomamos esta cantidad en consideración y tenemos en cuenta que la región B es más fría que la A en 3300K (ver siguiente apartado), todo el efecto encontrado es atribuible a esa diferencia. Por tanto, esta variación en T_e se verá amplificada en el cálculo de las abundancias iónicas, obteniéndose variaciones en O^+ de un 37% y en O^{++} de hasta un 50% y, consecuentemente, se tendrá una variación en la abundancia total calculada de Oxígeno de hasta un 40%. Este resultado, aunque sorprendente, es totalmente consistente con las diferencias de un 53% encontradas entre la región A y B. En cuanto a la relación Ne^{++}/O^{++} , las variaciones son pequeñas ($\sim 16\%$) y totalmente compatibles con errores observacionales. Nótese que dicha relación es la misma para las dos regiones (ver siguiente

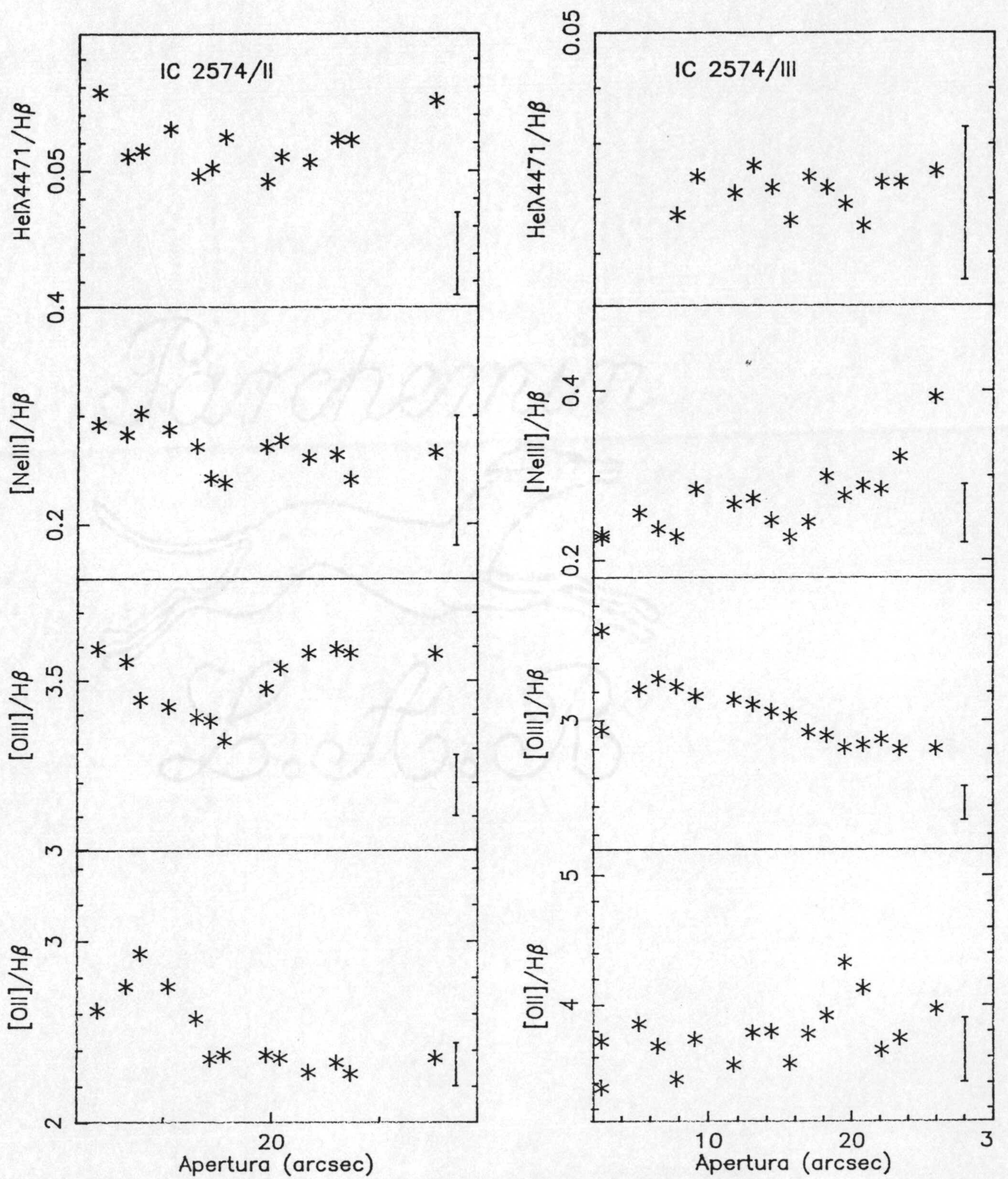


Figura III.5 – Variación de los parámetros observados en función de la apertura utilizada para regiones HII con múltiples condensaciones.

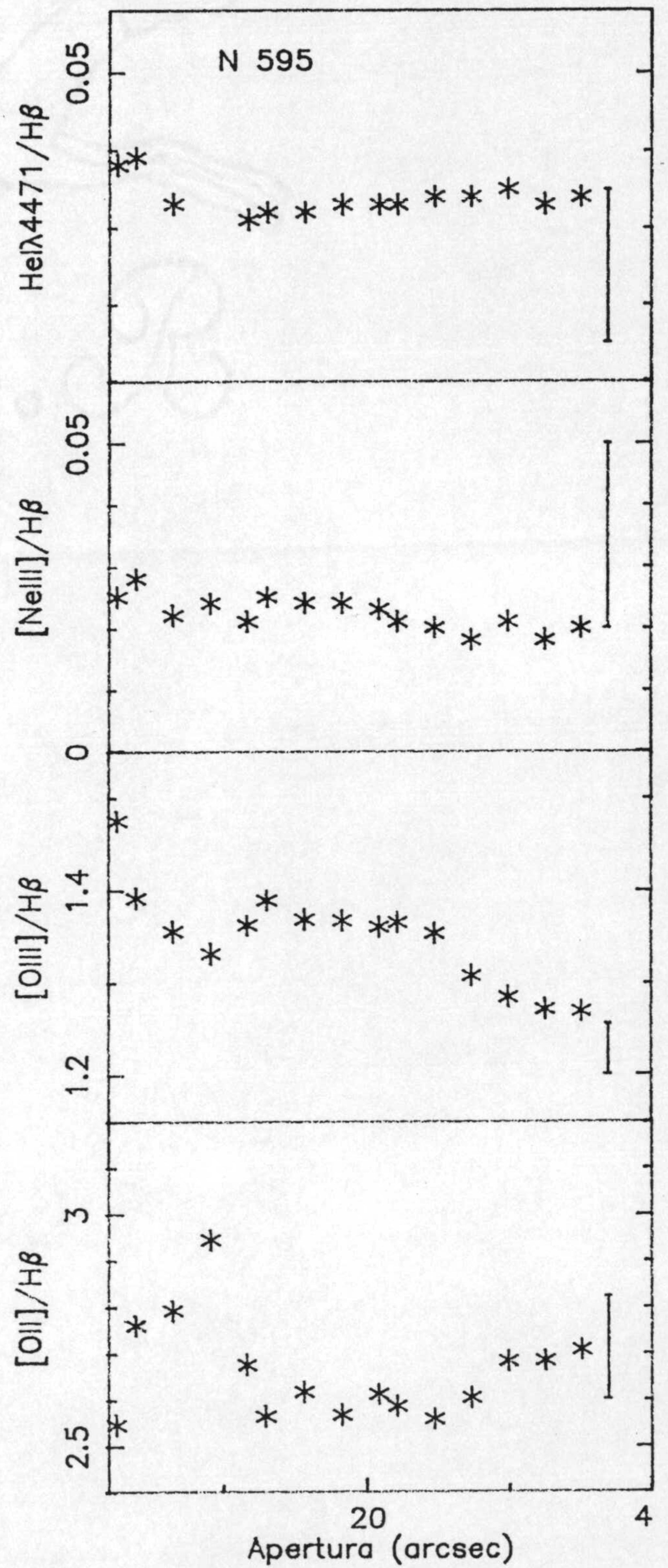
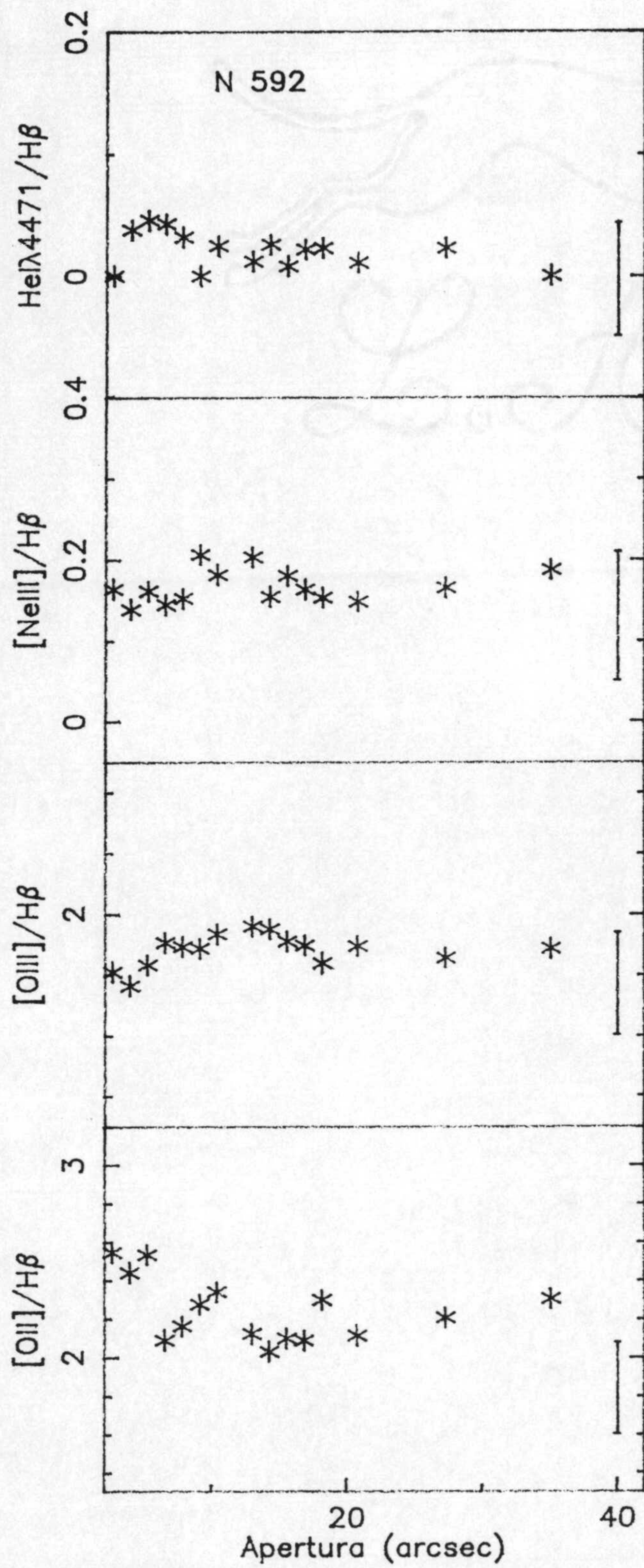


Figura III.5 - Continuación.

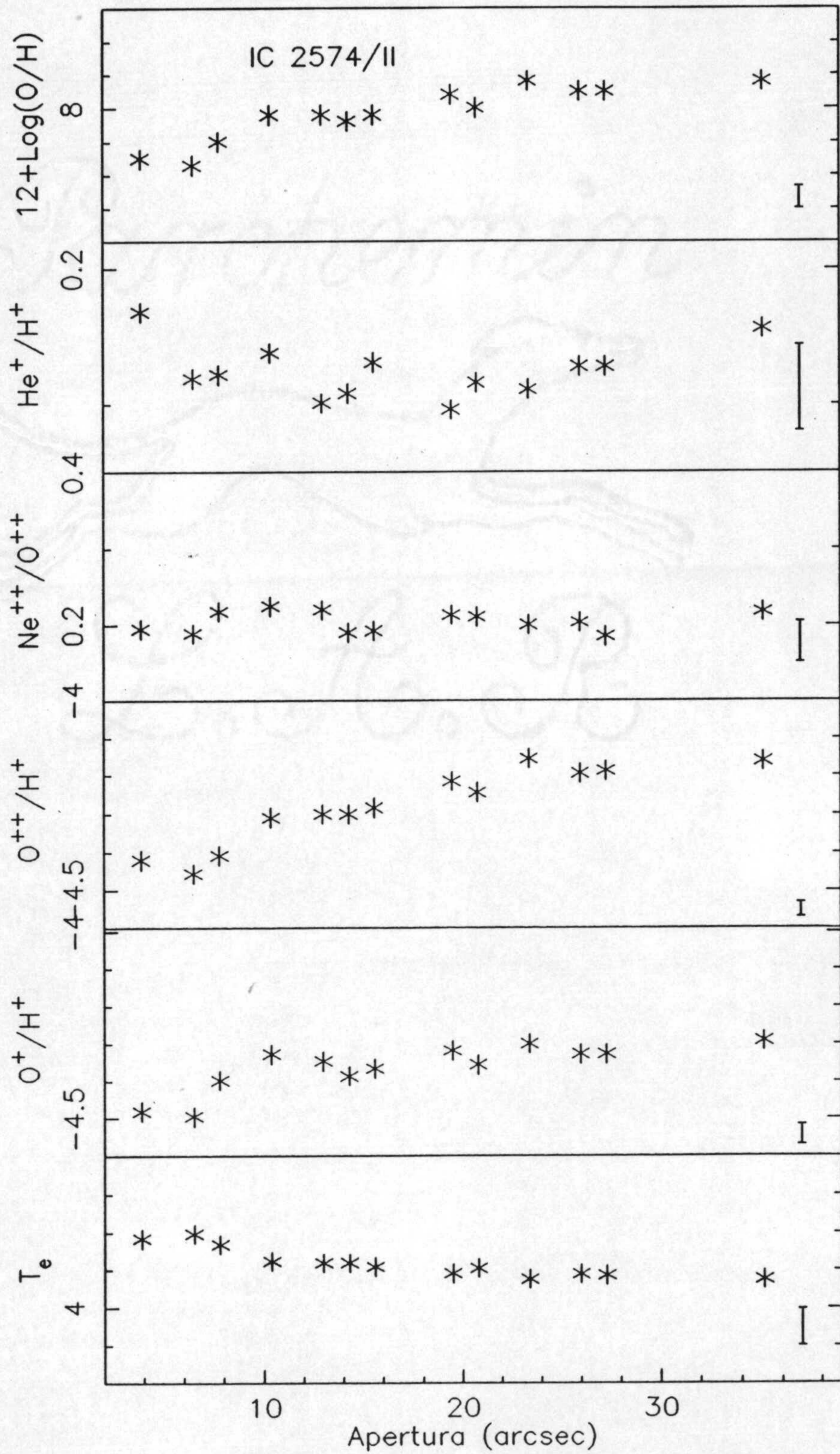


Figura III.6 — Variaciones de las abundancias iónicas y totales en función de la apertura utilizada para regiones HII con múltiples condensaciones.

apartado). En el caso de He^+ , y debido a los elevados errores observacionales, la diferencia encontrada es totalmente compatible con ellos, aunque hay que señalar que la diferencia entre las regiones A y B es de un 21% en el sentido de más Helio en la subregión B.

Del análisis realizado se obtiene que en regiones HII próximas, con la estructura de ionización resuelta, el hecho de no incluir toda la nebulosa en los espectros no origina grandes errores en la determinación de las abundancias químicas totales de la región. Si tomamos las regiones por nosotros analizadas como representativas de dicho fenómeno, las variaciones en las abundancias no son nunca mayores de un 20-30%. Sin embargo, en regiones HII lejanas donde la estructura de ionización no está resuelta, los errores inducidos al utilizar diferentes aperturas son más importantes. Si la región HII contiene sólo una condensación, las abundancias encontradas serían representativas de dicha región con un error máximo de un 30%. En el caso de regiones formadas por múltiples condensaciones, las propiedades físicas que se obtengan serán sólo representativas de la región de mayor brillo superficial, pero con un error que puede llegar a ser de hasta un 50% dependiendo de la proximidad en propiedades físicas de las diferentes subregiones que están entrando en el espectro integrado de toda la región. Estos resultados son consistentes con las variaciones que se encuentran al comparar las abundancias determinadas por diferentes autores (Skillman, 1984; Peimbert y Spinrad, 1970; Shields y Searle, 1978; Rayo, Peimbert y Torres-Peimbert, 1982; Talent, 1980) para observaciones con aperturas diferentes (ver tabla III.1).

El caso del Nitrógeno es particularmente interesante ya que es uno de los elementos que más influencia tienen a la hora de confeccionar modelos de evolución química de las galaxias, puesto que los gradientes que se encuentran para este elemento son mayores que para el Oxígeno (Edmunds y Pagel, 1984). Desafortunadamente, el rango cubierto por nuestras observaciones de RHGE (que fueron observadas con un propósito diferente al de esta Tesis), no permite el estudio del Nitrógeno, lo que nos limita al análisis de los datos consignados en la tabla III.1 y de los de Skillman (1984).

Tabla III.1

Región	Apert.	Log(O/H)	Log(N/H)	Log(Ne/H)	He/H	Ref.
NGC 5471	7"	-3.87	-5.49	—	—	(1)
	3".8 × 12".4	-3.81	-5.38	-4.41	—	(2)
	22"	-4.03	-5.09	-4.77	0.066	(3)
NGC 6822/HuX	30"	-3.91	-5.65	-4.68	0.085	(5)
	4"	-3.60	-5.43	-4.36	0.082	(4)
NGC 6822/HuV	30"	-3.81	-5.51	-4.66	0.067	(5)
	4"	-3.72	-5.64	-4.42	0.080	(4)
NGC 6822/HuIII	30"	-3.50	-5.27	-4.21	0.087	(5)
	4"	-3.70	-5.30	-4.05	0.098	(4)
NGC 6822/HuI	30"	-3.94	-5.46	-4.79	0.089	(5)
	4"	-3.76	-5.38	-4.24	0.089	(4)

(1) Shields y Searle (1978)

(2) Rayo, Peimbert y Torres-Peimbert (1982)

(3) Skillman (1984)

(4) Talent (1980)

(5) Pagel, Edmunds y Smith (1980)

Para ambos grupos de datos obtenemos que, de manera sistemática, la relación N^+/O^+ aumenta al aumentar la apertura. Este resultado es sorprendente puesto que ambos iones supuestamente proceden de la misma zona y, por lo tanto, aquella relación debería permanecer constante. Dado que también se encuentra la misma tendencia con la relación Ne^{++}/O^{++} , que por las mismas razones debería también permanecer constante, creemos que el efecto es producido por la inclusión de diferentes zonas de emisión en cada apertura.

3.- DIFERENCIAS PUNTO A PUNTO EN LAS RHGE

En la tabla 1 del Apéndice A se muestran las intensidades de las líneas, corregidas de enrojecimiento, para las diferentes zonas analizadas en cada región HII. En determinados casos (NGC 4214/I C y D, NGC 628/I AB y B, NGC 2366/III B, NGC 2403/II C, NGC 2403/III C, IC 2574/III C y D) la corrección de enrojecimiento no fue posible realizarla debido a la extrema debilidad de la línea $H\gamma$. Estas zonas no se incluyeron en el análisis que realizaremos a continuación puesto que nuestro interés era el estudio de variaciones espaciales en regiones HII y el bajo brillo superficial de dichas zonas podría introducir resultados erróneos en nuestro análisis. De hecho sólo se detectaron en dichas zonas las líneas [OII], [OIII] y $H\beta$. Por otra parte, algunas de ellas presentan un ancho equivalente en $H\beta$, $W\beta$, menor de 10 \AA , lo que nos llevó a pensar que podrían representar zonas de las regiones HII en estados muy evolucionados (Dottori, 1981; Copetti, Pastoriza y Dottori, 1986) y, por lo tanto, aunque no claramente visible en los espectros debido a su baja relación S/N, la medida del flujo en $H\beta$ podría estar afectado de absorción estelar por la presencia de estrellas de tipos espectrales relativamente tardíos, B y A.

El número total de regiones que utilizamos finalmente en nuestro análisis fue de 16. Además, se incluyeron los datos de NGC 604 obtenidos por Díaz et al. (1987), lo que hará un número total de 17 regiones que, en principio, podrían

resultar representativas de las propiedades físicas de regiones HII gigantes y con toda probabilidad de galaxias HII.

El espectro observado de una región HII depende fundamentalmente de tres parámetros: la metalicidad, Z , la temperatura efectiva del cúmulo ionizante, T_{eff} , y el parámetro de ionización, U . Así pues, las variaciones obtenidas en el espectro observado reflejarán variaciones de alguno de estos parámetros, lo que analizaremos en este apartado. Puesto que nuestro interés con el estudio que aquí se presenta es discernir que parámetros se pueden utilizar como característica global de una región HII, independientemente de su estructura detallada, pasaremos a hacer un análisis de las variaciones encontradas de forma que nos permitan identificar qué parámetros son utilizables para una caracterización global de una región HII y cuáles no.

i) Distribución de abundancias en RHGE

Comenzaremos con la distribución de Z . Una primera inspección de las intensidades relativas de las líneas (tabla 1 del Apéndice A) nos lleva a la conclusión de que el espectro observado presenta grandes variaciones punto a punto dentro de la nebulosa, en particular en la relación $[OII]/[OIII]$, parámetro que como es bien sabido se ha utilizado tradicionalmente para medir la excitación de la nebulosa. Dado que dicho parámetro es muy sensible a la corrección de extinción, antes de discutir las posibles causas de las variaciones encontradas, se ha analizado la posible existencia de efectos sistemáticos que podrían deberse a una deficiente determinación de $C\beta$. En la figura III.7 se muestra la relación $[OII]/[OIII]$ versus $C\beta$, donde se ha utilizado un símbolo diferente para cada región HII. Excepto en el caso de NGC 4214/I B, para la que probablemente el enrojecimiento está sobreestimado debido a la presencia de absorciones bajo las líneas $H\beta$ y $H\gamma$ (la anchura equivalente de $H\beta$ es de 7.5 \AA), en el resto de las regiones las variaciones

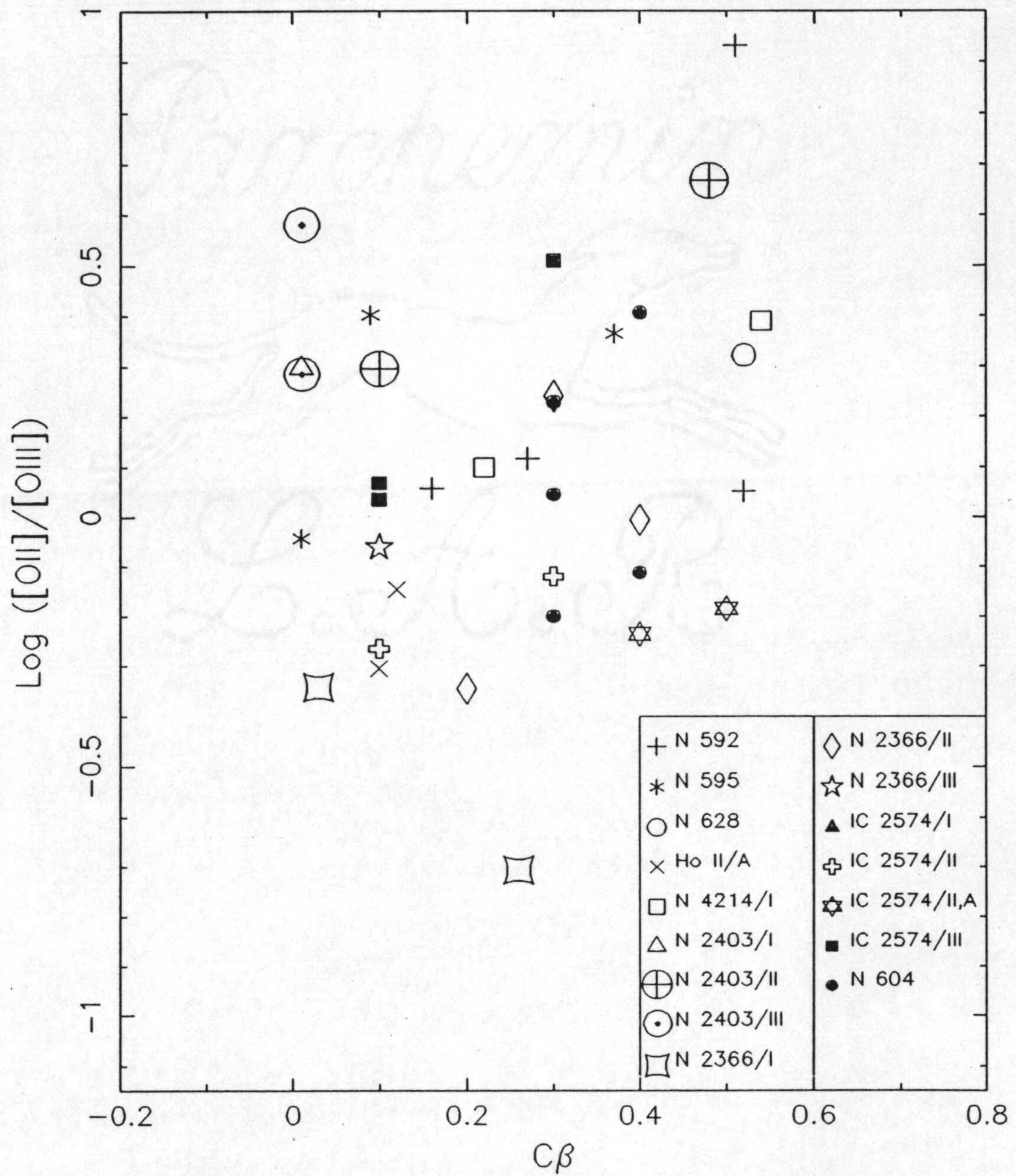


Figura III.7 — *Parámetro de Excitación, $[\text{OII}]/[\text{OIII}]$, vs coeficiente de enrojecimiento, $C\beta$. Los símbolos utilizados para cada región HII se indican en el recuadro.*

encontradas no parecen presentar efectos sistemáticos apreciables en $C\beta$. Ya que dicho cociente (que es una medida de las poblaciones relativas del Oxígeno en diferentes estados de ionización) es mucho más sensible a las condiciones físicas locales de la región que a las abundancias químicas, lo utilizaremos como referencia para el análisis del comportamiento de las diferentes líneas. De esta forma podrá concluirse si las variaciones en el espectro emitido son únicamente debidas a las condiciones locales en cada punto de la región o si, por el contrario, existen verdaderas inhomogeneidades en la composición química.

En las figuras III.8 a, b y c se presentan, frente a $[OII]/[OIII]$, tres cocientes de intensidades que, a nuestro juicio, pueden resultar útiles para dilucidar las posibles causas de las variaciones encontradas. Nos referimos a las relaciones $[OIII]/H\beta$, $[NeIII]/[OIII]$ y $[OII]+[OIII]/H\beta$. Pues mientras que el primero de ellos es sensible a las condiciones físicas de la región, los otros dos son mucho más dependientes de la composición química, en particular el último.

En principio, la relación $[OIII]/H\beta$ fue utilizada por Shields y Searle (1978) como indicador de abundancia en galaxias espirales, puesto que dicho parámetro aumenta con la distancia galactocéntrica. Sin embargo, posteriormente ha sido mostrado (McCall, 1982; Edmunds y Pagel, 1984) que, aunque ciertamente dicho parámetro es sensible a la metalicidad de la región, también dependerá de las condiciones particulares de ésta, especialmente de la temperatura efectiva del cúmulo ionizante (Campbell, 1986; Evans y Dopita, 1985). En la figura III.8a puede observarse que existen variaciones importantes dentro de una misma nebulosa siendo especialmente resaltable el hecho de que las nebulosas de alta excitación ($\log [OII]/[OIII] < 0.0$) presentan una variación mucho menor que aquéllas de excitación moderada o baja. Esta diferencia puede interpretarse como debida a una variación de la T_{eff} en ambos casos, aunque sin descartar una variación en el parámetro de ionización que afectará mucho más a la relación $[OII]/[OIII]$ que a $[OIII]/H\beta$. Teniendo en cuenta la figura 2 de Evans y Dopita (1985), las regiones de alta excitación parecen agruparse en zonas con T_{eff} elevada ($\sim 45000-50000$ K) y una variación en dicha T_{eff} de 16000 K, manteniendo constante tanto la

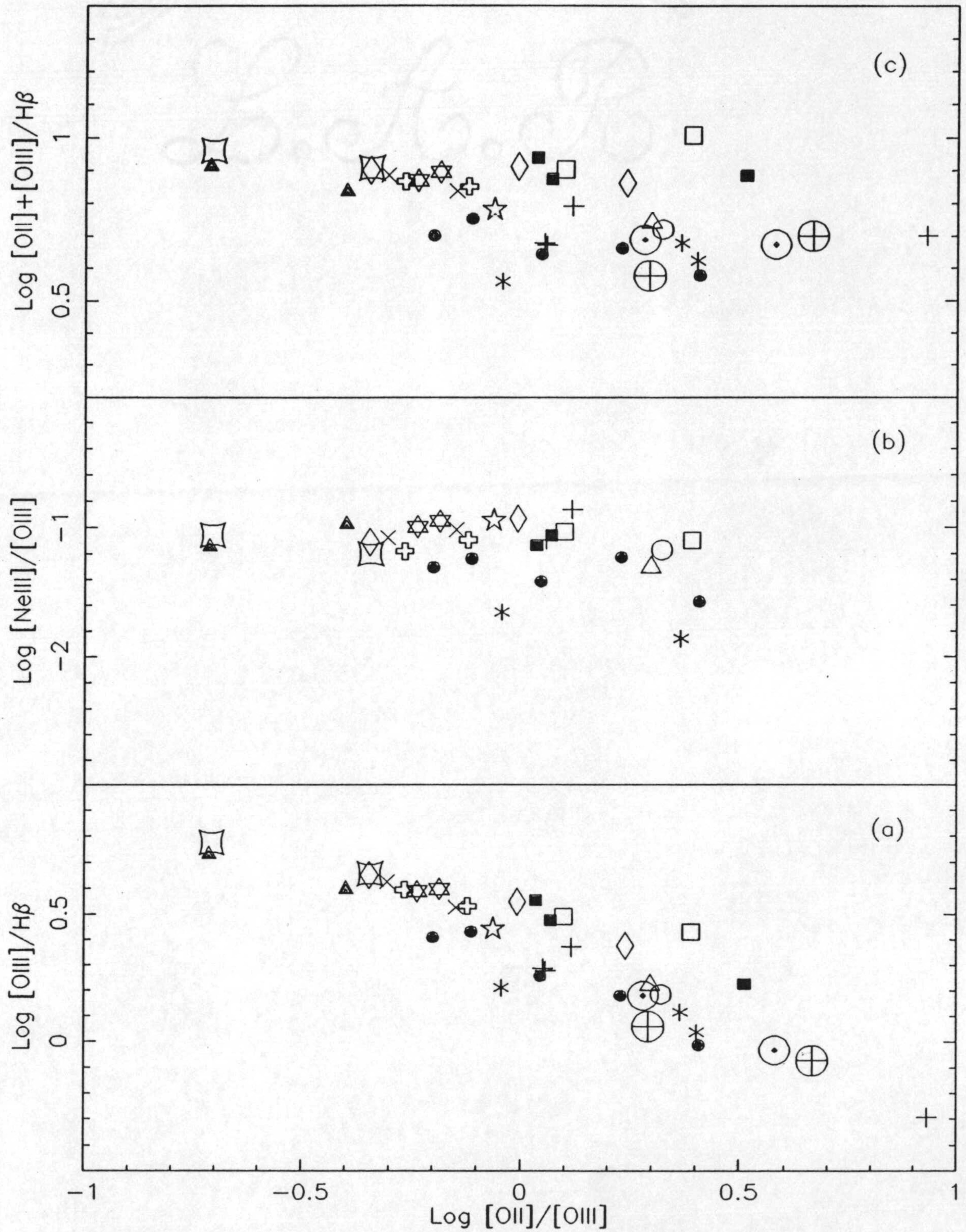


Figura III.8 – Intensidades relativas de $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ (a), $[\text{NeIII}]/[\text{OIII}]$ (b) y $[\text{OII}]+[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ (c) en función del parámetro de Excitación, $[\text{OII}]/[\text{OIII}]$. Los símbolos utilizados son los mismos que los de la fig. III.7.

abundancia como el parámetro de ionización, da lugar a tan sólo una diferencia en la relación $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ de un 40%; mientras que en regiones de T_{eff} menor, como es el caso para nuestras regiones de baja excitación, una diferencia de 3000 K en T_{eff} produce una variación en $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$ de hasta un 80%.

En lo que respecta a la relación $[\text{NeIII}]/[\text{OIII}]$, dado que es el cociente de dos líneas procedentes del mismo estado de ionización, es razonable suponer que no será muy sensible a las condiciones locales pero sí a las inhomogeneidades de abundancias de la nebulosa, es decir, a las variaciones en la relación Ne/O. Como puede observarse en la figura III.8b, dentro de los errores observacionales (que llegan a ser para la medida de $[\text{NeIII}]$ de hasta un 40% en los peores casos), dicha relación permanece constante para las diferentes zonas de una nebulosa e incluso no es muy diferente cuando se comparan entre sí diferentes regiones HII.

Por último, la relación $[\text{OII}]+[\text{OIII}]/\text{H}\beta$, ya que es la suma de toda la emisión del Oxígeno, nos dará una idea de la homogeneidad de composición química dentro de una nebulosa. Edmunds y Pagel (1984) lo utilizaron como potencial calibrador de abundancias químicas y aunque ellos notaron que no es del todo insensible a variaciones de T_{eff} , es el parámetro que mejor idea da de la metalicidad en ausencia de la línea de $[\text{OIII}]\lambda 4363$. Nuestros datos sugieren (ver figura III.8c) que aunque no es descartable una variación de T_{eff} (como después veremos), este parámetro permanece constante dentro de cada nebulosa, encontrando que la variación máxima es sólo de un 20%, lo que está dentro de los errores.

Puesto que el análisis global precedente apunta en la dirección de homogeneidad de composición química dentro de una región HII, hemos realizado el estudio detallado de las variaciones punto a punto de la metalicidad en aquellas regiones donde $[\text{OIII}]\lambda 4363$ fue detectada y, por consiguiente, Z puede ser directamente determinada. Dicho estudio se aplicó a 17 espectros correspondientes a ocho regiones HII. Los resultados obtenidos (tabla 2 del Apéndice A) indican que la abundancia de Oxígeno, O/H, permanece constante a lo largo de la nebulosa. La máxima variación es siempre menor de un 30% y puede atribuirse a la presencia

de fluctuaciones en la temperatura o bien a errores de medida. Estos resultados son totalmente consistentes con los que se obtuvieron del análisis de multiapertura. Precisamente por esa consistencia, es de resaltar el caso de dos regiones, IC 2574/II y NGC 604, en las que la abundancia de Oxígeno presenta variaciones significativamente mayores. Para IC 2574/II, la diferencia entre las zonas A y B es de un 140% y para NGC 604 de un 58%. En NGC 604 la causa de dicha variación fue investigada previamente por Vílchez (1987) y Díaz et al. (1987). En esos trabajos se sugiere que la diferencia observada puede ser debida a un enriquecimiento local en oxígeno en la zona A producido con toda probabilidad por la presencia de un remanente de supernova en el sureste de dicha región (Benvenuti, D'Odorico y Dumontel, 1979). Sin embargo dicha hipótesis tiene un inconveniente ya que, en ese supuesto, sería de esperar un exceso de la relación N/O en dicha zona y sin embargo no parezca ser ese el caso.

Por lo que respecta a IC 2574/II hay que señalar que los datos de las regiones I y III de la misma galaxia no indican gradientes importantes en la relación O/H, con un valor muy parecido al obtenido para la zona A de aquella región HII. De forma que el alto valor encontrado en la zona B debe considerarse como un efecto de fenómenos puramente locales. La única explicación razonable al enriquecimiento local en la zona B podría ser, al igual que en NGC 604, la posible presencia de una Supernova, aunque ésta sea la única evidencia de su existencia y, por lo tanto, no es del todo probatoria. Dado que no disponemos de datos para las líneas de [OI], [SII] y [NII], sensibles a mecanismos de excitación diferentes a la fotoionización (ionización por choques en particular), consideramos que dicha explicación necesita de nuevas observaciones para obtener una conclusión definitiva.

En suma, dentro de los errores observacionales y con la excepción de dos casos particulares, que podrían contener remanentes de Supernovas, nuestro análisis indica claramente que la abundancia de Oxígeno es una característica homogénea de las RHGE. Este resultado es importante pues fija un parámetro fundamental a la hora de caracterizar las RHGE. Tiene además consecuencias prácticas ya que, como luego veremos, se trata de una característica global, lo que permite

considerarla plenamente a la hora de analizar las galaxias HII. Finalmente, para aquellas RHGE para las que no puede determinarse directamente la temperatura efectiva, y en consecuencia, las abundancias químicas sólo pueden ser estimadas a partir de métodos empíricos, podrán adoptarse esas estimaciones sin necesidad de conocer los detalles estructurales de cada región HII. De esa forma se han podido caracterizar todas las RHGE, cuyos datos se presentan en la tabla 2 del Apéndice A.

Una vez concluido que la distribución de O/H es homogénea dentro de una RHGE, pasamos a analizar lo que ocurre con las abundancias de otros elementos. En primer lugar hemos considerado el Helio.

Respecto al ión He^+ , las únicas regiones para las que se pudo detectar la línea $\text{HeI}\lambda 4471$ con suficiente relación S/N en diferentes zonas y, en consecuencia, calcular la abundancia de ese ión de manera directa son NGC 595, Ho 2, IC 2574/II y NGC 604. El resultado obtenido es altamente significativo ya que en todos los casos la variación encontrada entre dos puntos cualesquiera de una misma RHGE es inferior al 20%, diferencia que es incluso menor que los errores observacionales. Así, para estas regiones como para todas las demás, es totalmente asumible el que se consideren solamente las medidas de $\text{HeI}\lambda 4471$ del espectro integrado.

Debemos señalar que para el cálculo de la abundancia de He^+ no se ha tenido en cuenta la posible influencia de la excitación colisional sobre la intensidad de la línea $\text{HeI}\lambda 4471$ ya que, para las temperaturas y densidades electrónicas que encontramos en las RHGE analizadas, ese efecto no pasaría del 2-3% de la intensidad debida a recombinación. Tampoco hemos considerado la influencia de las autoabsorciones puesto que, siguiendo los cálculos de Robbins (1968), la corrección será inferior al 5%.

Para calcular la abundancia total de Helio, se ha utilizado como FCI el sugerido por Kunth y Sargent (1983). Dicha corrección ha sido discutida por diversos autores, en particular por Pagel, Terlevich y Melnick (1986), en base a que no tiene

una fundamentación física clara. Sin embargo hay que notar que la corrección de Kunth y Sargent funciona adecuadamente (no peor que las otras en cualquier caso) y es fácilmente aplicable por no necesitar de medidas de líneas a muy diferentes longitudes de onda.

Es de señalar que la fracción $X(\text{He}^+)/X(\text{H}^+)$ depende de la densidad electrónica para una fracción O^{++}/O dada. Esto puede inducir a errores importantes en la determinación de la abundancia total de Helio para aquellas regiones HII con bajas temperaturas efectivas, en las que debe existir una parte considerable de Helio en estado neutro. Sin embargo, incluso para ese tipo de regiones, Stasinska (1978) ha sugerido, en base a sus modelos, que debido a una mayor proporción de fotones con energías superiores a 24.6 eV, el He se puede ionizar más fácilmente que el H. Una discusión más detallada sobre los problemas que afectan a la determinación de la abundancia total de Helio se pospone hasta la Segunda Parte de esta Tesis ya que para las galaxias HII disponemos también de información sobre la línea de $\text{HeI}\lambda 5876$ y la discusión puede ser más completa. Teniendo en cuenta todos los problemas discutidos hasta aquí consideramos que los valores de He/H dados en la tabla 2 del Apéndice A, son una cota superior a la abundancia real de Helio en esas RHGE.

Vamos a considerar a continuación la abundancia de Neón a partir del cociente $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$. Como ya se discutió en el apartado 1, las incertidumbres sobre la forma detallada del continuo ionizante pueden originar problemas a la hora de evaluar la abundancia total de Ne, a partir del estado dos veces ionizado. En todo caso, lo que si sabemos es que la fracción $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$ será en cualquier caso un límite superior a Ne/O . De todas las regiones analizadas, ha sido posible estudiar el comportamiento de $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$ en 11 de ellas (ver tabla 2 del Apéndice A). En general, las diferencias punto a punto encontradas son menores del 20% excepto en dos casos, NGC 595 y NGC 604. Para la primera, las diferencias llegan a ser del 33% pero, dados los errores en la línea de $\text{NeIII}\lambda 3869$, la variación podría no ser real. En cuanto a NGC 604, las diferencias llegan a ser del 50% y los errores reportados por Vílchez son menores del 10%, excepto para su zona C (ver también

Díaz et al., 1987). De hecho, si se excluyen los datos relativos a esa zona, las diferencias máximas se reducen al 18% y por lo tanto no son significativas.

En conclusión puede decirse que también la relación Ne/O es homogénea dentro de una RHGE dada. Este resultado era, por otra parte, esperable ya que, siendo el Ne un producto de la nucleosíntesis supuestamente sintetizado por las mismas estrellas que producen el oxígeno, ambos elementos deben tener en principio la misma distribución espacial.

En suma, y a la vista de los resultados presentados, puede concluirse que la composición química de una RHGE, al menos en lo que respecta al Helio, Oxígeno y Neón, es homogénea dentro de una región dada.

ii) Inhomogeneidades espaciales de T_{eff} y de U en RHGE

Contrastada la homogeneidad de la composición química dentro de una RHGE dada, las diferencias observadas entre diferentes zonas de una región tienen que deberse a variaciones en la temperatura efectiva o en el parámetro de ionización, o en ambos a la vez. Dentro del concepto de parámetro de ionización, se engloban parámetros digamos geométricos como la densidad electrónica y la estructura del medio ionizado (Pagel et al, 1979). De hecho, suponiendo una geometría esférica, con las estrellas ionizantes agrupadas en la parte central de modo que la fuente ionizante pueda considerarse puntual, rodeada por nubes o por filamentos de densidad electrónica n_e y con factor de llenado f ; y además se hace la hipótesis de que la región HII está acotada por radiación, los efectos de la geometría pueden ser englobados en un solo parámetro llamado de ionización, U , y definido por:

$$U = \frac{N_{Lyc}}{4\pi R_s^2 n_e c}$$

en donde R_s es el radio de la esfera de Strömngren, c la velocidad de la luz y $N_{Ly\alpha}$ es el número de fotones del continuo Lyman.

El cálculo de ambos parámetros, T_{eff} y U , presenta serias dificultades intrínsecas ya que no pueden ser obtenidos directamente a partir de los datos observados. De modo que hay que recurrir a los modelos de fotoionización, con todas las restricciones que eso conlleva. Por esta razón, antes de pasar a discutir el problema de la determinación, vamos a hacer algunas consideraciones sobre esos parámetros.

La temperatura efectiva se ha venido utilizando para caracterizar de manera global el flujo ionizante de RHG, por analogía con el caso de nebulosas ionizadas por una sola estrella. En el caso de las RHGE, en las que la ionización es fruto de uno o varios cúmulos de estrellas recién formadas, la temperatura efectiva caracterizará finalmente la radiación ultravioleta sólo si la distribución espectral integrada del cúmulo es planckiana. Los modelos calculados por Melnick, Terlevich y Eggleton (1985) para cúmulos ionizantes indican que la T_{eff} representa el espectro ionizante integrado dentro del 15%, y por lo tanto puede seguir siendo considerada como un buen parámetro.

En cuanto a U , su propia definición implica que modelos con diferentes valores de n_e , f y N_{cLy} pueden ser homólogos y dar un único valor para U . De modo que éste no corresponde de manera unívoca a las propiedades detalladas de una RHGE dada.

Por otro lado, se supone que en principio los tres parámetros, U , O/H y temperatura efectiva son independientes. Sin embargo, ciertos resultados apuntan a que la realidad podría ser diferente, aunque las razones físicas no estén ni mucho menos claras. Los modelos, a condición de fijar el tercer parámetro, producen relaciones entre los otros dos aunque no es evidente si esas son simplemente un artefacto de los cálculos. Pues, en definitiva, la mayoría de los efectos podrían ser atribuidos a uno de ellos si se imponen restricciones sobre los otros (Shields y Searle, 1978; Dopita y Evans, 1986). Modelizaciones más realistas deberían

obviamente tratar de reproducir paso a paso el proceso de formación y la evolución de las regiones HII. Así, debería tenerse en cuenta el efecto que implica la adopción de una u otra FIM de las estrellas de los cúmulos ionizantes, por ejemplo. En este sentido, los modelos ya citados de Melnick, Terlevich y Eggleton (1985) estudian la evolución hasta una edad de 3×10^6 años, utilizando FIM diferentes, tanto en su pendiente como en el límite superior de masas. Entre sus resultados cabe destacar la relación que encuentran entre la pendiente de la FIM y la abundancia de Oxígeno, si bien ésta puede reducirse a una relación entre el límite superior de la FIM y la metalicidad.

Este tipo de argumentaciones puede aportar una explicación a la relación empírica que se ha encontrado entre temperatura efectiva y O/H ya que la primera depende directamente de la forma detallada de la FIM.

La dependencia entre U y O/H es mucho menos clara. Los modelos contruídos por diferentes autores (Dufour et al., 1982; McCall, 1982) sugieren que los valores de U para diferentes regiones HII ocupan un estrecho rango, $\log(U) = -2.5 \pm 0.5$. Sin embargo, Evans y Dopita (1985), al precio de fijar la temperatura efectiva en 41500K, han podido encontrar una clara relación entre U y O/H, aunque en un análisis posterior de las regiones HII de M 101, el mismo Evans (1986) reconoce que, en esas regiones al menos, existen variaciones apreciables de T_{eff} , superpuestas a las esperadas variaciones en U.

A la vista de esos resultados puede sugerirse que también debe existir una dependencia mútua entre U y T_{eff} , en principio debida a las propiedades mismas del espectro ionizante y a la estructura dinámica de la región HII. Cabe citar en este sentido el trabajo de Shields (1986), que relaciona el parámetro de ionización con las propiedades dinámicas a partir del efecto producido por los vientos estelares originados en las estrellas, en particular las más masivas, en su evolución.

Volviendo al terreno puramente fenomenológico y considerando, como ya concluimos antes, que la abundancia química puede considerarse constante para una

RHGE dada, se puede llevar a cabo un estudio de los parámetros U y T_{eff} directamente a partir de las variaciones espectrales entre diferentes zonas de una RHGE. Recordemos que, sin embargo, para pasar de relaciones de intensidades entre las líneas a valores de U y de T_{eff} , hay que utilizar modelos. Stasinska (1978) propone como mejor método para obtener la T_{eff} del cúmulo ionizante, el uso de la relación entre $[OIII]\lambda 4363/[OIII]\lambda 5007$ y O/H , ya que para una abundancia de Oxígeno dada, la temperatura electrónica dependerá finalmente de la T_{eff} . Una vez estimada de esa forma la temperatura efectiva, se puede calcular U comparando las predicciones de modelos con O/H y T_{eff} dados y las relaciones de intensidades de líneas observadas, para diferentes geometrías.

Vílchez (1987), propone utilizar para determinar T_{eff} un parámetro muy sensible a ella como es la relación $(S^+/S^{++})/(O^+/O^{++})$. Este método presenta el problema observacional de la dificultad de obtener datos sobre las líneas del ión $[SIII]$, lo que resulta en una escasez de datos. Por esta razón, hemos seguido en esta parte de la Tesis, el método propuesto por Stasinska.

Los resultados obtenidos se encuentran en la tabla 2 del Apéndice A. En la figura III.9 se ha representado el diagrama T_e versus O/H con los datos de la tabla, y se han indicado las líneas de T_{eff} constante. Como puede apreciarse en esa figura, existe una diferencia de unos 10000K, para el rango de metalicidades de las RHGE; lo que ya fue apuntado cuando analizamos el comportamiento de $[OIII]/H\beta$ frente a $[OII]/[OIII]$. Nótese que las diferencias en T_{eff} estimadas dentro de una RHGE podían llegar a ser de hasta 5000K.

Para la determinación de U , Evans y Dopita (1985) proponen como mejor indicador la relación $([SII]\lambda 6731/H\alpha)/([SII]\lambda 6731/[SIII]\lambda 9069)$. Dado que esas líneas no han sido observadas por nosotros, utilizaremos para estimar U el cociente $[OII]/[OIII]$, teniendo en cuenta que dicha relación no es independiente de la T_{eff} del cúmulo y que la temperatura electrónica dependerá de la efectiva. En la figura III.10 se muestra la relación de las temperaturas con $[OII]/[OIII]$. Para las regiones en las que no se han detectado variaciones apreciables en T_{eff} pueden sin

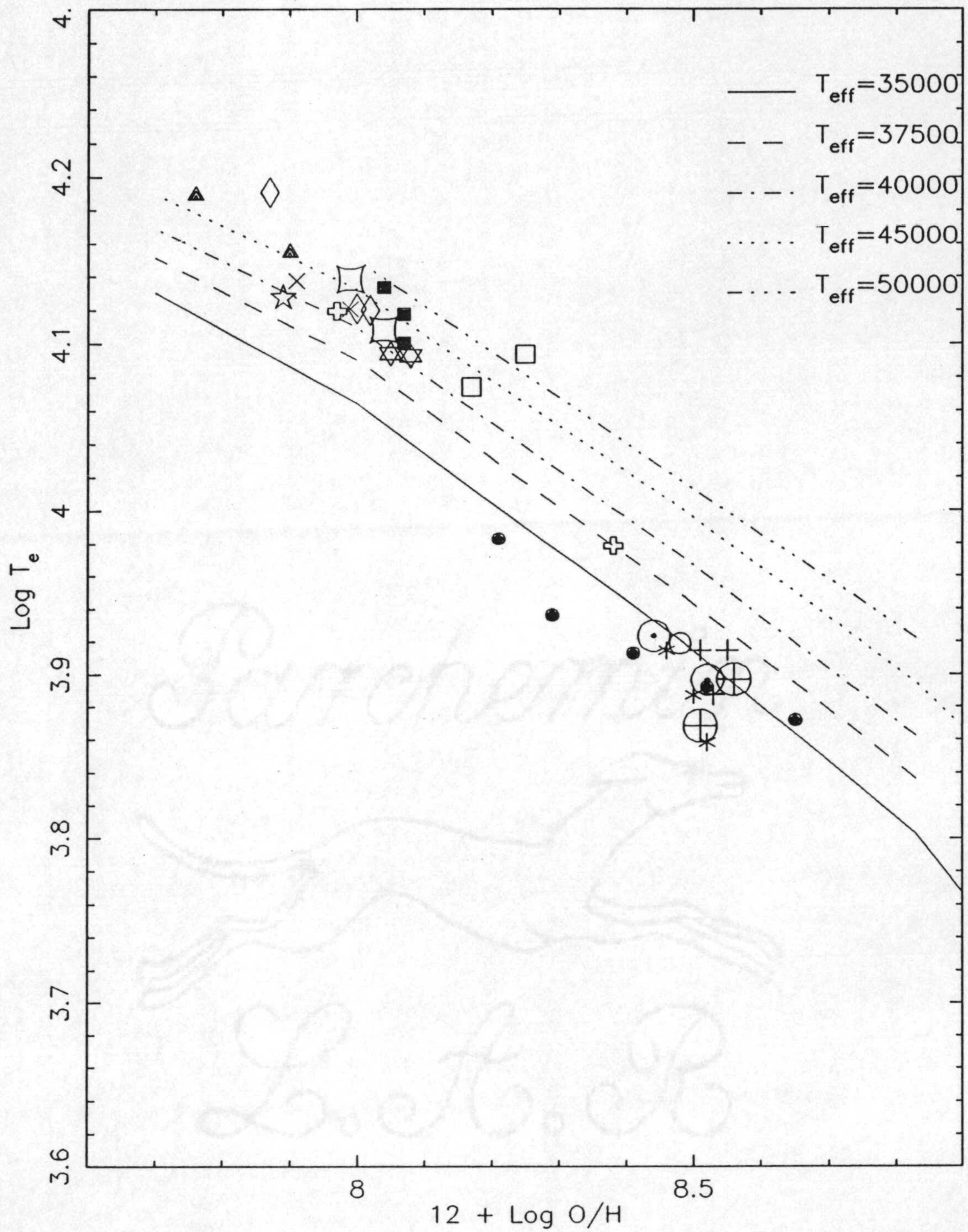


Figura III.9 — *Temperatura electrónica vs abundancia total de Oxígeno para las diferentes zonas analizadas. Los símbolos tienen el mismo significado que en la fig. III.7. Se han dibujado con distintos trazos los modelos homogéneos de Stasinska (1982) para diferentes temperaturas efectivas.*

embargo constatarse importantes diferencias en el cociente $[OII]/[OIII]$, que deben atribuirse por consiguiente a cambios locales en el parámetro de ionización.

Teniendo en cuenta los resultados teóricos de Stasinska para temperatura efectiva y abundancia de Oxígeno constantes, esta conclusión se hace totalmente evidente. Así, para modelos con $[O/H]=8.0$ y $T_{eff}=45000K$, una variación de un factor 4 en $[OII]/[OIII]$ es explicable por una variación del mismo orden en U , mientras que variaciones de $5000K$ en la temperatura efectiva tan sólo afectarían al cociente entre iones de Oxígeno en un factor 1.4.

En definitiva, y como consecuencia de nuestro análisis, podemos concluir que aunque las variaciones en temperatura efectiva no se pueden descartar, las variaciones espectrales punto a punto en una RHGE se deben fundamentalmente a variaciones en el parámetro de ionización.

Constatada la importancia de las variaciones en U , se plantea la cuestión del origen de las mismas, pudiendo en principio asociarlas a fenómenos de evolución de los cúmulos ionizantes (téngase en cuenta que en una RHGE puede haber varios de ellos, no todos en el mismo estado evolutivo necesariamente), o bien a diferencias en las geometrías, producidas en particular por variaciones espaciales de la densidad.

Para intentar responder a esta cuestión hemos utilizado la anchura equivalente de $H\beta$, $W\beta$, ya que este parámetro puede ser un indicador adecuado de la edad de un cúmulo ionizante (Coppetti, Pastoriza y Dottori, 1986). La hipótesis que subyace al análisis que hemos llevado a cabo es que las condiciones físicas en que se forman los cúmulos ionizantes en zonas diferentes de una misma RHGE son semejantes. En particular, suponemos que todos tienen la misma FIM ya que el único parámetro que podría modificarla, la metalicidad, es constante en toda la región. En este supuesto, las diferencias espaciales en $W\beta$ reflejarán el estado evolutivo de cada uno de ellos. En la figura III.11 se ha representado el diagrama $\log W\beta$ frente a $\log([OII]/[OIII])$ y en él puede apreciarse una tendencia a que $W\beta$

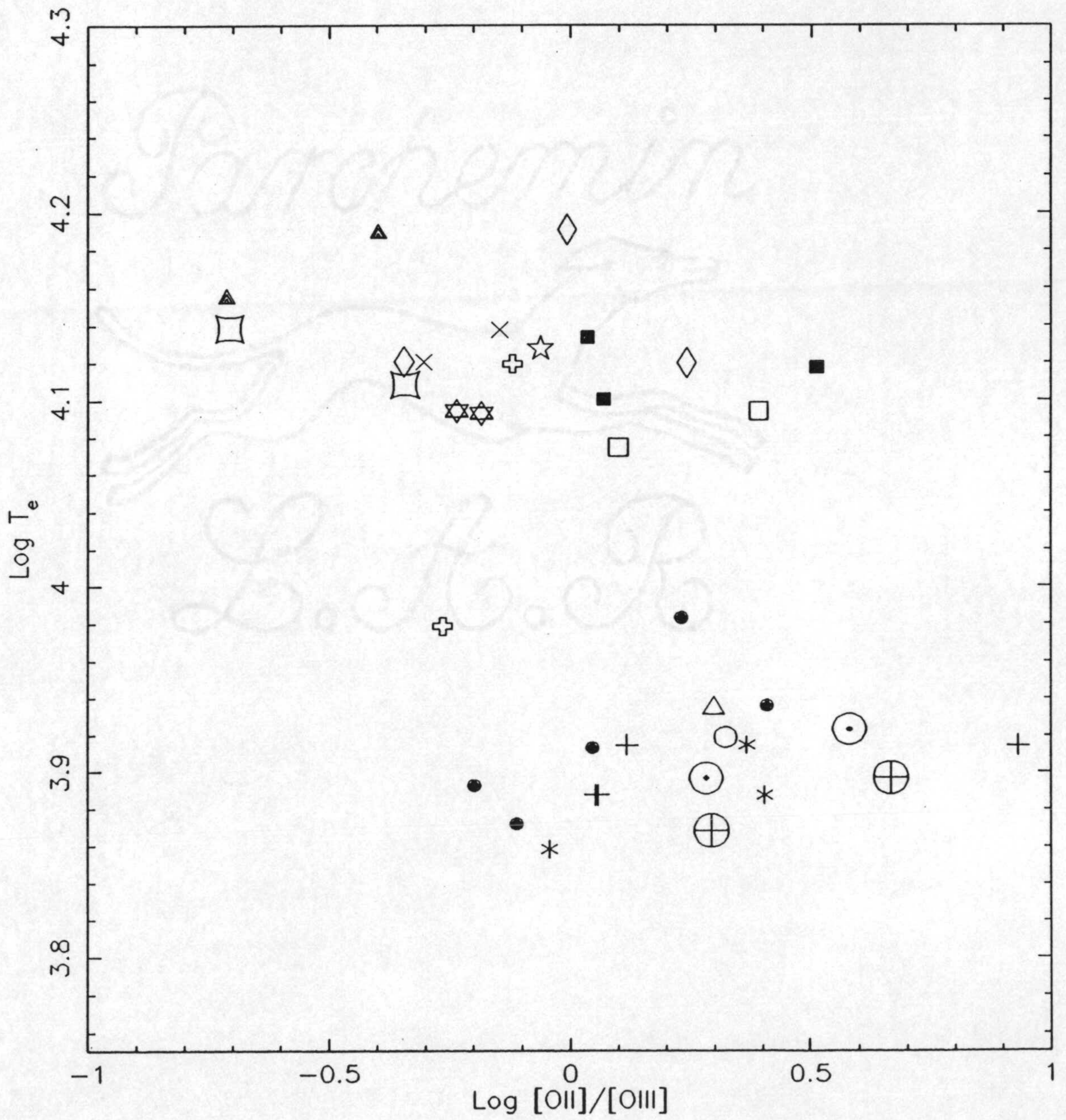


Figura III.10 — Temperatura electrónica vs parámetro de excitación. Los símbolos tienen el mismo significado que en la fig. III.7.

sea mayor en las regiones más excitadas, lo que ya fue interpretado por Campbell (1986) como un efecto de edad. A partir de ahí, si las variaciones en la excitación dentro de una misma RHGE han sido interpretadas en términos de variaciones en U , también el parámetro de ionización deberá disminuir con la edad.

Este aspecto del problema indica la existencia de aspectos evolutivos en U que todavía no han sido considerados en los modelos de fotoionización. Si tenemos en cuenta la sugerencia hecha por Shields en la referencia ya citada, en el sentido de que un fenómeno que puede modificar el valor de U es la acción de los vientos estelares sobre el gas ionizado, nuestros resultados aportan datos en favor de dicho mecanismo. En efecto, dado que el cociente entre la presión de radiación y la presión del gas es proporcional al cociente entre la luminosidad ionizante y la energía mecánica depositada en el medio nebular por los vientos, al evolucionar la región HII disminuirá la luminosidad ionizante y aumentará la energía mecánica transmitida y, por consiguiente, disminuirá el cociente entre presiones, es decir, el parámetro de ionización.

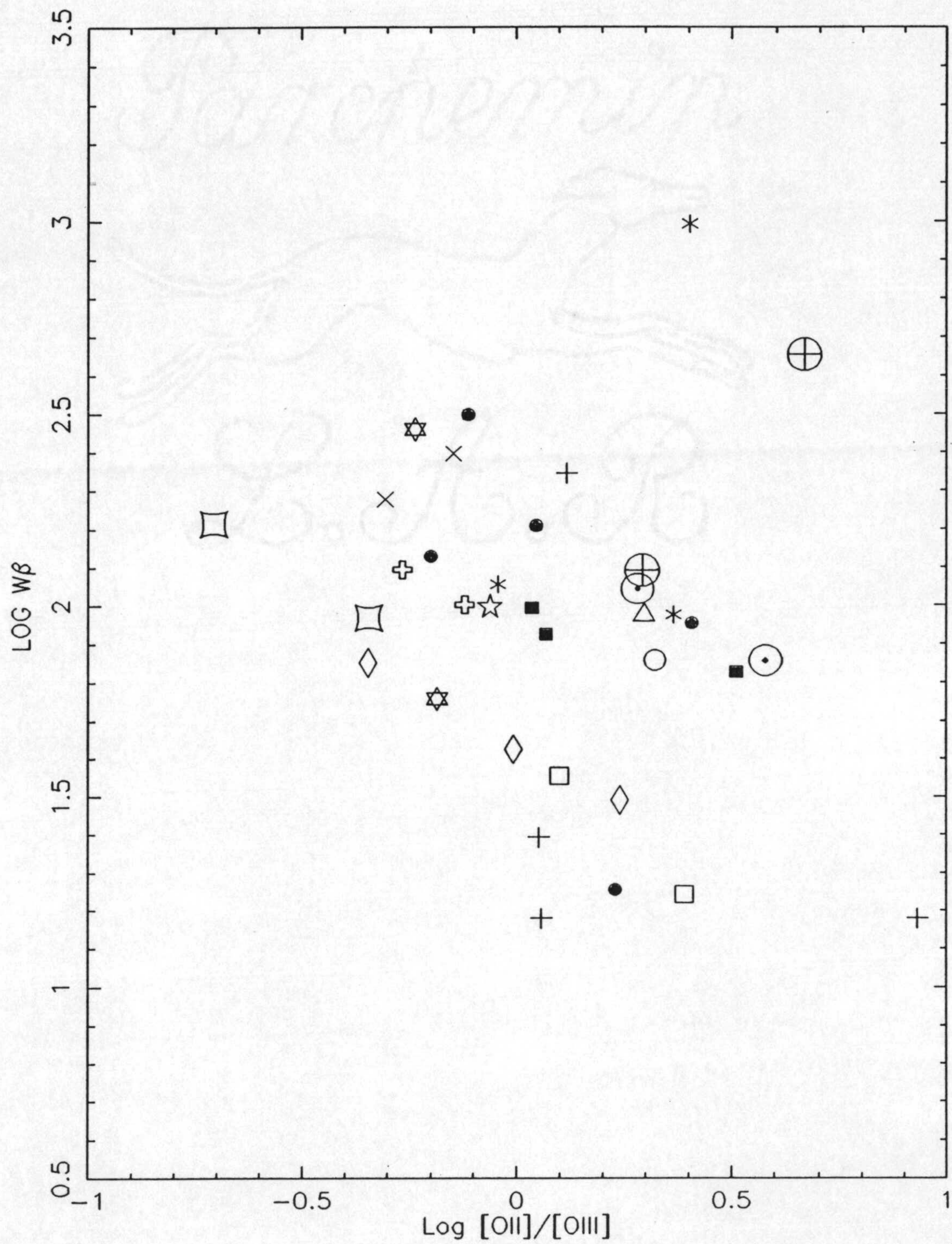
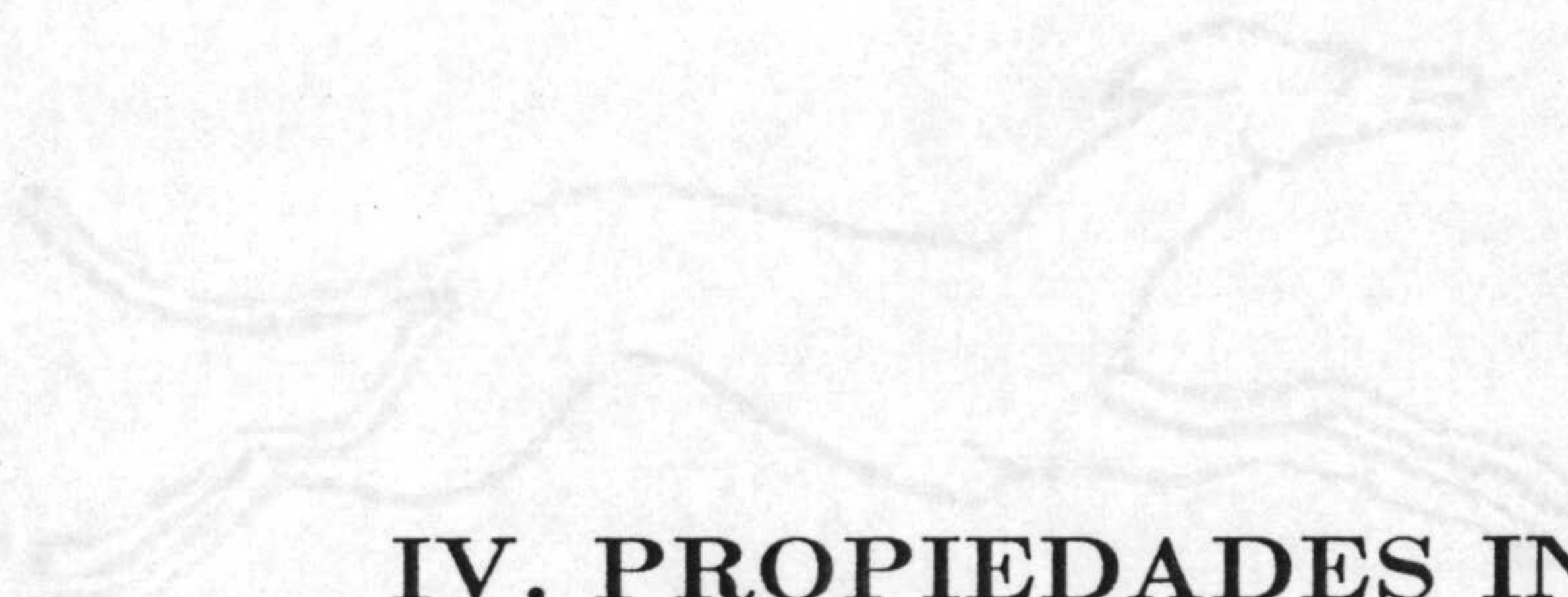


Figura III.11 – Anchura equivalente de $H\beta$, $W\beta$, vs parámetro de excitación. Los símbolos tienen el mismo significado que en la fig. III.7.

Parchemin



**IV. PROPIEDADES INTEGRADAS
DE LAS RHGE**

L. B. B.

Para llevar a cabo el análisis de las propiedades integradas de las RHGE se consideró la suma de toda la emisión observada en cada región. Las abundancias químicas se calcularon con el mismo método ya presentado anteriormente y los resultados están recogidos en la tabla 2 del Apéndice A. Las RHGE IC 2574/I y NGC 2366/I no han sido incluídas por estar las líneas de la zona del *core* saturadas.

En el capítulo anterior se demostró que las diferencias en O/H entre distintas zonas de una RHGE dada eran siempre inferiores a un 25%, es decir, constante dentro de los errores. En consecuencia, ese parámetro puede considerarse representativo de una RHGE globalmente considerada. Es de notar sin embargo que, cuando se calculan los cocientes O/H para el espectro integrado, los valores que se encuentran tienden a ser algo inferiores que los que se obtuvieron para las zonas definidas dentro de cada región. Estas constataciones son compatibles con los resultados teóricos de French y Grandi (1981). En efecto, esos autores estudiaron los errores en las abundancias en el caso de un complejo HII compuesto por varias condensaciones, ionizada cada una de ellas por una estrella de diferente temperatura efectiva. La subestimación en la abundancia que encontraban al considerar el espectro integrado podía llegar a ser de un 25%, en muy buen acuerdo con nuestros resultados observacionales.

Con respecto al Helio, también vimos que su abundancia es una característica global de cada RHGE. Para aquéllas en las que no era posible estudiar la distribución de abundancia de ese elemento, encontramos a partir de los espectros integrados que todas las regiones presentan la misma abundancia iónica y total, dentro de los errores, sin que se aprecie ninguna relación con la metalicidad (ver figura IV.1). Esta cuestión, sobre la que volveremos en la Segunda Parte de esta Tesis, pone en cuestión la posible existencia de una relación entre He/H y O/H tal y como la han propuesto algunos autores (Peimbert y Torres-Peimbert, 1974; Pagel, 1987). Es importante reseñar que la única RHGE que presenta una abundancia de He considerablemente mayor es IC 2574/II (el error de medida en la línea de HeI λ 4471 es tan sólo del 20%). Recordemos sin embargo que para dicha región también encontrábamos importantes diferencias en O/H entre dos zonas,

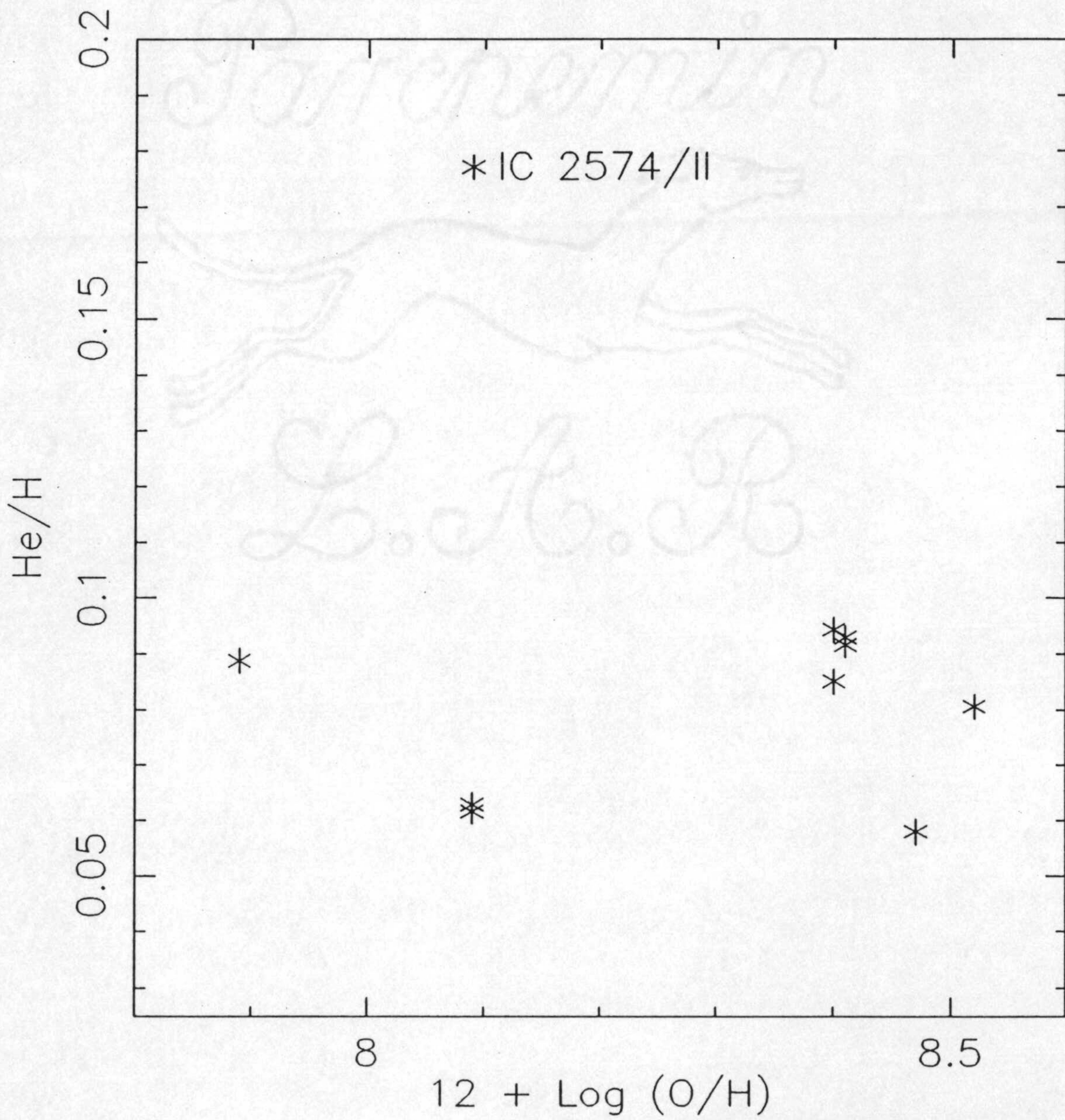


Figura IV.1 - He/H vs. $12 + \text{Log } O/H$ para el espectro integrado de las regiones HII con $HeI\lambda 4471$ suficientemente detectada.

lo que fué interpretado como debido a la presencia de una Supernova en una de las zonas. La diferencia en He/H puede por lo tanto ser entendida en los mismos términos.

Sin duda alguna, el resultado más sorprendente en cuanto a las abundancias globales es el comportamiento del cociente Ne/O con la anchura equivalente de H β (ver figura IV.2). Aunque la correlación no es muy buena, sí es clara la presencia de una tendencia en el sentido de disminuir Ne/O cuando aumenta W β . Esta relación podría encerrar la clave para explicar las variaciones de Ne/O de una a otra RHGE. En efecto, una inspección más detallada de la tendencia apuntada, teniendo en cuenta los resultados del capítulo anterior, nos indica que el exceso de Ne/O no está presente en las zonas analizadas en las regiones con Ne/O > 0.30 y tan sólo aparece cuando se considera la RHGE globalmente (la única excepción es NGC 595, en la que las dos zonas analizadas presentan el exceso). Este resultado debe ser investigado a partir de observaciones de muy alta relación S/N, puesto que los mayores excesos se encuentran para menores valores de W β , es decir, espectros con el continuo más desarrollado y, por lo tanto, susceptibles en principio de mayores errores de medida. En apoyo de la realidad de la tendencia señalada podemos citar que el mismo tipo de resultado se ha obtenido al comparar Galaxias HII de alta y baja luminosidad (Masegosa y Moles, 1987; Segunda Parte de esta Tesis).

Respecto a los parámetros físicos T_{eff} y U , que según vimos en el capítulo anterior son los responsables de las variaciones espectrales punto a punto, los resultados globales indican que la T_{eff} del espectro integrado representa una media, ponderada por el brillo superficial, de las diferentes zonas dentro de una RHGE. Puesto que las variaciones punto a punto son menores de 5000K, este será el error máximo con el que T_{eff} representa a la RHGE en su globalidad. En cuanto al parámetro de ionización, U , la situación es más complicada ya que su variación puede ser importante dentro de una RHGE. Además, es de notar que la relación entre W β y [OII]/[OIII], utilizada para caracterizar las variaciones de U dentro de una RHGE, desaparece al considerar los espectros integrados. Por lo tanto el

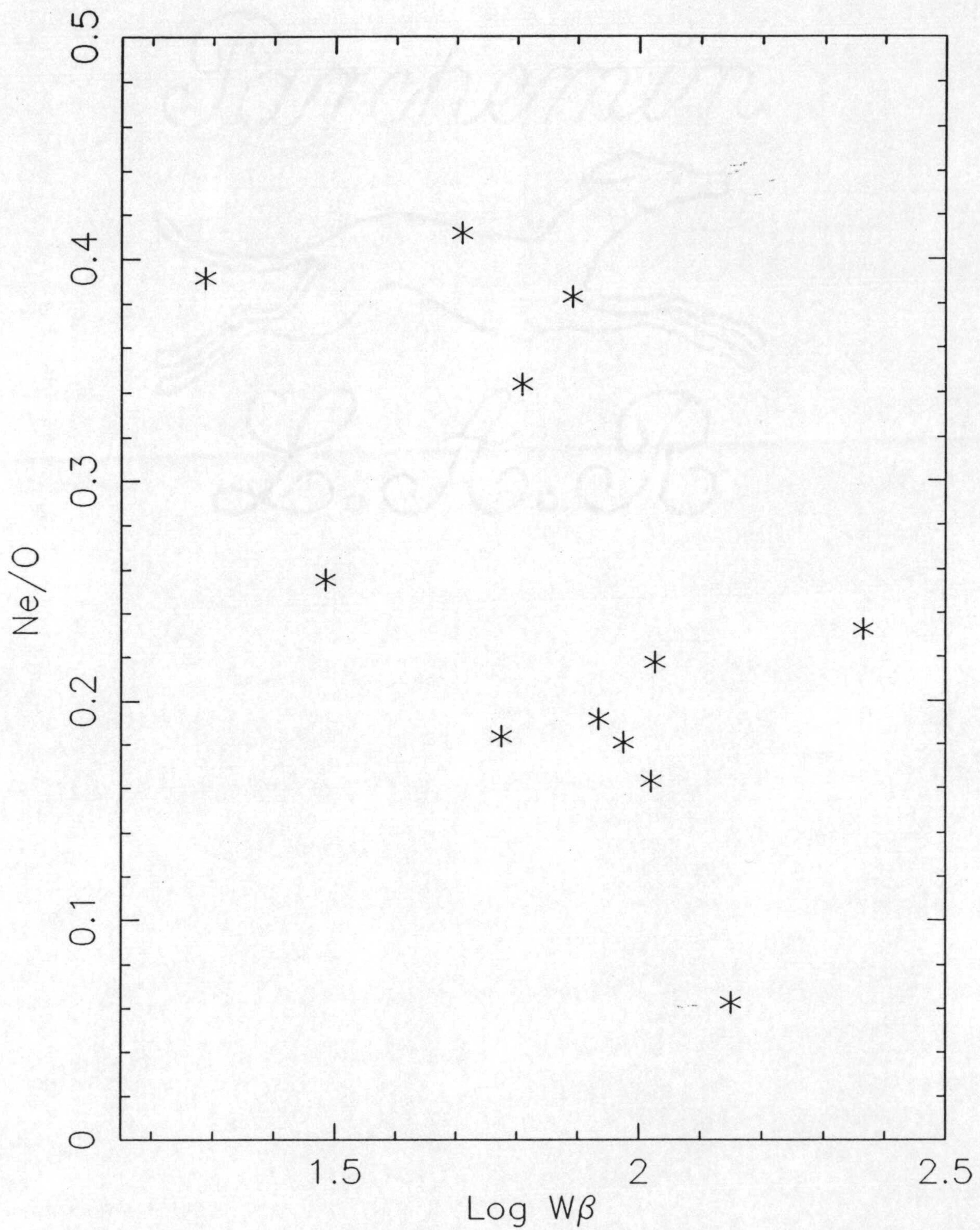


Figura IV.2 – Comportamiento de la relación Ne/O con la anchura equivalente de $H\beta$ para el espectro integrado de las diferentes regiones HII.

valor de U , al involucrar parámetros diferentes cuya conexión física no es clara, no puede considerarse como una característica global de una RHGE. Para proseguir su análisis se hacen necesarias nuevas observaciones que permitan utilizar otros indicadores del parámetro de ionización, tales como el propuesto por Evans y Dopita (1985).

Como conclusión general creemos establecido que, a la vista de los resultados aportados, las abundancias químicas son una característica global de las RHGE, que además están bien definidas en cuanto a cómo calcularlas. Los detalles estructurales de las RHGE no tienen mayor influencia y, por lo tanto, las diferencias entre los valores aportados por diferentes autores no son imputables sino a errores de calibración y de medida. O bien a diferentes posicionamientos de la rendija puesto que hemos visto que pueden producirse localmente efectos de polución, debidos en particular a la presencia de estrellas Wolf-Rayet o de Supernovas.

Respecto a las propiedades físicas que determinan el espectro emitido por una región HII hemos encontrado que, mientras que el espectro ionizante, caracterizado por la T_{eff} , no presenta variaciones lo suficientemente grandes como para explicar las diferencias espectrales punto a punto (especialmente en las nebulosas de alta excitación), la edad del cúmulo ionizante o el parámetro de ionización sí presentan variaciones significativas y acordes con esos cambios espectrales. Nuestros resultados ponen de manifiesto los mismos problemas que se han encontrado a la hora de caracterizar las poblaciones estelares en complejos HII a partir de datos en el Ultravioleta. Sanz (1986) llevó a cabo un estudio de NGC 604 mediante un proceso de síntesis de poblaciones para intentar reproducir el espectro Ultravioleta observado. Su resultado es que es imposible ajustarlo considerando una única FIM. A la vista de nuestros resultados podemos avanzar una explicación a las conclusiones sobre NGC 604. En efecto, es evidente que los diferentes cúmulos de estrellas dentro de la nebulosa pueden tener edades diferentes, lo que da lugar a la presencia de poblaciones estelares distintas, sin que haya ninguna conexión evolutiva entre las de los diferentes cúmulos. Esto produce que su emisión integrada no pueda ser fácilmente ajustada si no se toman en consideración los aspectos evolutivos.

V. ESTRELLAS WOLF-RAYET EN RHGE

1. CONSIDERACIONES GENERALES

La presencia de estrellas Wolf-Rayet (WR) en los espectros de regiones HII gigantes permite el estudio, tanto de la influencia que pudiesen tener en la cinemática interna debido a vientos estelares producidos por estrellas masivas (Rosa y D'Odo-rico, 1982; Rosa y Solf, 1984), como de la formación estelar masiva. Dada la relativamente fácil detección espectroscópica de la presencia de estrellas WR, su estudio puede, en principio, extenderse al dominio extragaláctico.

Maeder (1985) propone dos esquemas evolutivos para la formación de estrellas WR, dependiendo de la masa inicial de las estrellas progenitoras y de la tasa de pérdida de masa de dichas estrellas. Aquéllas con masas iniciales mayores de $60 M_{\odot}$ evolucionarán del estado Of hacia el de una variable de tipo Hubble-Sandage que, al perder la envoltura de hidrógeno, daría lugar a una estrella WR de nitrógeno de tipos WN7-9. Posteriormente se convertirá en una estrella de tipo WC. Sin embargo, aquellas estrellas con masas iniciales entre 25 y $60 M_{\odot}$ pasarían por el estado de supergigante roja y, dependiendo de la importancia de la pérdida de masa, darían lugar a una estrella de tipo WN o bien explotarían como Supernovas de tipo II. Admitiendo que la pérdida de masa dependa de la metalicidad, Maeder hace la predicción de que las estrellas WR serán más abundantes cuanto mayor sea la metalicidad de una determinada región de formación estelar.

Desde el el punto de vista observacional, la situación no ha sido aún establecida con claridad. Los datos aportados por los recuentos estelares en nuestra Galaxia y en galaxias cercanas (Massey, 1985; Conti et al., 1983; Massey, Conti y Almandroff, 1987) son sólo marginalmente consistentes con dicho esquema evolutivo. Por otro lado, se ha verificado sin embargo la existencia de una buena correlación entre la presencia de estrellas WR y asociaciones OB y regiones HII, así como un aumento sistemático de la relación numérica WC/WN al aumentar la metalicidad. Estos resultados no son aún definitivos pues no pueden considerarse exentos de sesgos estadísticos. El problema más importante en este sentido, que

afecta a todos estos estudios, es la falta de completitud de las muestras analizadas (Azzopardi, Lequeux y Maeder, 1987). Dado que el fenómeno WR es identificable sólo mediante espectroscopía, se hace extremadamente laboriosa la realización de un análisis estadístico ya que previamente es necesaria la obtención de espectros de cada estrella individual. Hasta el momento las únicas galaxias en las que se puede considerar que las muestras están completas son nuestra Galaxia y las dos Nubes de Magallanes. En estos tres sistemas los datos parecen apuntar hacia las predicciones hechas por Maeder (1985), en cuanto a considerar la metalicidad como el factor dominante en la producción de WR de diferentes tipos.

Por otra parte, el hecho de que los lugares donde se encuentra la población estelar más masiva sea en regiones HII, hace los estudios estadísticos aún más delicados puesto que en estos casos no es posible resolver individualmente las estrellas que ionizan la región. La evidencia de la presencia de WR en dichas regiones viene de la identificación de dos bandas en sus espectros integrados: la banda azul (BB) formada por la contribución de las líneas de emisión [NIV] $\lambda\lambda$ 4605,4622; [NIII] λ 4640; [CIII] λ 4650; [CIV] λ 4660; HeII λ 4686 y [NIV] λ 4057; y la banda roja (RB) formada por [CIII] λ 5696; [NII] λ 5755; [NIV] λ 5806 y [CIV] λ 5812.

Desde el descubrimiento por Allen, Wright y Goss (1976) de dichas bandas en el espectro integrado de la galaxia He 2-10, se ha realizado un esfuerzo considerable, especialmente por D'Odorico y Rosa (1981), en la búsqueda sistemática de dichos indicadores de estrellas WR en regiones HII gigantes. El excelente estudio realizado por esos autores en NGC 604 de M 33, indica que la contribución de estrellas WR al espectro integrado de esta región es comparable a la de las estrellas masivas de secuencia principal, resultados que fueron confirmados posteriormente a partir de resultados espectroscópicos en el Ultravioleta (Sanz, 1986). Posteriormente, dichos investigadores han realizado búsquedas sistemáticas en diferentes galaxias, hasta un total de 78 regiones en 15 objetos, pero sólo las detectaron de manera fiable en un 30% de ellas (D'Odorico, Rosa y Wampler, 1983). La interpretación de esta baja tasa de detección que avanzan esos autores es que las estrellas WR, dado que constituyen un episodio relativamente corto comparado con la evolución

total de una estrella masiva, no estarían distribuídas por toda la superficie de la región. En particular, esto implica que sería más fácil detectarlas en galaxias más lejanas puesto que la apertura utilizada era siempre la misma. Por otra parte, la detectabilidad de las bandas de WR dependerá de la relación S/N en el continuo y del número y luminosidad de las estrellas WR presentes en ellas. Todos estos factores hacen difícil la obtención de conclusiones estadísticas sobre dicho fenómeno y, en particular, si es general a todas las regiones HII o si se necesitan condiciones especiales para su aparición. Hasta el momento, el único resultado bien establecido es la presencia de estrellas WR en algunas de ellas en posiciones particulares dentro de la región pero no distribuídas sobre toda su superficie. Cuando se dispone de espectros de alta calidad que permiten el estudio de las contribuciones de los diferentes subtipos de WR, parece que los más frecuentes son WN 6,7,8 y WC 5.

2. RESULTADOS

De las 14 regiones HII analizadas por nosotros sólo encontramos evidencias claras de la presencia de estrellas WR en tres de ellas NGC 604, NGC 595 y Ho II/A. En todas ellas se han analizado los espectros bidimensionales, suavizando el ruido del continuo mediante un filtrado por medianas para resaltar el efecto de la BB sobre el continuo, pero sólo en esas tres puede confirmarse de manera fiable la presencia de líneas correspondientes a estrellas WR. En NGC 604 y NGC 595 la emisión procedente de WR no proviene de las zonas con máximo de emisión sino que se encuentran situadas entre 2 regiones de emisión. En Ho II/A, la emisión de las estrellas WR procede también de una zona exterior a la de máximo de brillo superficial y coincide con la asimetría encontrada en la distribución espacial de $H\beta$.

En la figura V.1 se muestran los espectros correspondientes a las zonas donde se detectaron las estrellas WR. Las líneas de la BB identificadas en cada uno de

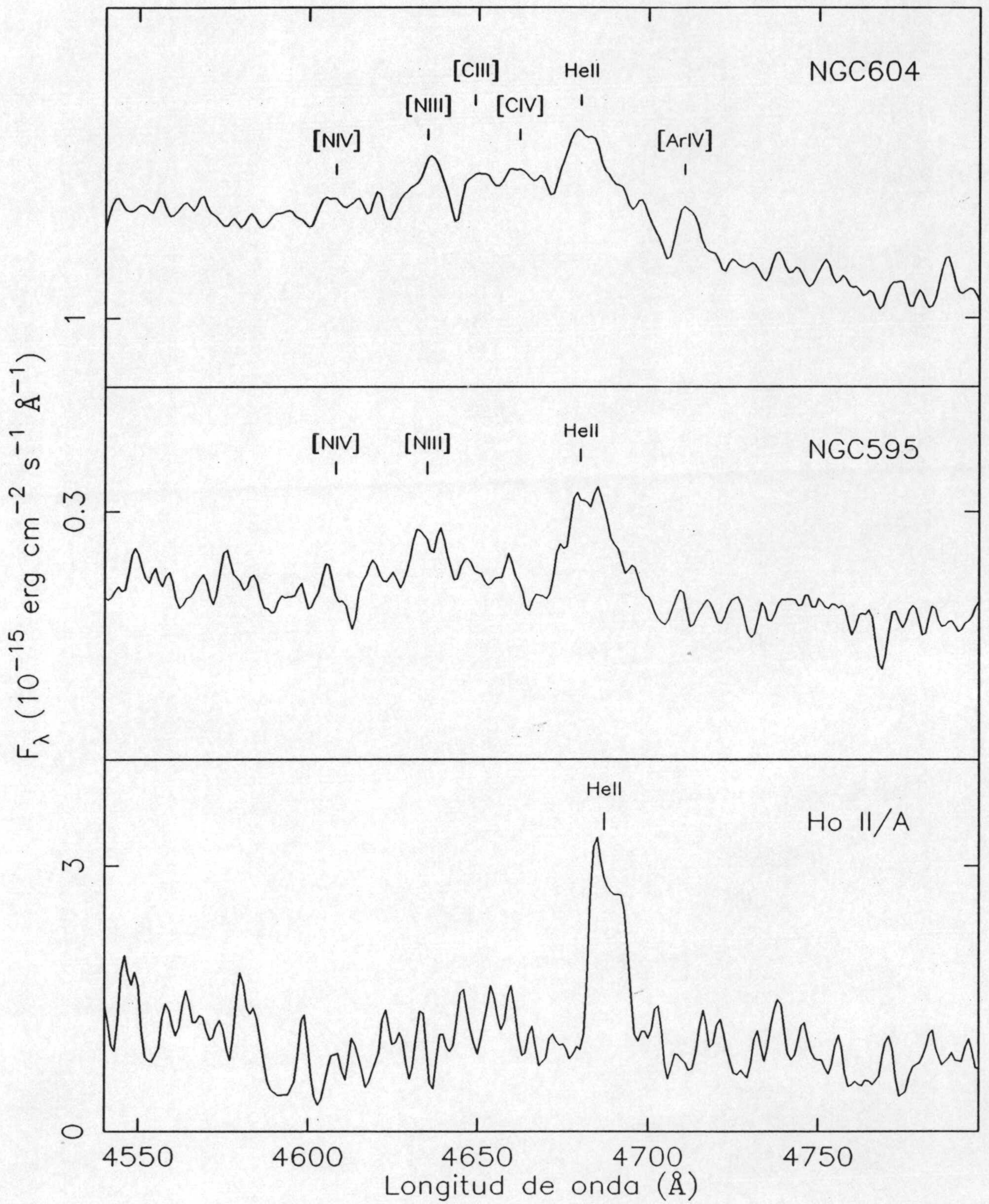


Figura V.1 — Espectros correspondientes a las zonas con estrellas Wolf-Rayet detectadas.

ellos se ha marcado en cada una de las figuras. La primera constatación, a la vista de esos espectros, es la diversidad de los tipos espectrales que contribuyen a la emisión observada. Para intentar clarificar esta situación, una vez identificadas las líneas, se ha llevado a cabo su clasificación utilizando el esquema desarrollado por van der Hucht et al. (1981) en base a las intensidades de las líneas de Nitrógeno y de Helio.

En NGC 604 el hecho de que [NIII] sea menor que HeII y que [NIV], y la presencia de [CIII] y [CIV] en el espectro nos lleva a considerar que el tipo dominante es WN 6,7 aunque debe existir también contribución de estrellas de tipo WC. No ha sido posible la obtención de información sobre los subtipos WC ya que es necesario conocer la RB para clasificarlas (Hiltner y Schild, 1966).

En NGC 595 la clasificación indicativa es WN 6,7 sin apenas contribución del tipo WC ya que las únicas líneas detectadas fueron las de Nitrógeno y HeII.

El caso más discutible es Ho II/A, donde la única línea detectada es HeII, no observándose evidencias ni de [NIII], ni de [NIV]. En esta situación, lo primero a dilucidar es si la emisión de HeII es producto de la presencia de estrellas WR o, por el contrario, se trata de una línea nebular. Dado que no aparecen en el espectro líneas nebulares de [ArIV] $\lambda\lambda$ 4711,4740 puede considerarse que en efecto se trata de emisiones de estrellas WR. En efecto, es un hecho establecido que en aquellos espectros donde la línea nebular HeII está presente, sistemáticamente aparecen las líneas de [ArIV] y, como consecuencia, su origen está en la fotoionización normal de la nebulosa. Por el contrario, las líneas de [ArIV] no están presentes en estrellas WR. En consecuencia, nuestra conclusión es que hemos detectado la presencia de estrellas WR en la RHGE Ho II/A, cuyo tipo dominante sería WN2. Una última precaución, dado que las estrellas WR de ese tipo son extraordinariamente raras (en nuestra Galaxia tan sólo se conoce una estrella de ese tipo), podría plantearse puesto que la emisión de HeII podría ser también producida por una Supernova de tipo II. Esta posibilidad no se puede descartar mientras no se disponga de información sobre la RB; sin embargo, vimos en los capítulos anteriores que la

presencia de Supernovas va acompañada de anomalías locales en las abundancias (caso de NGC 604 y de IC 2574/II), lo que no ocurre en Ho II/A. De modo que por el momento mantendremos que nuestras observaciones indican la presencia de ese tipo de estrellas WR en dicha RHGE.

Tabla V.1. Parámetros de la detección de estrellas WR.

Región	NGC 604	NGC 595	Ho II/A
EW	17.3 ± 1.5	9.4 ± 1.0	55.9 ± 5.0
$F_c \times 10^{-15}$	12.0	2.3	0.08
$F_{WR} \times 10^{-15}$	197.0	20.7	4.24
N_{WR}	3 WN7 + 5 WC8	1 WN7	10 WN2
N_{WR}/N_{O7}	0.04	0.01	0.13

En la tabla V.1 se muestran las medidas de la anchura equivalente (en Å) de la BB entre 4650 Å y 4780 Å, así como el flujo total en el continuo (en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$) y en dicha banda (en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) y el tipo de estrellas WR dominante. Con estos valores es posible realizar el cálculo del número total de estrellas WR que está contribuyendo a la emisión observada. Comparando la anchura equivalente de la BB con la de estrellas WR de los subtipos identificados, se obtiene la proporción que contribuye al continuo observado. A partir de los valores conocidos de las magnitudes absolutas de dichas estrellas (Smith, 1968) se puede obtener el número total de WR en cada región, que también se da en la tabla V.1.

Para NGC 604, dado que suponemos que el espectro es la suma de estrellas de tipos WC8 y WN7, si adoptamos para dicha mezcla una anchura equivalente de 82\AA (Osterbrock y Cohen, 1982), esto equivaldría a una proporción de un 21% del continuo producido por estrellas WR, lo que daría lugar, para estrellas WN7 de magnitud absoluta -7.1 y WC de magnitud absoluta -4.8, a una mezcla de 3 WN7 y 5 WC8.

Para NGC 595, realizando el mismo tipo de cálculos, se obtiene que la contribución al continuo de la estrellas WR es de un 19%, lo que es equivalente a 1WN7. Por último, para Ho II/A, admitiendo que el tipo dominante es WN2, hemos adoptado una anchura equivalente de 200\AA (tomamos el valor dado por Massey, Conti y Almandroff (1987) para la única WN2 galáctica conocida) y una magnitud absoluta de -4.7. Con estos valores el número de estrellas WR estimado para esa RHGE es de 10.

De dichos resultados es evidente que la estimación del número de WR depende fundamentalmente de las magnitudes absolutas que asumamos para ellas y de la identificación que obtengamos de nuestro espectro. Por tanto el estudio de las dependencias entre la anchura equivalente de la BB en una determinada región y otras propiedades físicas de la región, tales como excitación, abundancias químicas etc., se hace extremadamente delicado ya que en determinados casos podemos estar hablando no de la cantidad de WR sino más bien del tipo de WR dominante en los espectros. En general las WN son más brillantes que las WC y dentro de un determinado tipo existen variaciones considerables entre los diferentes subtipos. Por otra parte es necesario añadir que la hipótesis que subyace en estos estudios es la similitud entre las WR presentes en regiones HII y las observadas en nuestra galaxia, hecho este que es discutible, aunque constituye por el momento la hipótesis más razonable.

Por último, utilizando las medidas del flujo total en $H\beta$ de todas las regiones obtenido por Melnick et al. (1987), podemos obtener el número total de estrellas ionizantes y consecuentemente la proporción de estrellas WR sobre estrellas de

tipo O. Los resultados se muestran en la tabla V.1. Es necesario hacer notar sin embargo que, puesto que el número de WR por nosotros estimado corresponde a una determinada posición en la región HII y dado que, como ha sido discutido previamente, no se distribuyen homogéneamente por toda la región, el número por nosotros estimado representará una cota inferior al valor real. El resultado más sorprendente de nuestros datos es el elevado número de estrellas WR y O7 para Ho II/A, hecho este que debe ser confirmado con observaciones de esta región en el Ultravioleta. El hecho, sin embargo, de que la distancia a la que se encuentra Ho II/A sea seis veces mayor que la de M 33 hace que dicho resultado sea tomado con extrema precaución. Así, si se calcula el número de estrellas WR por unidad de superficie se obtiene que para NGC 604 hay 0.14 WR/pc² mientras que para Ho II/A solo hay 0.01 WR/pc².

Como consecuencia de todos esos resultados, se hace necesario concluir que los estudios relativos a la riqueza en WR de regiones HII tienen que ser referidos a propiedades integradas de las regiones. Este hecho podría modificar el exceso de WR obtenido por diferentes autores para galaxias compactas azules. Cuestión ésta que discutiremos en la Segunda Parte de la Tesis.

[Faint, illegible handwriting at the top of the page]

SEGUNDA PARTE





I. SELECCION DE LA MUESTRA

Desde 1971, año en el que Zwicky publicó su *Catalogue of Selected Compact Galaxies and Post-Eruptive Galaxies*, la existencia de una elevada proporción de galaxias que no encajaban dentro del esquema clasificatorio de Hubble (1926) quedó claramente establecida. El mismo Zwicky (1967), basándose en un criterio bastante subjetivo como es la compacidad juzgada a partir de las Cartas de Monte Palomar, ya había notado la abundancia de galaxias con colores muy azules, a las que se dió en llamar Galaxias Compactas Azules. Para ese autor resultaba sorprendente que, si bien la mayoría de las galaxias compactas eran rojas, el interés mayor fue suscitado por las azules. Situación que se ha prolongado hasta ahora.

La causa de los colores azules fue atribuída desde el primer momento a la presencia de brotes intensos de formación en esas galaxias, que por otro lado, no representan sino episodios breves en la vida de una galaxia.

Entre las galaxias compactas azules catalogadas por Zwicky se cuentan los prototipos de Galaxias HII, en particular IZw 18 que es la galaxia con menor metalicidad que se conoce. A raíz del descubrimiento de ese tipo de galaxias con brotes violentos de formación estelar, y tras el éxito de detección de los *surveys* de Byurakan conducidos por Markarian, el trabajo llevado a cabo sobre ellas ha sido extenso. Sobre todo a partir de que Searle, Sargent y Bagnuolo (1973) llamaron la atención sobre la posibilidad de que esas galaxias fueran jóvenes.

Los reconocimientos emprendidos por un grupo de la Universidad de Michigan (McAlpine, Smith y Lewis , 1977 a y b; McAlpine, Lewis y Smith, 1977; McAlpine y Lewis, 1978; McAlpine y Williams, 1981), por un grupo del *Institute of Astronomy* de Cambridge (McMahon, Hazard y Terlevich, en preparación) y el de Tololo (Smith, 1975; Smith, Aguirre y Zemelman, 1976; Smith, 1976) fueron todos motivados por el objetivo de encontrar galaxias con intensa formación estelar, eventualmente de baja metalicidad. Todos esos *surveys* utilizaron la técnica de prisma objetivo con placas fotográficas IIIaJ que tienen el máximo de sensibilidad aproximadamente en la zona de [OIII]. El resultado ha sido la detección de

un gran número de Galaxias HII, en un pequeño rango de valores del desplazamiento hacia el rojo y con brotes muy intensos de formación estelar, manifestada esta última característica por la elevada intensidad de las líneas $H\beta$ y $[OIII]\lambda 5007$. Obviamente, estos *surveys* no detectaron objetos intrínsecamente rojos, y sólo un 5% de galaxias fuertemente enrojecidas.

Las características fundamentales que, de manera general, presentan las galaxias detectadas, motivó la definición propuesta por Hazard (1986) para una Galaxia HII como objetos compactos, sin indicación evidente de que exista ninguna nebulosidad subyacente, y que presentan espectros de alta excitación, con un continuo poco desarrollado y débil.

Aunque en esta definición se puede incluir alrededor del 50% de las galaxias detectadas, en las diferentes muestras aparecen también objetos con una gran variedad de propiedades espectrales, desde aquéllos con muy alta excitación ($[OIII]/H\beta$ próximo a 10), hasta objetos en los que $[OIII]$ es apenas detectable y $[OII]$ es muy intensa (Hazard, 1986).

El *Spectrophotometric Catalogue of HII Galaxies* (SCHG) realizado por nosotros (Terlevich, Melnick, Masegosa y Moles, 1988) contiene galaxias detectadas en los *surveys* a los que acabamos de referirnos. La motivación inicial para confeccionarlo fue la búsqueda de Galaxias HII con menor metalicidad de las conocidas hasta entonces. Para lo cual era necesario tomar espectros de rendija de una amplia muestra. El principal criterio de selección se refirió consecuentemente a la intensidad en la zona de $[OIII]$ en la zona de $[OIII]\lambda 5007$ reseñada por los autores de los *surveys*.

Las observaciones fueron realizadas por los Dres. J. Melnick, M. Moles y R. Terlevich a lo largo de los años 1981 a 1984. Para ello se utilizaron los telescopios de 2.5m del Observatorio de Las Campanas, de 3.6m del Observatorio de la Silla y de 4m del Observatorio de Cerro Tololo. Las principales características de las observaciones están recogidas en la tabla I.1

Tabla I.1. Diario de Observaciones

Telescopio	Fecha	Instrumento	Apertura	FWHM	Rango espectral
ESO 2.5m	Mar. 1981	IDS	8" × 8"	14Å	3970 - 7058
ESO 2.5m	Mar. 1981	IDS	8" × 8"	18Å	3700 - 7770
LC 3.6m	Ene. 1982	Reticon	4" × 4"	10Å	3500 - 9737
ESO 2.5 m	Mar. 1982	IDS	4" × 4"	14Å	3735 - 7812
TOL 4m	Sep. 1982	Vidicon	300μm	8 Å	3965 - 6536
ESO 2.5 m	Oct. 1982	IDS	2" × 4"	7Å	4100 - 6202
ESO 2.5 m	Mar. 1982	IDS	2" × 4"	7Å	4100 - 6202
LC 3.6m	Mar. 1983	Reticon	4" × 4"	5Å	3600 - 7200
LC 3.6m	Feb. 1984	Reticon	4" × 4"	5Å	3600 - 7200
LC 3.6m	Oct. 1984	Reticon	4" × 4"	5Å	3600 - 7200

ESO: European Southern Observatory

LC : Observatorio de Las Campanas

TOL: Observatorio Interamericano de Cerro Tololo

Todos los espectros fueron reducidos de forma homogénea por el Dr. J. Melnick, utilizando el paquete de reducción de datos espectroscópicos IHAP, instalado en el *European Southern Observatory* en Munich, República Federal Alemania. En cada noche de observación se tomaron espectros de al menos 3 estrellas estándar, lo que permitió calibrar adecuadamente en flujos absolutos todos los datos. Los detalles acerca de las técnicas de observación y de la reducción de datos serán publicados con el Catálogo.

El número total de espectros obtenidos fue de 920. De estos, 480 corresponden a regiones fotoionizadas por estrellas calientes, es decir, Galaxias HII. El resto de objetos medidos corresponde a galaxias activas (Seyfert 1 y 2), cuásares de alto *redshift*, estrellas peculiares y regiones HII gigantes en galaxias próximas. La clasificación de los espectros en diferentes tipos se llevó a cabo utilizando los diagnósticos desarrollados por Baldwin, Phillips y Terlevich (1981), que atienden principalmente a los mecanismos de excitación.

Respecto a las galaxias clasificadas como HII, todas presentan espectros típicos de regiones fotoionizadas por estrellas calientes, aunque en un muy amplio rango de excitaciones (ver figura I.1). Esta característica puede ser producto de la propia evolución del brote de formación estelar, o quizás se debe a las diferencias en composición química, ya que el principal agente de enfriamiento en las regiones HII es el Oxígeno; de modo que las nebulosas más metálicas tendrían más bajas temperaturas y, por consiguiente, mostrarían menores excitaciones.

En función de las características espectroscópicas, las Galaxias HII del SCHG se clasificaron en 4 grupos (en la figura I.2 se ilustra un espectro de cada clase):

Clase 1. Galaxias de muy alta excitación, en las que se detectó la línea [OIII] λ 4363. De forma que pudieron obtenerse las abundancias químicas de manera directa, sin necesidad de recurrir a calibradores empíricos. Las Galaxias HII de Clase 1 representan el 15% de la muestra total.

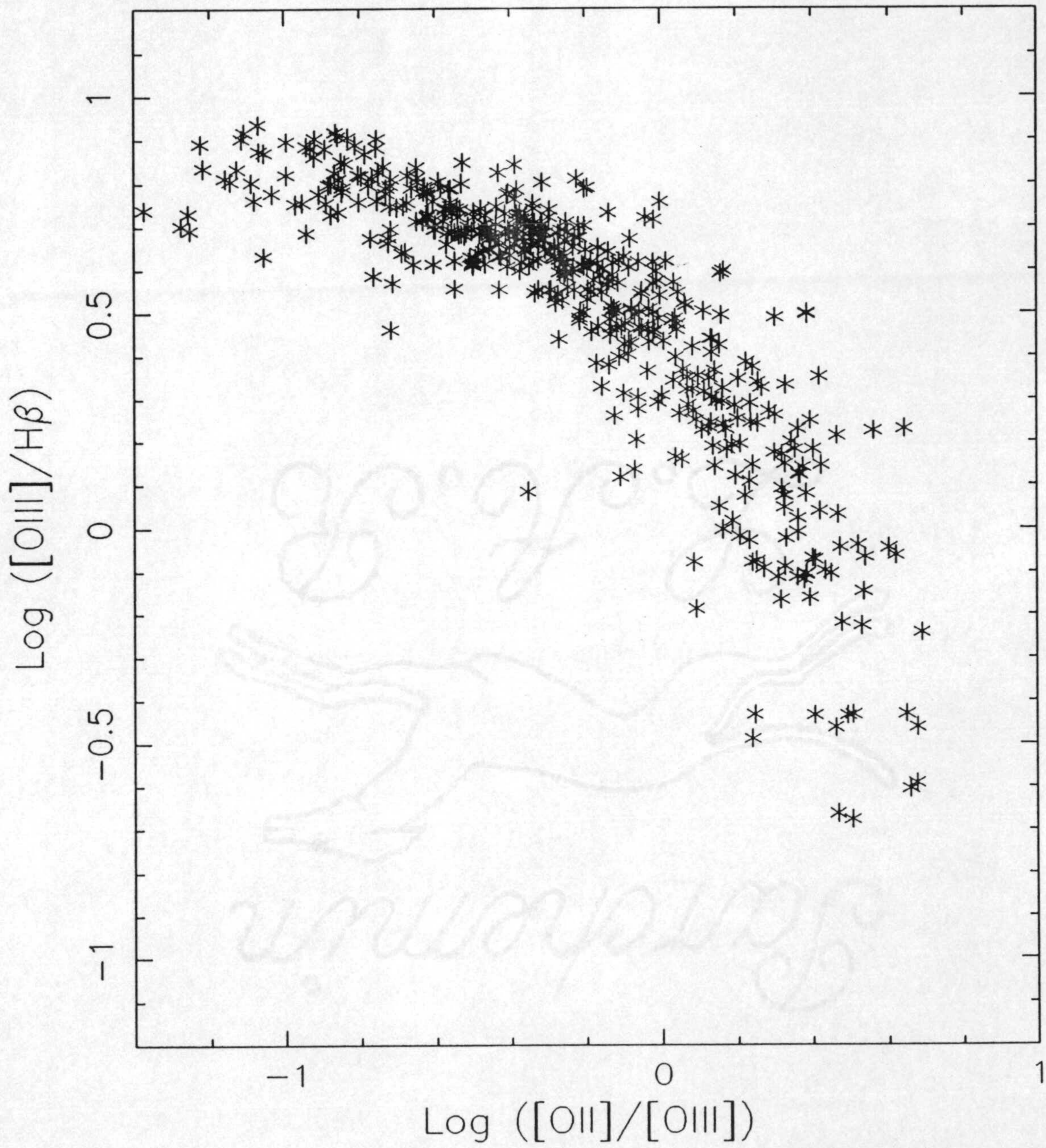


Figura I.1 - Diagrama de excitación para todas las galaxias HII incluidas en el SCHG.

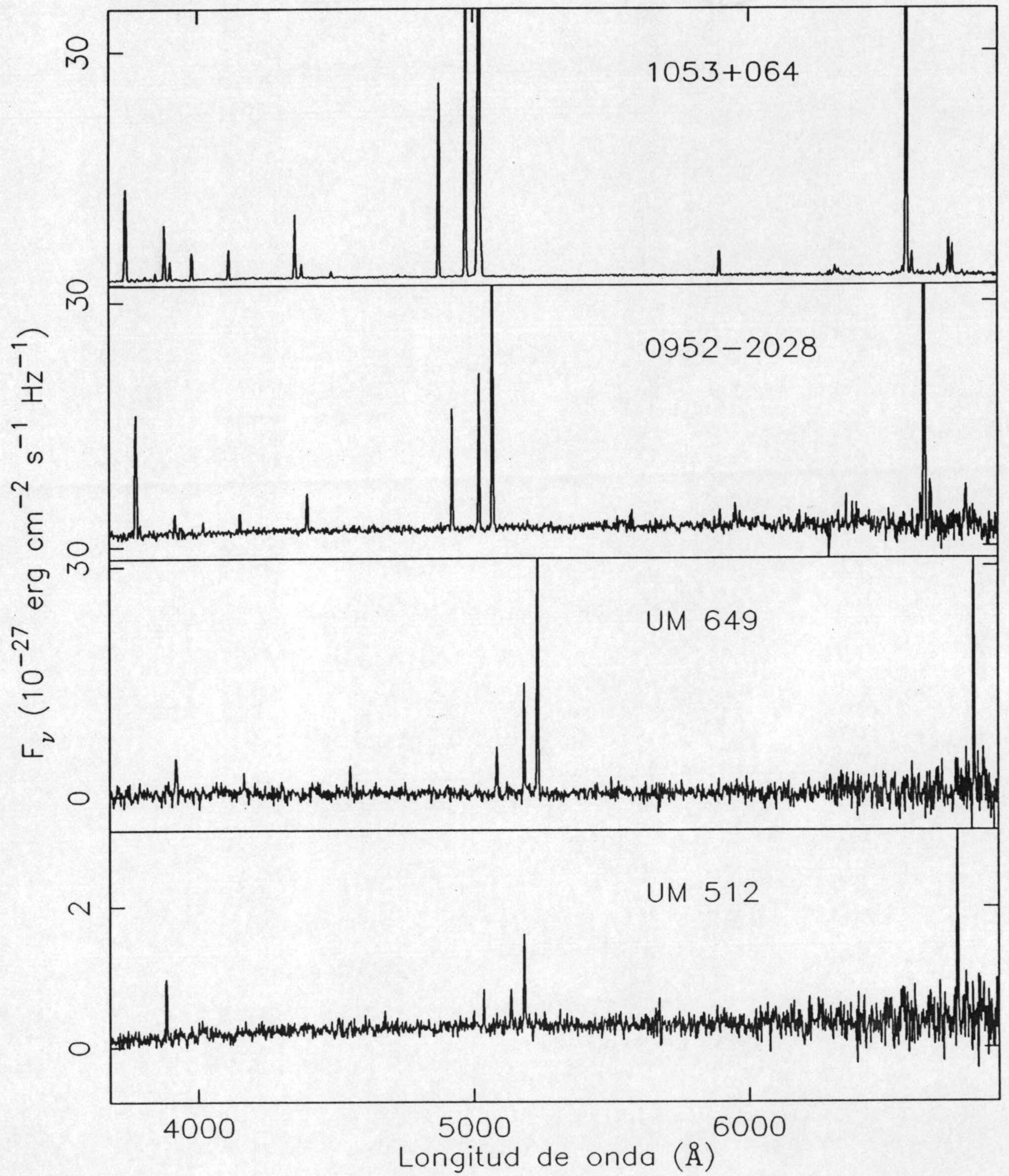


Figura I.2 – Espectros típicos para los cuatro grupos de galaxias, Clase 1 (1053+064), Clase 2 (0952-2028), Clase 3 (UM 649) y Clase 4 (UM 512).

Clase 2. Galaxias que, aún presentando excitaciones relativamente altas, sus espectros no permiten la medida de la línea [OIII] λ 4363 y, por lo tanto, sus características físicas y abundancias fueron determinadas a través de los calibradores. En total suponen el 36% del total.

Clase 3. Galaxias para las que, aún presentando líneas en emisión intensas, no se dispone de espectros de suficiente relación S/N como para que pudieran ser analizados en detalle. Es decir, sus espectros sólo tienen una calidad que podríamos llamar *calidad survey*. En esta situación hay un 21% de la muestra total

Clase 4. Galaxias que presentan espectros de muy baja excitación, con apenas líneas en emisión en sus espectros y con presencia marcada de absorciones metálicas. Constituyen un 27% del total.

Esta clasificación resulta muy operativa puesto que responde en primer lugar a la cantidad y calidad de información que puede esperarse de un determinado espectro. También es cierto que no está libre de sesgos observacionales, ya que no separa las galaxias según su naturaleza. Así, las galaxias con espectros de *calidad survey* presentan excitaciones más bajas, en principio porque corresponden a brotes menos masivos o porque son más viejos, por lo que la presencia y desarrollo del continuo son más marcados. Puesto que los espectros fueron tomados todos en condiciones similares, las líneas en las galaxias de Clase 3 han sido detectadas con menor relación S/N.

Por otra parte, desde un punto de vista estrictamente morfológico y aún dentro de un estrecho rango de excitaciones, se ha encontrado una amplia variedad de sistemas. Las observaciones directas con cámara CCD de un grupo de Galaxias HII del Catálogo que hemos realizado con el telescopio de 3.5m del Observatorio de Calar Alto, indican que, a pesar de su parecido espectroscópico, forman una familia muy heterogénea. Lo que podría ilustrar primariamente los diferentes mecanismos que dispararon los procesos de formación estelar violenta (ver Capítulo IV de

esta Segunda Parte de la Tesis). En efecto, de 14 Galaxias HII observadas, todas de alta excitación, cuatro han resultado estar en interacción gravitacional con otros sistemas. En este caso parece claro que fue precisamente la interacción el agente inductor de la formación estelar. Otras 5 son galaxias compactas, con morfologías elípticas. Estos objetos representan galaxias con un brote muy intenso y generalizado de formación estelar, sin causas aparentes que lo hayan provocado.

De las otras 5 galaxias, UM 160 es un sistema irregular con múltiples núdulos de formación estelar; UM 159 presenta un núcleo doble sobre una morfología probablemente espiral; UM 3 es una enorme región de formación estelar perteneciente a una galaxia muy peculiar; IIZw 40 aparece como el resultado probable de un proceso de fusión de dos sistemas de muy baja luminosidad (ver también Baldwin, Spinrad y Terlevich, 1982); y IZw 18, que presenta una estructura doble, como si de una binaria en contacto se tratara. En la figura I.3 se ilustran prototipos de cada uno de esos tipos de Galaxias HII.

Melnick (1987) obtuvo imágenes CCD en un solo filtro de otro grupo de 30 galaxias del Catálogo. Sus resultados refieren que alrededor de un 50% serían compactas y un 20% sistemas en interacción, lo que se corresponde con nuestros propios resultados. Melnick sugiere, en la referencia ya citada, que esos sistemas compactos son los mejores candidatos a ser considerados como galaxias jóvenes. Lo cual se sustenta con los resultados de Huchra (1987), quien encontró que esos diferentes tipos son distinguibles en el Ultravioleta. Así, mientras las compactas y los sistemas múltiples similares a IZw 18 presentan una población estelar dominada por estrellas de tipo O poco metálicas, las galaxias irregulares con múltiples núdulos de formación estelar contienen una población joven dominada por estrellas O metálicas.

La selección de Galaxias HII realizada para la presente Tesis fue hecha en base a varios criterios adecuados al tipo de análisis que se pretendía llevar a cabo:

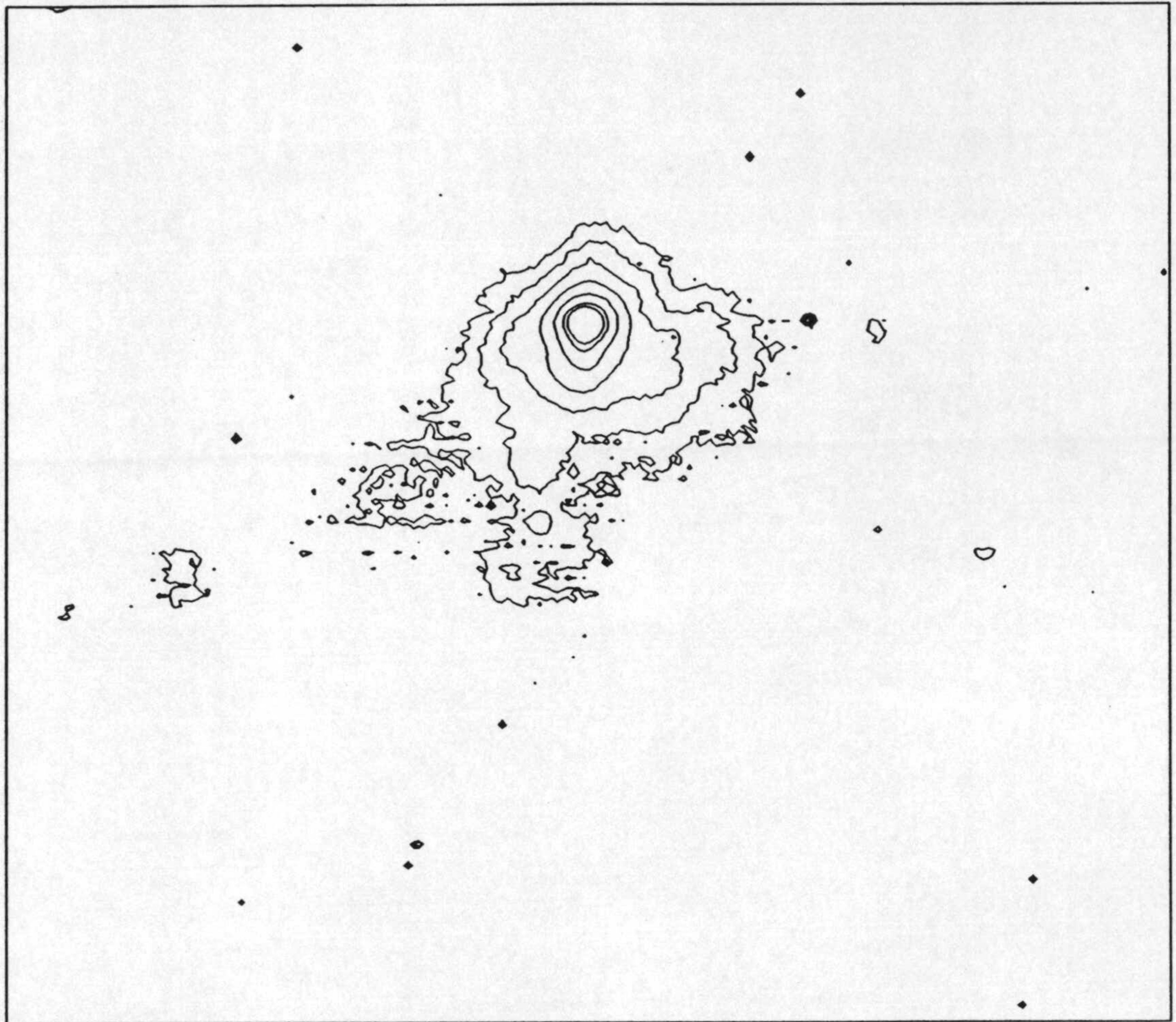


Figura I.3 — Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia IIZW 40.

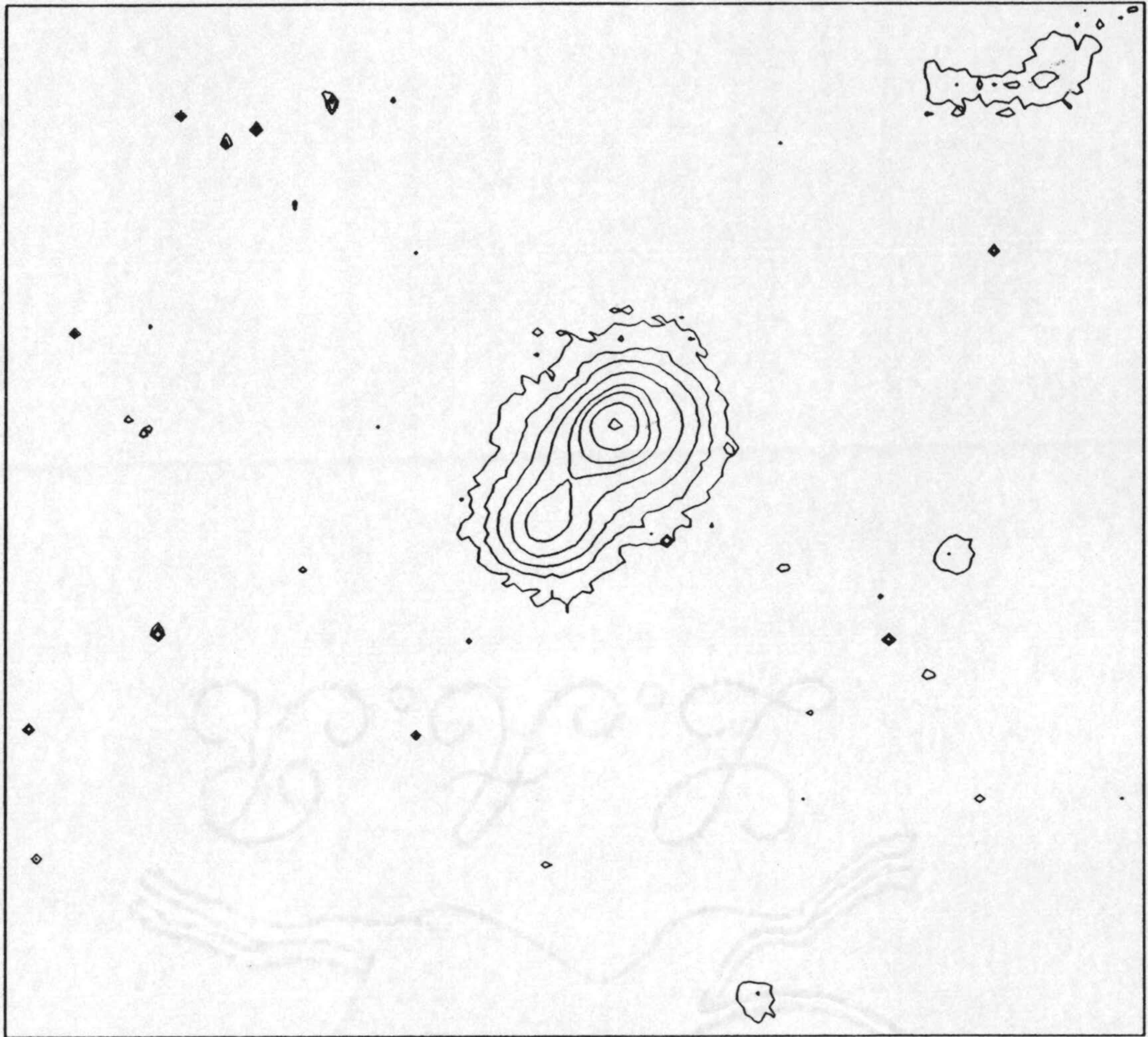


Figura I.3 — *Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia IZW 18.*

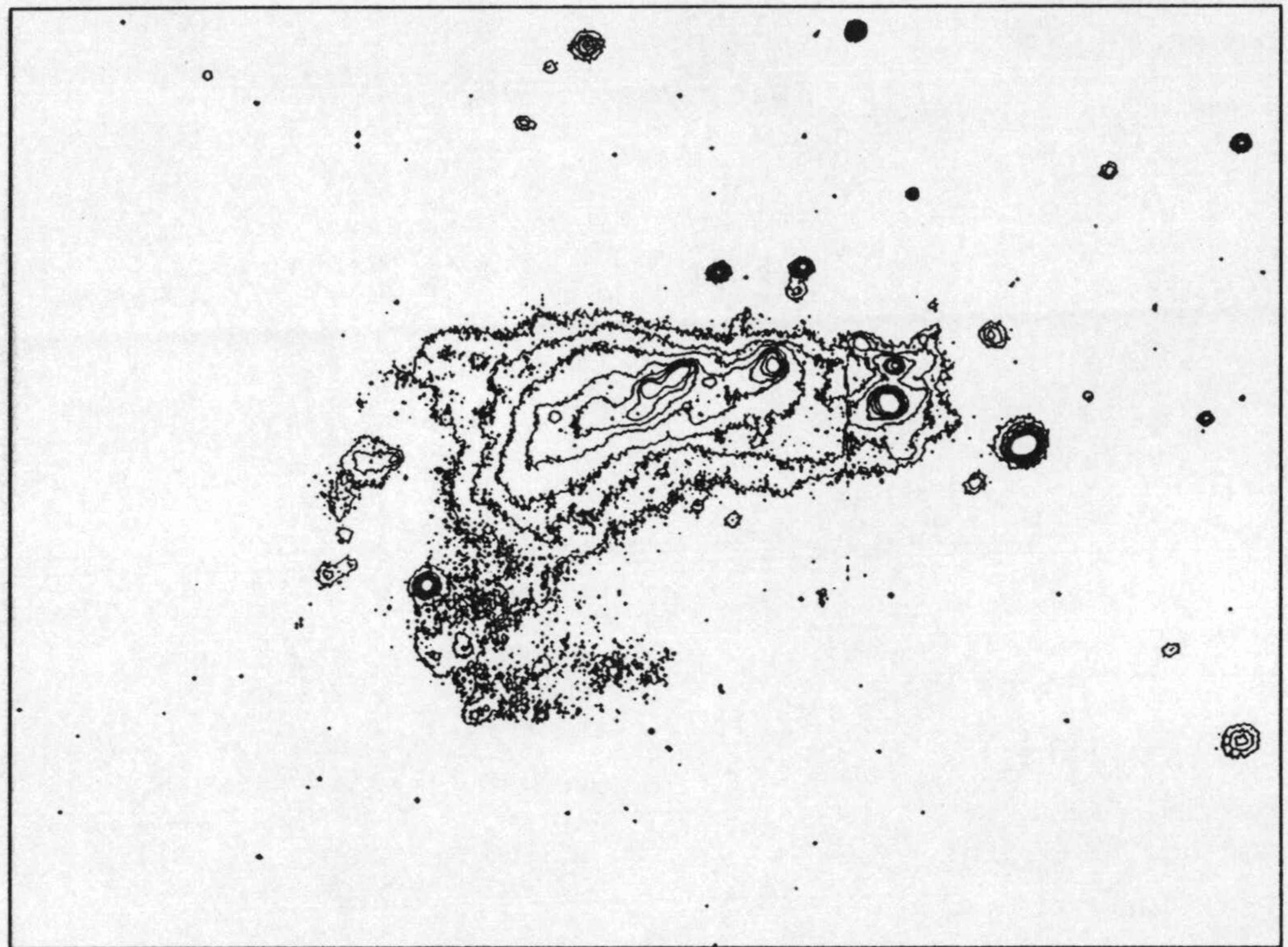


Figura I.3 — *Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia UM 160.*

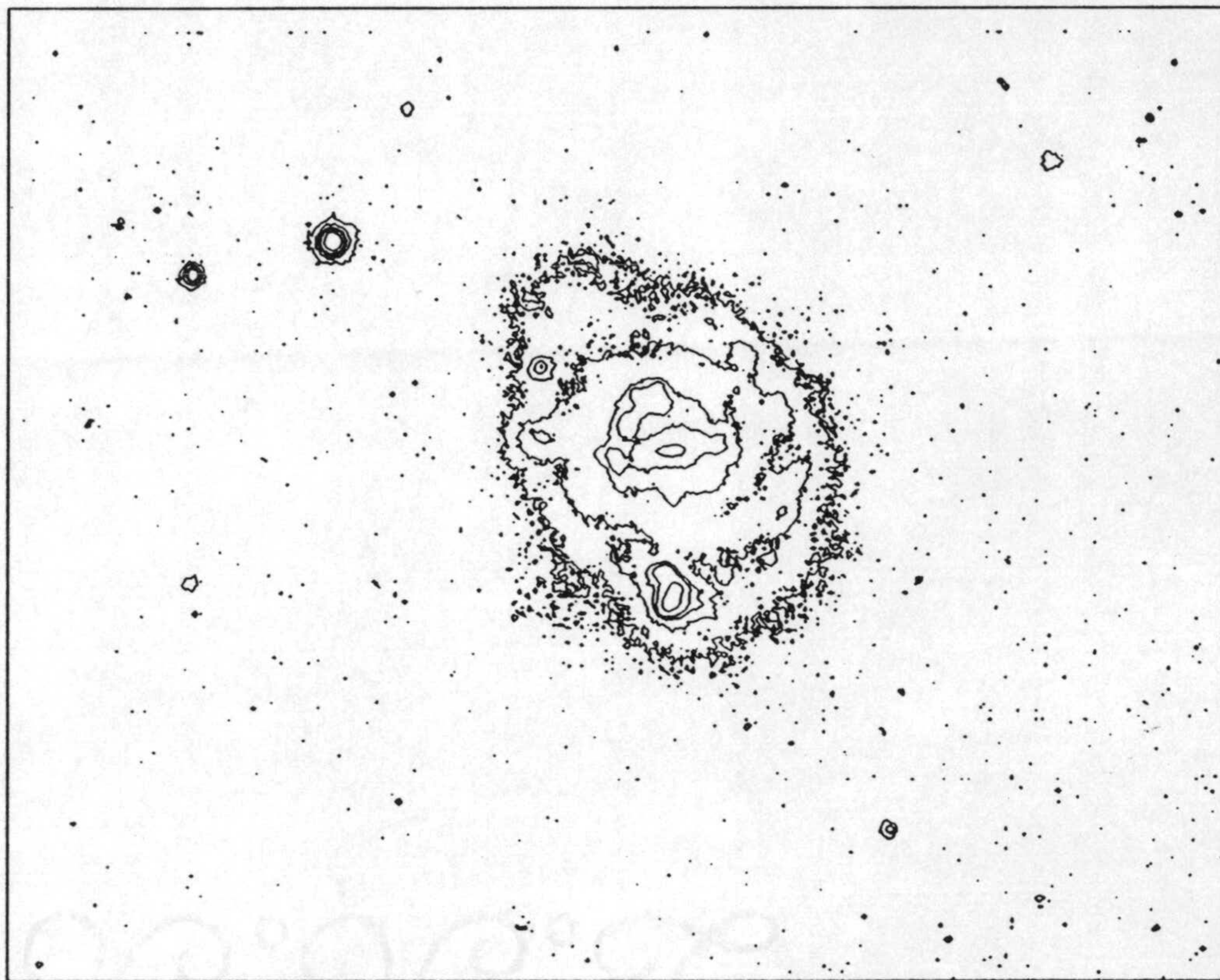


Figura I.3 — *Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia UM 159.*

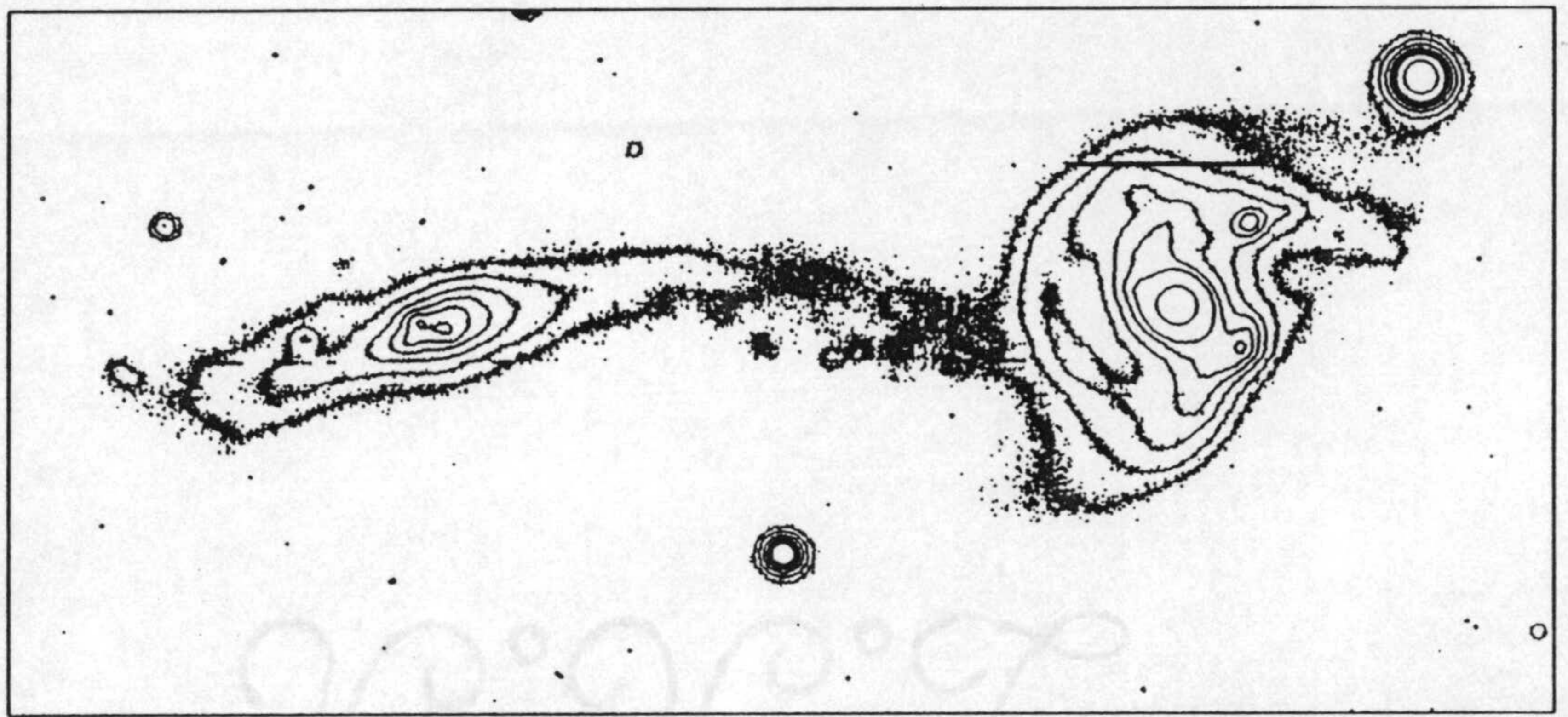


Figura I.3 — Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia UM 167.

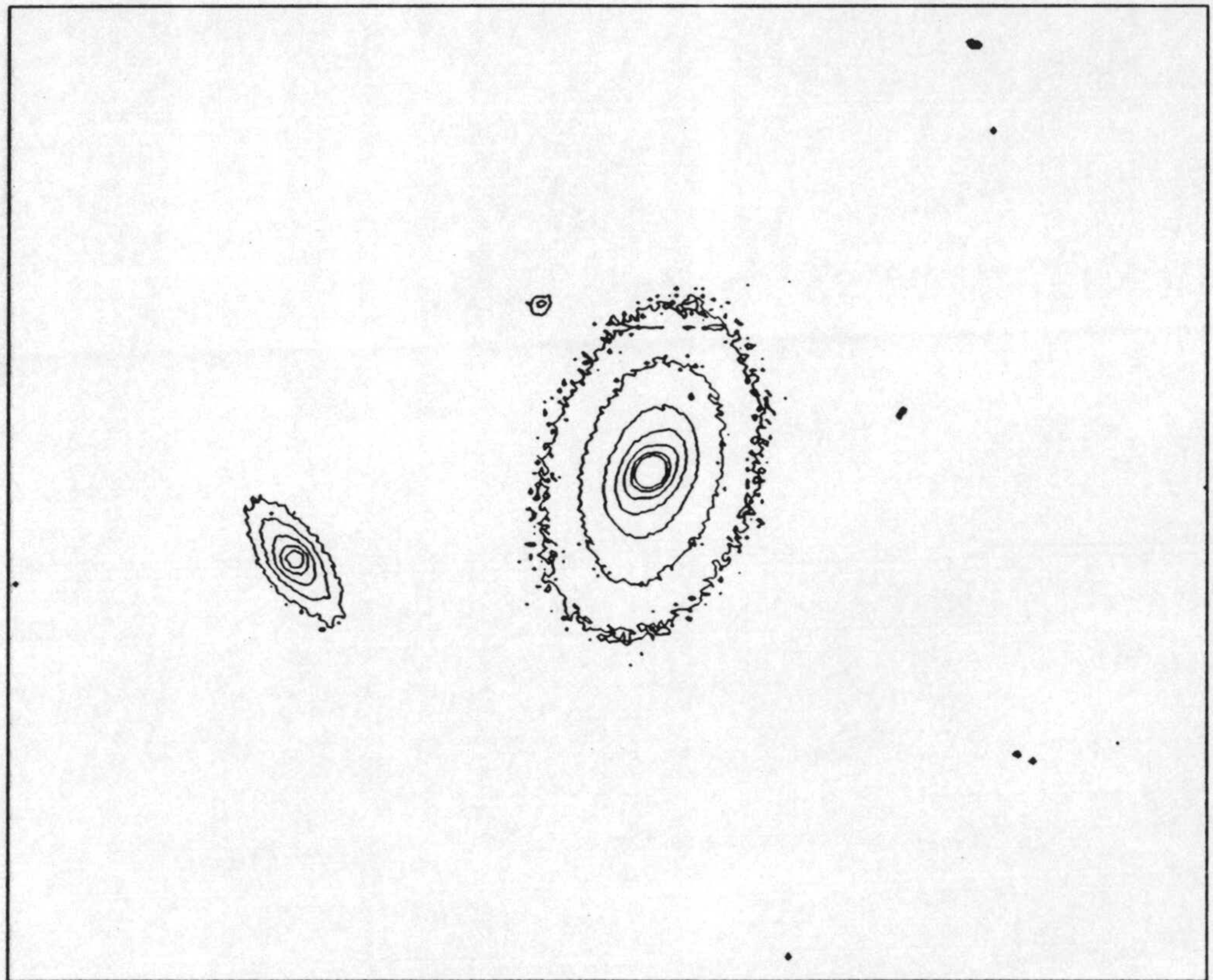


Figura I.3 — *Mapa de isofotas en el filtro V de Johnson de la galaxia UM 16.*

1. Se consideraron primero las Galaxias HII de Clase 1 por ser las únicas que permiten el cálculo directo de las condiciones físicas y de las abundancia. Además, pueden ser utilizadas para calificar los calibradores empíricos.

2. Se han considerado también todas las galaxias en las que se detectó la Banda Azul en la zona de $\text{HeII}\lambda 4686$, en principio debida a la presencia de estrellas WR.

3. Finalmente se consideraron todas las Galaxias del Catálogo detectadas por el satélite IRAS.

**II. COMPOSICION QUIMICA
EN GALAXIAS HII**

Las Galaxias HII presentan un interés muy particular puesto que ofrecen una oportunidad única de estudiar la composición química del medio interestelar (ISM) en zonas de formación estelar muy masiva. Desde el trabajo pionero de Searle y Sargent (1972), en el que se analizaron los prototipos de Galaxias HII IZw 18 y IIZw 40, se ha realizado un esfuerzo considerable para analizar las condiciones físicas en ese tipo de sistemas. Searle y Sargent las llamaron Regiones Aisladas HII Gigantes Extragalácticas o Galaxias HII, por su enorme parecido espectral con las RHGE conocidas en las galaxias espirales M 101 y M 33.

Bajo ese nombre genérico se engloba sin embargo una amplia variedad de objetos (Huchra, 1987) que sólo comparten una característica, la de presentar un proceso muy violento de formación estelar sobre un medio generalmente de baja metalicidad. Las investigaciones llevadas a cabo por diferentes autores (Lequeux et al., 1979; Talent, 1980; French, 1980; Kinman y Davidson, 1981; Kunth y Sargent, 1983) han mostrado que esas galaxias presentan un rango de abundancias de O/H entre $1/2$ y $1/30$ del valor solar, mientras que las relaciones Ne/O y S/O varían muy poco de una galaxia a otra y es similar al valor solar. Probablemente, la mayor fuente de discusión en dichos estudios haya sido la referida a la relación N/O y a la abundancia de Helio, He/H.

El punto de partida de la discusión sobre el cociente N/O arranca de la constatación de la ausencia de relación entre N/O y la abundancia total de Oxígeno. En efecto, puesto que se supone que el Nitrógeno es generado por estrellas poco masivas (entre 2.5 y $3 M_{\odot}$), este elemento enriquecerá el medio interestelar como producto secundario de la nucleosíntesis estelar. Así, los modelos de evolución química (Truran y Cameron, 1971; Díaz, 1985) predicen una relación lineal entre N/O y O/H. Dado que, a diferencia con lo que se encuentra en galaxias espirales, la relación N/O aparece independiente de la metalicidad (aunque con mucha dispersión) en las Galaxias HII, se ha llegado a proponer que el Nitrógeno sería un elemento primario al igual que el Oxígeno.

Recientemente, Pagel (1987) ha revisado esta cuestión y ha puesto de relieve la existencia de aspectos muy problemáticos a la hora de interpretar los datos sobre la relación N/O. En particular, los efectos evolutivos en una región de formación estelar muy intensa, podrían polucionar el ISM dando lugar a que el cociente N/O aumente apreciablemente. En esta perspectiva es interesante notar que IZw 18, la Galaxia HII con la más baja metalicidad conocida, presenta una relación N/O que excede en un factor 3 el valor encontrado para la mayoría de las Galaxias HII. Sin duda, la interpretación de las intensidades de las líneas de [NII] en términos de abundancia no es clara pues, además de la fotoionización normal, podrían operar otros mecanismos de excitación como ondas de choque producidas por Supernovas, que resultarían en altas intensidades de las líneas que no reflejarían necesariamente, grandes abundancias.

El otro elemento que ha sido objeto de muchas discusiones es el Helio. La mayoría de los objetos estudiados, como estrellas, nebulosas planetarias o regiones HII galácticas, presentan aproximadamente la misma abundancia total de Helio, en torno al 25% en masa. Esta constatación ha constituido uno de los más firmes pilares de la Teoría del Big-Bang. Sin embargo, el análisis de las Galaxias HII puso de manifiesto que ese valor para la abundancia de Helio no era tan universal y obligó a definir métodos para separar el Helio primordial del producido localmente. Aquél, a la vista de los resultados, se situaría en torno al 23%, valor que, dadas las barras de error, se sitúa muy cerca del mínimo tolerado por la cosmología estándar.

Peimbert y Torres-Peimbert (1974), pusieron de manifiesto una relación entre las abundancias de Helio y de Oxígeno a partir de los datos disponibles para las Nubes de Magallanes, Orión y IZw 18. En base a este resultado, cimentado sobre cuatro puntos solamente, indicaron que se podría estimar la fracción de Helio primordial extrapolando dicha relación a abundancia cero de Oxígeno. A medida que el diagrama He/H *versus* O/H se fué poblando con más medidas, la relación entre ambos cocientes desapareció dentro del ruido de los datos. Kunth y Sargent (1983) concluyen que las determinaciones existentes eran compatibles con una

abundancia de Helio en torno al 23% para todas las Galaxias HII, independientemente de sus abundancias de Oxígeno. Más tarde, Pagel (1987) reanalizó la cuestión y, si bien confirma que no hay dependencia entre He/H y O/H, apunta la posibilidad de que sí exista entre las abundancias de Helio y de Nitrógeno.. Esta última relación podría sin embargo deberse a fenómenos de polución local producidos por vientos estelares procedentes de estrellas Wolf-Rayet.

En este capítulo presentamos los resultados obtenidos acerca de los problemas que acabamos de discutir, a partir de una muestra de Galaxias HII extraída del Catálogo ya referido. Esta muestra presenta algunas ventajas sustanciales con respecto a las utilizadas anteriormente por otros autores:

(a). El número de galaxias que la componen, todas ellas con determinaciones fiables de la temperatura electrónica y, por tanto, de las abundancias químicas, es mucho más elevado. De hecho, es la muestra más numerosa que pueda analizarse en este momento. En nuestro caso hemos analizado 92 regiones correspondientes a 60 Galaxias.

(b). Todos los espectros fueron obtenidos, calibrados y medidos de la misma forma. Esto hace que la muestra sea homogénea y por lo tanto los resultados sean comparables entre sí.

(c). El análisis para Galaxias HII de baja metalicidad a las que nos referíamos en (a), puede ser extendido hacia objetos más metálicos ya que, aunque para estas las abundancias químicas vendrán afectadas por mayores errores, los resultados serán estadísticamente significativos. De esta forma la muestra total se eleva a 214 regiones.

En el apartado 1 de este capítulo presentaremos los resultados sobre abundancias iónicas y totales de O, Ne, S y N para todas las galaxias para las que se

pudo determinar con precisión la temperatura electrónica. En el apartado 2, se analizan las abundancias de Helio y se discute su relación con las de otros elementos químicos. Finalmente, en el apartado 3 se discutirán los errores en las abundancias cuando se usan calibradores empíricos y se analizará la muestra global de Galaxias HII.

1-. ABUNDANCIAS DE OXIGENO, NITROGENO Y NEON

El cálculo de los parámetros físicos, T_e y N_e , y de las abundancias químicas se llevó a cabo siguiendo el mismo método que para las RHGE. La densidad electrónica fue determinada a partir del doblete [SII] $\lambda\lambda 6717,6731$. Todas las galaxias de la muestra para las que el doblete está bien resuelto tienen bajas densidades y por lo tanto puede aplicarse la aproximación correspondiente. De hecho, tan sólo 8 objetos (To 0633-415, To 0440-381, To 0559-393, Mkn 36, IIZw 40, To 0645-370, To 1345-420 y Mkn 710) tienen densidades superiores a 200 cm^{-3} , por lo que, para los casos en que el doblete de [SII] no estaba totalmente resuelto se adoptó $N_e = 100 \text{ cm}^{-3}$.

A partir del cociente [OIII] $\lambda 4363$ /[OIII] $\lambda 5007$ se calculó la temperatura electrónica. Se adoptó, como ya se discutió en la Primera Parte de esta Tesis, una estructura de ionización en dos zonas, una de alta ionización con la temperatura del [OIII] y conteniendo los iones He^+ , O^{++} y Ne^{++} , y otra de baja ionización, conteniendo los iones S^+ , N^+ y O^+ . La temperatura de esta zona se estimó haciendo uso de los modelos de Stasinska (1982). Los resultados obtenidos para la temperatura de la zona del [OIII] se presentan en el Apéndice B.

A la hora de calcular las abundancias iónicas, la representación de la estructura de ionización en dos zonas, por tratarse de una simplificación, puede acarrear problemas de fiabilidad. De hecho, Peimbert y Costero (1969) notaron, en su

estudio de regiones HII galácticas, que iones de una misma zona podrían en realidad mostrar temperaturas electrónicas diferentes aunque, afortunadamente, esas diferencias en T_e inducen errores que son inferiores a los observacionales.

En la figuras II.1 a y b hemos presentado los resultados de abundancias iónicas de N^+ , S^+ y Ne^{++} en función de las de O^+ y O^{++} . Esos diagramas pueden servir de *test* sobre el modelo de estructura de ionización del que hablábamos. De hecho, la figura pone de manifiesto la existencia de buenas correlaciones entre las abundancias de los diferentes iones supuestamente situados en la zona de baja ionización. Esto, unido a que esas mismas abundancias iónicas no muestran ninguna tendencia con la de O^{++} , confirma la adecuación del modelo utilizado.

La situación es mucho menos clara cuando se considera la zona de alta ionización. En principio, cabría esperar (y así ocurre) una buena correlación entre las abundancias relativas de Ne^{++} y O^{++} precisamente porque se supone que coexisten en la misma zona. Lo que produce confusión es que la abundancia de Ne^{++} se correlaciona también con la de O^+ , contra lo que se espera. La proximidad entre los potenciales de ionización del Ne^{++} y del O^{++} , predice una correlación entre las abundancias de esos dos iones; mientras que la gran diferencia entre los potenciales de ionización del Ne^{++} y del O^+ hace difícil de comprender la correlación antes apuntada entre las abundancias de esos dos iones. Sea cual fuere la explicación, nuestros resultados arrojan ciertas dudas sobre el FCI para el Neón.

Puesto que el cociente O^{++}/O representa la fracción de ionización del Oxígeno doblemente ionizado, y teniendo en cuenta que las correcciones por ionización se determinan en base a la proximidad de los potenciales de ionización de las especies consideradas, el análisis de la posible existencia de efectos sistemáticos en el cálculo de los FCI puede ser realizado analizando el comportamiento de los diferentes iones frente a O^{++}/O (ver Pagel et al., 1979). En la figura II.2 se muestran los diagramas correspondientes a los cocientes Ne^{++}/O^{++} , N^+/O^+ y S^+/O^+ frente a O^{++}/O . El resultado más destacable es la tendencia a disminuir de Ne^{++}/O^{++} con la fracción de Oxígeno doblemente ionizado. Esta relación, que está en total desacuerdo con

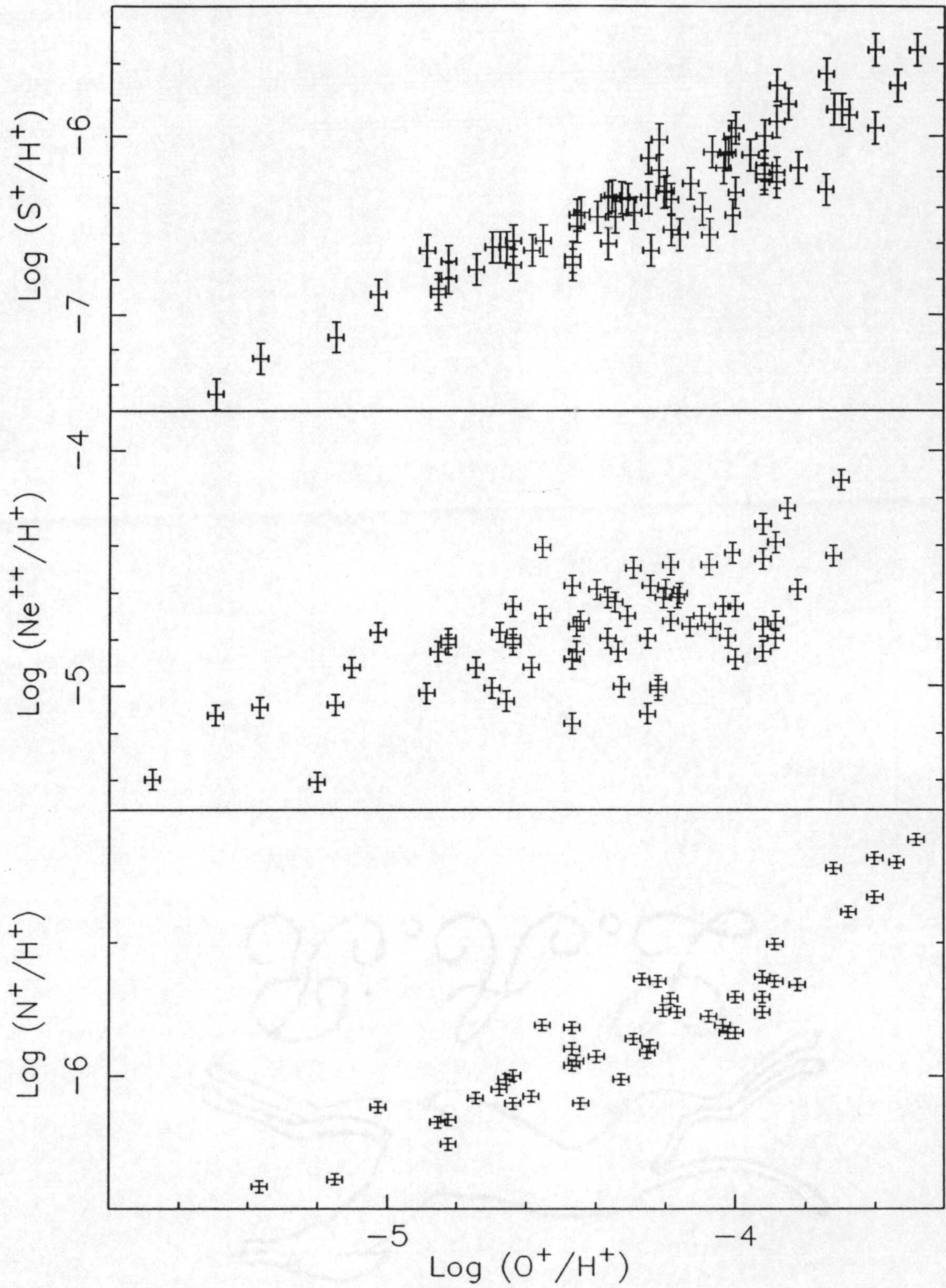


Figura II.1a - Abundancias iónicas N^+/H^+ , Ne^{++}/H^+ y S^+/H^+ en función de O^+/H^+ .

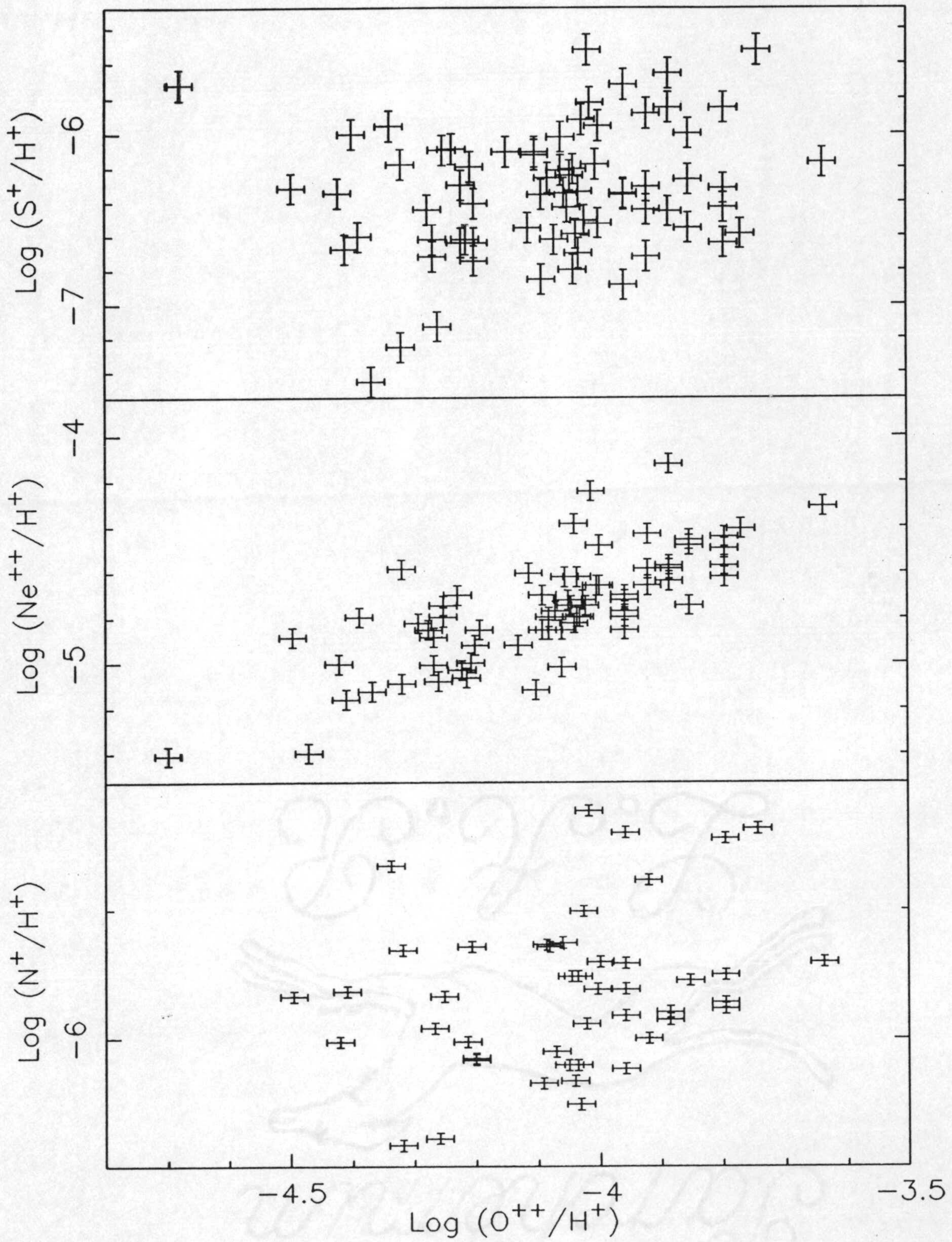


Figura II.1b - Abundancias iónicas N^+/H^+ , Ne^{++}/H^+ y S^+/H^+ en función de O^{++}/H^+ .

los resultados del análisis de las regiones HII de la Nubes de Magallanes por Pagel et al. (1978), traduce la que ya habíamos encontrado entre Ne^{++} y O^+ .

Si esa sobreabundancia de Ne/O es real, ello significaría que existen objetos para los que ese cociente puede llegar a ser hasta un factor 2 superior al valor solar. Ninguno de los estudios realizados hasta ahora, tanto para Galaxias HII como para RHGE, habían puesto de manifiesto esta cuestión. Así, en principio, podría pensarse en la existencia de problemas de precisión con nuestros datos. Sin embargo, dada la amplitud de nuestras muestras y el control de calidad que hemos llevado a cabo, es difícil pensar que esa sea la razón. De hecho, el mismo tipo de fenómeno se encontró para las RHGE (Primera Parte de esta Tesis), y también está presente en los datos de French (1980) para Galaxias *Starburst* de alta luminosidad. Este autor encontró una tendencia entre Ne/O y O/H , que sin más análisis atribuyó a una posible deficiencia en la estimación de la temperatura electrónica. El reanálisis efectuado por Masegosa y Moles (1987) que incluía el estudio detallado de una nueva Galaxia *Starburst* de alta luminosidad, IZw 207, confirmaba totalmente el efecto, descartando los errores en T_e como causa del mismo.

Ante esos resultados cabe cuestionarse si el esquema de corrección por ionización para el Neón es correcto. Este esquema fue inicialmente propuesto por Peimbert y Costero (1969) y sus resultados indicaban la constancia de la relación Ne/O dentro de la nebulosa de Orión. El mismo tipo de resultado se obtuvo, como ya indicamos anteriormente, para las regiones HII de las Nubes de Magallanes. Por otro lado y en principio, la constancia de Ne/O tiene el apoyo de los resultados teóricos de los modelos de fotoionización. Aunque, tanto Stasinska (1978) como Grandi y Hawley (1978) han puesto de manifiesto que el comportamiento de aquel cociente puede presentar problemas por la dependencia existente entre $X(\text{O}^{++})/X(\text{Ne}^{++})$ y la temperatura efectiva del cúmulo ionizante, por intermedio de los modelos de atmósferas utilizados. En ambos casos sin embargo, la tendencia señalada es en el sentido de una subestimación de la abundancia relativa Ne/O , mientras que nuestros resultados apuntan a una sobreestimación.

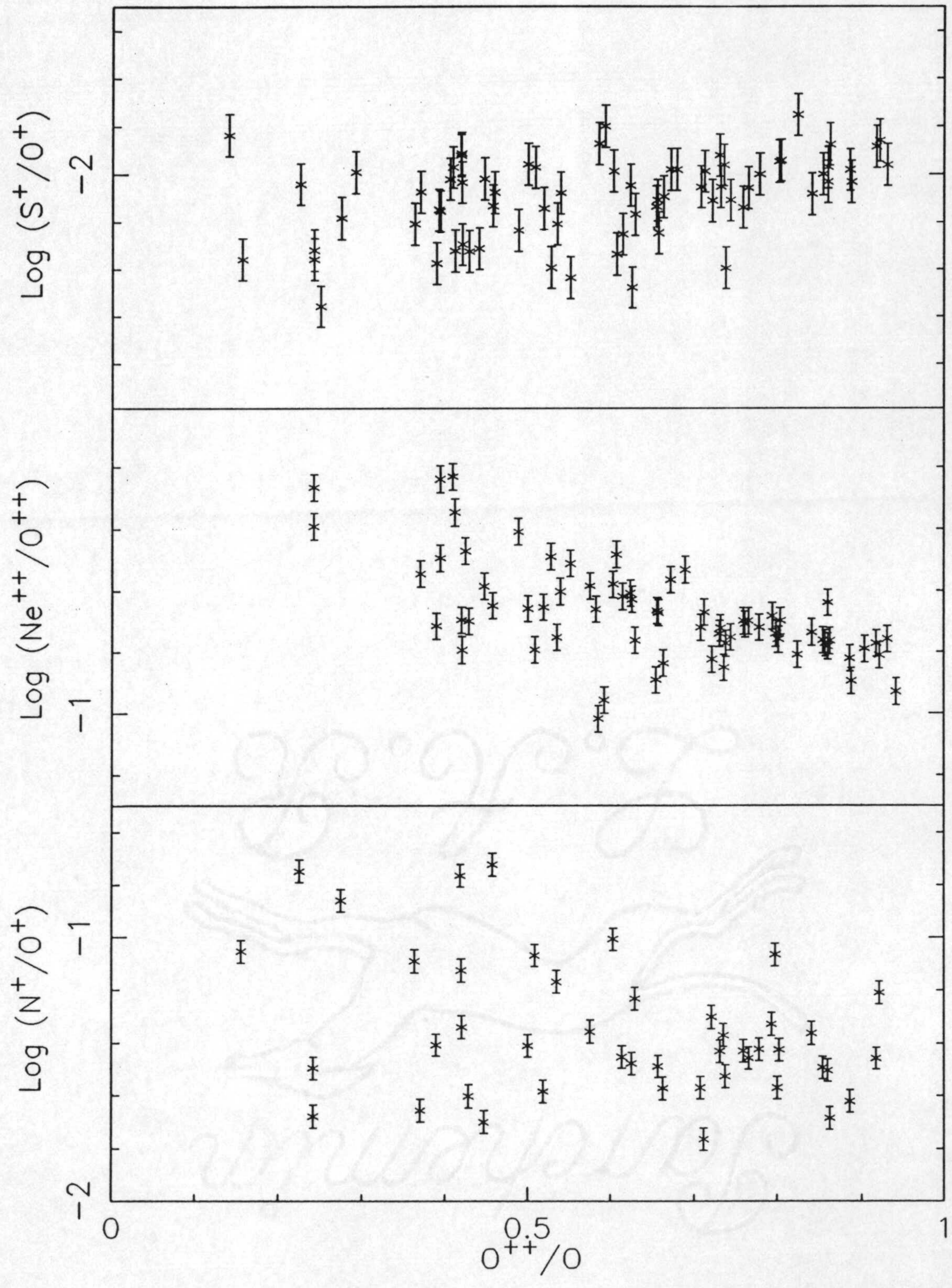


Figura II.2 — *Relación de abundancias iónicas de N^+/O^+ , Ne^{++}/O^{++} y S^+/O^+ en función de O^{++}/O .*

Si se descarta por un momento la existencia de una verdadera sobreabundancia, la única alternativa es la de una temperatura diferente para la zona del Ne^{++} . Sin embargo, para explicar las mayores diferencias encontradas en Ne/O , la temperatura de la zona del Ne^{++} debería ser mayor por un factor 2, lo que es totalmente descartable.

Para continuar con esta discusión, hemos dibujado en la figura II.3 el diagrama $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$ versus $W\beta$. El resultado que aparece es muy interesante ya que se constata que ese cociente iónico aumenta a medida que disminuye la anchura equivalente de $\text{H}\beta$, es decir, a medida que el cúmulo ionizante está más evolucionado. A partir de este resultado parece lógico pensar que la sobreabundancia de Neón con respecto a Oxígeno está fundamentalmente relacionada con los aspectos evolutivos de las regiones de formación estelar. Para analizar este aspecto de otra forma hemos representado en la figura II.4 las relaciones $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$ en función de la abundancia total de Oxígeno. Puesto que se supone que el Neón es un producto primario de la nucleosíntesis estelar en estrellas masivas, las mismas que generan el Oxígeno, la relación Ne/O debería ser la misma para cualquier abundancia de Oxígeno. En la figura puede apreciarse que si bien no existe ninguna tendencia clara, tampoco puede asumirse que la relación Ne/O sea constante e igual al valor solar. La dispersión de valores que se encuentra, superior a los errores y, por lo tanto, significativa, sería atribuible a los efectos evolutivos de las diferentes regiones.

La solución a este problema exige un doble esfuerzo. Por un lado, es necesario coleccionar datos de muy alta calidad para Galaxias HII de alta luminosidad, que son las que lo manifiestan más claramente. Y por otro, se necesita construir, como ya hemos repetido anteriormente, modelos de fotoionización que incluyan los efectos evolutivos de los cúmulos ionizantes.

En cuanto a la abundancia relativa de Nitrógeno, N/O , puesto que como hemos visto la corrección por ionización no plantea ningún problema dentro de la fiabilidad de los datos, pensamos que los valores encontrados para las Galaxias

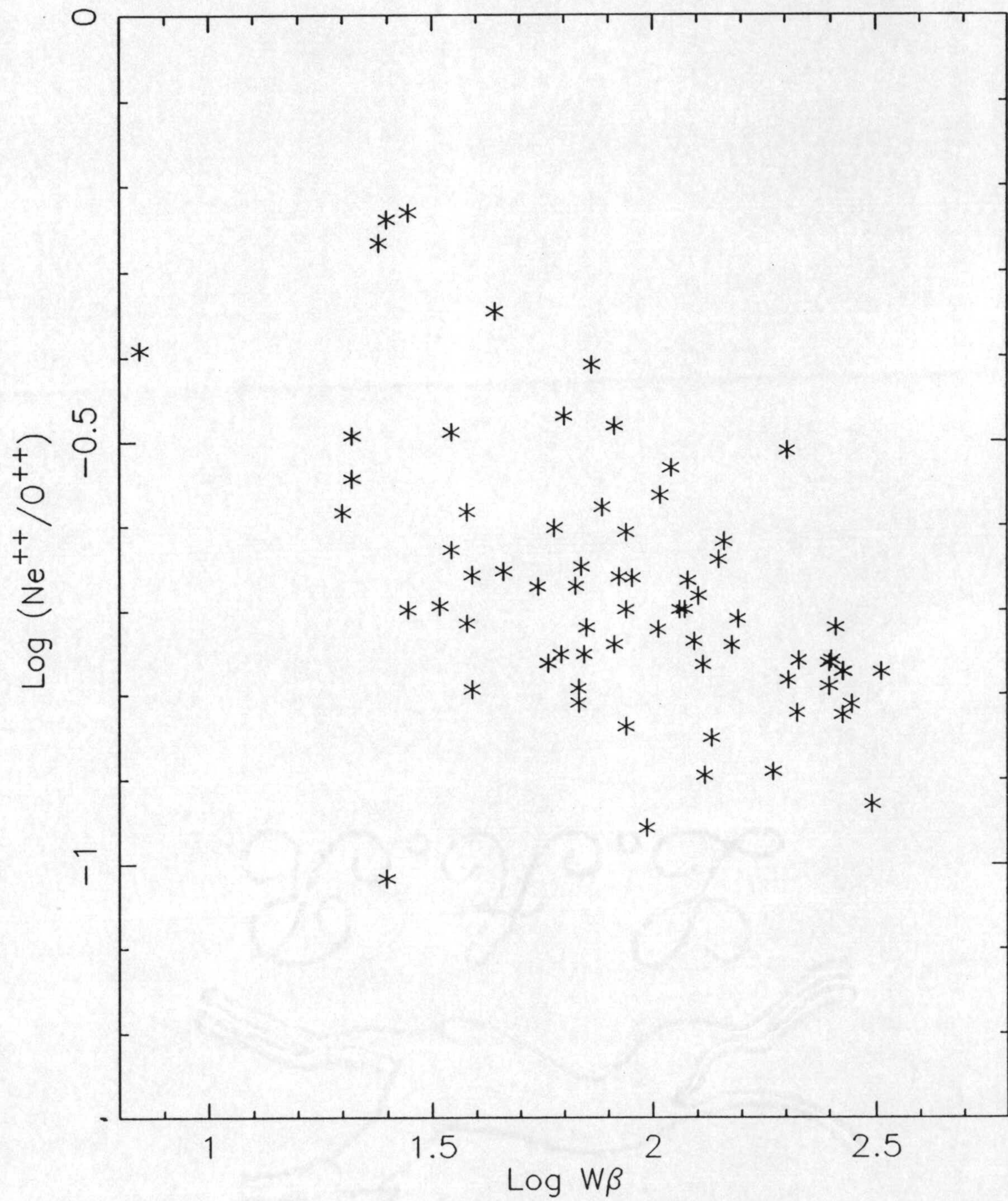


Figura II.3 – Relación de abundancias iónicas $\text{Ne}^{++}/\text{O}^{++}$ en función de la anchura equivalente de $\text{H}\beta$, $W\beta$.

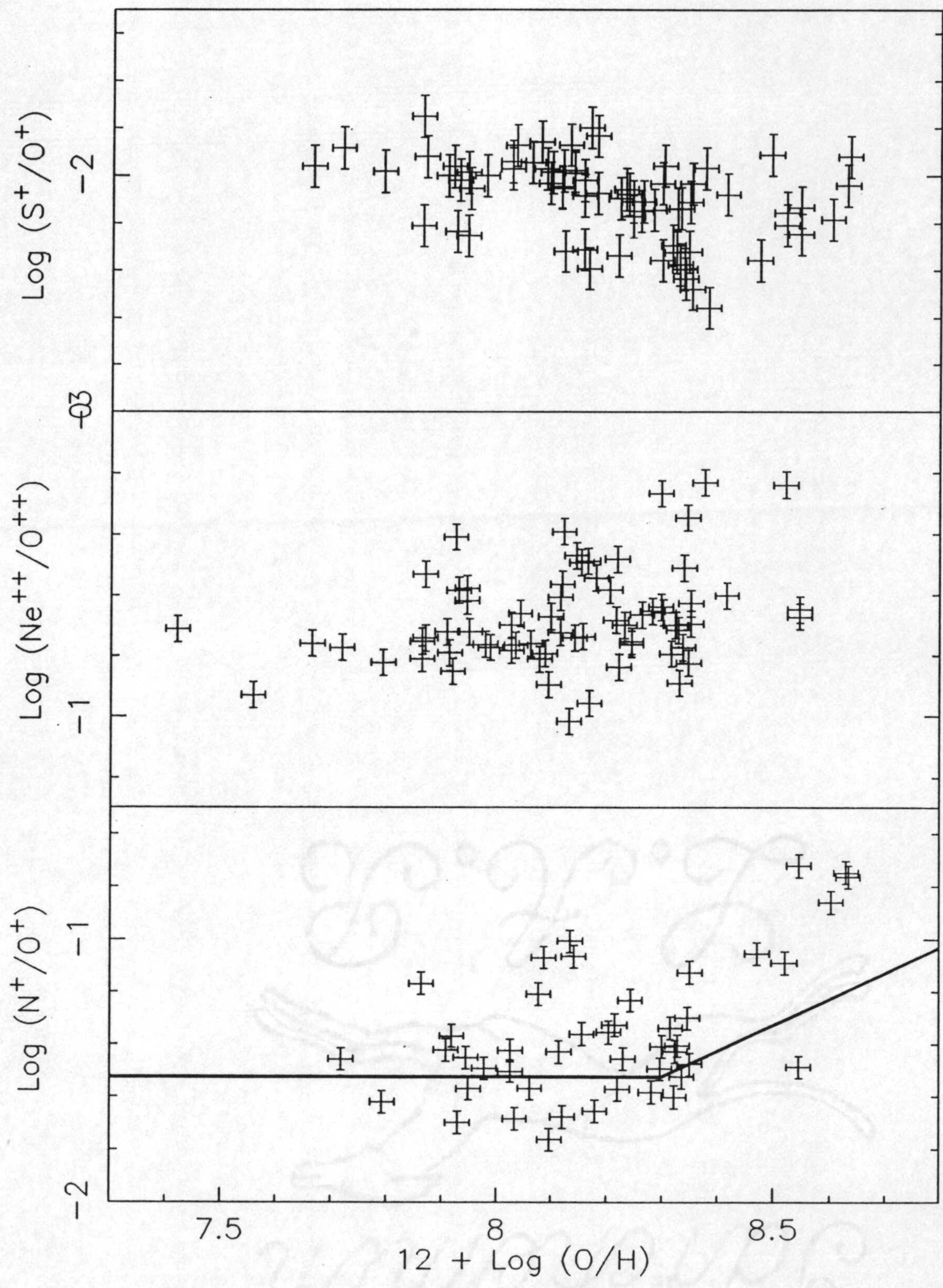


Figura II.4 — Relación de abundancias iónicas de N^+/O^+ , Ne^{++}/O^{++} y S^+/O^+ en función de la abundancia total de Oxígeno, O/H .

HII pueden considerarse como representativos. Sin embargo este elemento químico presenta, como ya apuntamos en la Introducción de este capítulo, la disyuntiva de si es un producto primario o secundario de la nucleosíntesis. En la figura II.4 se presenta el diagrama de N^+/O^+ versus O/H que puede permitir investigar ese problema. En el se constata que para aquellas Galaxias HII con $[O/H]$ menor que 8.3 la fracción N/O permanece constante definiendo un valor medio de -1.5 (en logaritmo). Este resultado está en total concordancia con otros análisis realizados por diferentes autores (Lequeux et al., 1979; Kunth y Sargent, 1983). Las excesos que presentan algunas galaxias en aquel rango de metalicidades se puede explicar en términos de polución local (Pagel, 1987).

Por el contrario, las Galaxias HII con $[O/H] > 8.3$ muestran una clara tendencia en el sentido de que N^+/O^+ aumenta con la abundancia de Oxígeno. También se han trazado en la figura las rectas que marcan la dependencia media de O/H y de N/O para estrellas enanas (Pagel, 1985). El ajuste de los datos que aportamos y esas rectas es bueno, lo que nos lleva a la conclusión de que el Nitrógeno en nuestras galaxias es fundamentalmente de origen primario, aunque las estrellas que lo producen son menos masivas ($5-6 M_{\odot}$) que las responsables de la producción de Oxígeno ($M > 10 M_{\odot}$). Este resultado está en total acuerdo con los previstos por los modelos de evolución química de galaxias espirales desarrollados por Díaz y Tosi (1986).

Con nuestros datos no es posible explorar el comportamiento de la relación S/O . En efecto, dada la proximidad entre los potenciales de ionización de S^{++} y O^+ , aquella abundancia relativa necesita de la observación de líneas del ión $[SIII]$, que no fueron detectadas en nuestros espectros. En todo caso, la relación entre S^+/O^+ y O/H , mostrada en la figura II.4, es compatible con la hipótesis S^+/O^+ constante salvo, quizás, para las galaxias HII más metálicas.

Para terminar este apartado creemos de interés señalar el efecto que hemos encontrado para la muestra de Galaxias HII analizadas entre la importancia, en cuanto a la masa involucrada, del proceso de formación estelar y la metalicidad.

En la figura II.5 se muestra la relación entre la abundancia de Oxígeno y la temperatura electrónica, junto a las trazas de temperatura efectiva constante sacadas de los modelos de Stasinska (1982). Si bien pueden llegar a tener T_e más altas, las Galaxias HII presentan la misma tendencia que ya habíamos encontrado para las RHGE. Esto concuerda con nuestros planteamientos en la Introducción de esta Tesis y confirma, bajo otro aspecto, que el fenómeno Galaxia HII prolonga hacia mayores escalas energéticas las propiedades de las RHGE. A la vez que, debido precisamente a esa mayor escala, puede abrir el camino hacia fenómenos diferentes como discutiremos en el Capítulo IV.

2-. ABUNDANCIAS DE HELIO. ABUNDANCIA PRIMORDIAL

Además de la radiación cósmica de fondo y la ley de Hubble, la abundancia de Helio constituye uno de los llamados *Hechos Cosmológicos*. Los valores observacionales actualmente aceptados para la abundancia de Helio primordial imponen restricciones estrictas a los modelos cosmológicos, en particular sobre el número de especies diferentes de neutrinos y sobre la densidad bariónica del universo. De hecho, esos valores están ya al límite de lo que puede ser compatible con los modelos comúnmente aceptados. En efecto, admitiendo un valor de 0.23 para la abundancia primordial de Helio relativa al Hidrógeno (Y_p), esto impone, para tres especies de neutrinos, una entropía por barión, η ($\eta = N_N/N_\gamma$) menor que 2×10^{-10} , lo que sería inadmisibles en el caso de que los neutrinos tengan masa en reposo no nula. Por otro lado, valores de Y_p por debajo de 0.2 son totalmente incompatibles con los modelos ya que implicarían un número de neutrinos de 2 o inferior. De ahí la importancia de determinar con la mayor fiabilidad posible la abundancia de Helio en diferentes sistemas para poder deducir de ello la abundancia de Helio primordial.

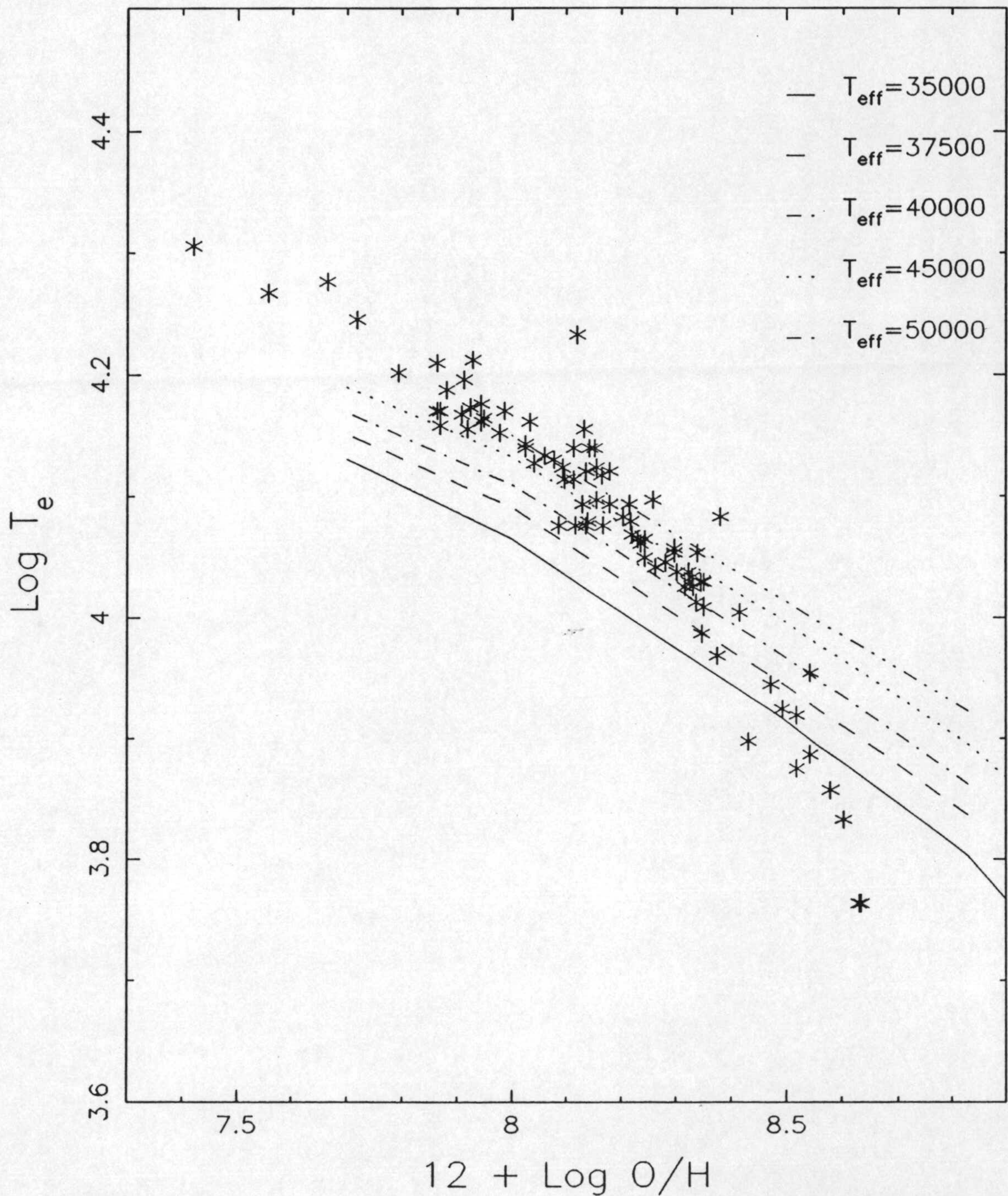


Figura II.5 – *Temperatura electrónica vs abundancia total de Oxígeno. Se han dibujado con distintos trazos los modelos homogéneos de Stasinska (1982) para diferentes temperaturas efectivas.*

En la presente Tesis nos hemos planteado, con el ánimo de aportar algún tipo de respuesta, las siguientes cuestiones concretas:

(a). La aplicabilidad del método sugerido por Peimbert y Torres-Peimbert (1974) para la determinación de Y_p cuando se utilizan datos relativos a objetos de diferentes clases y con historias evolutivas diferentes.

(b). En qué grado la evolución de estrellas muy masivas, como las que se encuentran en las Galaxias HII por ejemplo, puede afectar el enriquecimiento del medio interestelar.

(c). Cuál es la cantidad mínima de Helio que debería ser explicada en términos cosmológicos. En este punto particular las Galaxias HII, las menos evolucionadas químicamente que se conocen, son lo únicos objetos que permiten este tipo de estudio.

La muestra que aquí se analiza presenta, además de su extensión, la particularidad de ser un conjunto de objetos físicamente similares en el sentido de que sus propiedades están dominadas por la presencia de un proceso de formación estelar intensa.

El estudio realizado por Peimbert y Torres-Peimbert (1974) se basaba en observaciones que podrían ser no totalmente comparables. La extrapolación para estimar Y_p se hacía en base a los datos de IZw 18 (una galaxia HII), regiones HII en las Nubes de Magallanes y la nebulosa de Orión. Es obvio que esos sistemas presentan procesos de formación estelar muy diferentes. En efecto, mientras que las estrellas más masivas en Orión sólo llegan a tener $30 M_{\odot}$ (Goudis, 1982), en IZw 18 existen con toda probabilidad estrellas con masas en el rango de 60-100 M_{\odot} (Melnick, Terlevich y Eggleton, 1985). Sin embargo, la hipótesis que subyace al trabajo de Peimbert y Torres-Peimbert es que la evolución química discurre de la misma manera en todos esos sistemas, lo que es cuestionable. En cambio el método utilizado por esos autores para corregir por ionización es probablemente

el más seguro, ya que imponen una abundancia total de Helio homogénea en cada objeto. A la vista de nuestros resultados en la Primera Parte de esta Tesis, esa forma de calcular el FCI está totalmente justificada.

El siguiente trabajo sobre la abundancia de Helio que queremos destacar es el llevado a cabo por French (1980). La muestra considerada por ese autor constaba de 10 galaxias compactas azules de baja luminosidad, comparables a nuestras Galaxias HII, RHG en M 33 y regiones HII de las Nubes de Magallanes. Como en el caso anterior, se trata de objetos con diferentes propiedades evolutivas y, por lo tanto, se le puede aplicar la misma crítica. En cualquier caso, French no encontró ningún tipo de relación entre las abundancias de Helio y de Oxígeno.

También Lequeux et al. (1979) abordaron este problema. Para ello utilizaron datos de 5 RHG, 3 Galaxias HII (IIZw 70, IIZw 40 y IZw 18), Orión y valores medios para ambas Nubes de Magallanes. La corrección por ionización aplicada es la sugerida por Peimbert y Torres-Peimbert y la correlación encontrada entre He/H y O/H es buena. Como luego apuntaron Kunth y Sargent (1983), la duda sobre esa correlación viene motivada por la no consideración de los errores en la determinación de las abundancias de Helio, que según Lequeux et al. se suponían del orden de un 5% como máximo. De cualquier forma, estamos de nuevo ante una muestra que es muy inhomogénea y por lo tanto podría no ser apropiada.

Cabe señalar finalmente el trabajo de Kunth y Sargent ya citado, que utiliza para el análisis una muestra de Galaxias HII. Su resultado desmiente de nuevo la correlación entre He/H y O/H y apunta a la constancia de He/H cualquiera que sea la metalicidad. Este valor constante se sitúa en 0.235, muy cerca ya del límite inferior compatible con las predicciones de los modelos cosmológicos.

Como quiera que la muestra de Kunth y Sargent está compuesta por objetos del mismo tipo de los que nosotros hemos analizado, nuestros resultados serán directamente comparables con los de esos autores. En el subapartado 1 analizaremos los métodos de cálculo para estimar la abundancia de Helio ionizado, con atención

especial a las correcciones por excitación colisional, y la influencia de Helio neutro en la abundancia total. En el subapartado 2 se estudiará si hay o no relaciones claras entre la abundancia de Helio y la de otros elementos como Nitrógeno u Oxígeno, y se compararán con otros estudios, el de las RHGE presentado en la Primera Parte en particular. Finalmente, en el Subapartado 3 se discutirán los resultados en conexión con los modelos cosmológicos.

2.1 Abundancia de He⁺. Factor de Corrección por Ionización

La abundancia iónica de He⁺ se obtiene, a partir de observaciones en el dominio visible, de las medidas de las líneas de HeI λ 4471, 5876 y 6678. Hay otras líneas en ese dominio que podrían ser en principio utilizadas (HeI λ 3820, 3889, 4026 y 4921) pero o son demasiado débiles o están solapadas con líneas de Hidrógeno para que su intensidad sea medible con fiabilidad. Aunque la línea HeI λ 6678 está detectada en muchos de nuestros espectros, los datos comienzan a ser demasiado ruidosos en la zona en que la línea aparece y además puede estar contaminada por efectos de segundo orden. De modo que hemos utilizado solamente las líneas HeI λ 4471 y 5876.

Puesto que, como es sabido, el mecanismo por el que se producen las líneas de H y He en nebulosas fotoionizadas es recombinación (Osterbrock, 1974; Aller, 1984), las abundancias iónicas de Helio pueden calcularse de manera muy simple a partir de las relaciones de intensidad entre sus líneas y las de H, ya que son casi independientes de las condiciones físicas. Las expresiones utilizadas fueron (Kunth y Sargent, 1983)

$$y^+ (\lambda 4471) = (1.74 + 0.354 t - 0.052 t^2) \frac{I(\lambda 4471)}{I(H\beta)}$$

$$y^+ (\lambda 5876) = (0.49 + 0.302 t - 0.052 t^2) \frac{I(\lambda 5876)}{I(H\beta)}$$

en donde $t = T_e / 10000$.

Sin embargo, la situación no es tan sencilla en la realidad. Robbins (1968) ya había señalado que la intensidad de las líneas de HeI que se observan pueden diferir del valor de recombinación ya que las colisiones podrían excitar el nivel metaestable 2^3S . Esta consideración fue tomada en cuenta posteriormente por Cox y Daltabuit (1971), quienes estimaron cuantitativamente el efecto. Encontraron que el efecto era más importante en HeI λ 5876 que en HeI λ 4471, y que aumentaba con la temperatura electrónica. La corrección por colisiones podía llegar a ser de un 10-20%. Más tarde, Peimbert y Torres-Peimbert (1971) y Barker (1978) revisaron el problema y concluyeron que el efecto había sido sobreestimado, debido a un error de un factor tres en el valor de la sección eficaz de las colisiones. Una vez determinadas con precisión esas secciones eficaces (Barrington et al., 1985), Ferland (1986) reexaminó de nuevo la cuestión. Su conclusión era que la sobreestimación de las abundancias de He podía situarse en un 3-30%, lo que significaba que algunas Galaxias HII tendrían abundancias por debajo de lo que los modelos cosmológicos dan como mínimos. Sin embargo, Peimbert y Torres-Peimbert (1987), que también estudiaron este problema, indican que los cálculos de Ferland pueden ser erróneos en un factor 2. La razón es que éste sólo incluyó el término de excitación colisional entre los niveles 2^3S y 3^3D para la línea HeI λ 5876, mientras que Peimbert y Torres-Peimbert añaden un término adicional debido a la excitación colisional al nivel 4^3F y posterior desexcitación al nivel 3^3D .

Nosotros hemos calculado el efecto de excitación colisional siguiendo la formulación de Peimbert y Torres-Peimbert, por ser la más completa. Las correcciones implicadas no superan nunca el 10% tanto en HeI λ 4471 como en HeI λ 5876. Los

datos de abundancias calculados a partir de ambas líneas y corregidos de todos los efectos se presentan en el Apéndice B. Comparando las determinaciones usando una u otra línea, no se observa ningún efecto sistemático, por lo que puede inferirse que las diferencias entre ambas se deben a incertidumbres observacionales y de calibración. En efecto, mientras que los errores observacionales no superan el 10% en $\text{HeI}\lambda 5876$, pueden llegar al 30% en $\text{HeI}\lambda 4471$; y las diferencias en las determinaciones anteriores son también de esos órdenes. En el caso de que en una galaxia fueran detectadas ambas líneas, se tomó como valor de la abundancia la media ponderada de ambas determinaciones. En caso contrario, la abundancia se refiere siempre a la línea $\text{HeI}\lambda 5876$.

Acotados los errores observacionales y de interpretación de las intensidades medidas, pasemos al aspecto más problemático a la hora de estimar la abundancia total de Helio. Nos referimos naturalmente a la corrección por ionización, para tener en cuenta estados no observados, en particular Helio neutro. La abundancia total de Helio viene obviamente dada por la suma de éste más el estado una vez ionizado y el estado dos veces ionizado. Como el neutro no es directamente observable, los objetos idóneos para medir la abundancia total de Helio serán aquéllos que presenten He^{++} en su espectro ya que, en ese caso, la cantidad de Helio no ionizada será despreciable. Sin embargo, He^{++} se presenta en pocos casos ya que se necesitan temperaturas efectivas muy elevadas para que aparezca en cantidades apreciables. Afortunadamente, nuestra muestra contiene varios de esos casos, pero aún así la cuestión no es simple. Nos referimos a la posible contaminación por estrellas de tipo Wolf-Rayet. En efecto, este tipo de estrellas han sido repetidamente detectadas en Galaxias HII (Kunth y Sargent, 1983; ver también Capítulo III de esta Segunda Parte de la Tesis) produciendo una emisión detectable en $\text{HeII}\lambda 4686$. El punto a dilucidar cuando HeII está presente en emisión es, por consiguiente, si es de origen nebuloso o producida por estrellas WR. En general, la emisión de WR va acompañada de otras líneas que configuran, cuando la resolución espectral no es muy grande, la llamada Banda Azul típica de esas estrellas (ver Capítulo V de la Primera Parte). Cuando la línea es de origen nebuloso, puesto que su potencial de ionización es más elevado que el de las líneas de $[\text{ArIV}]\lambda\lambda 4711, 4740$, estas últimas

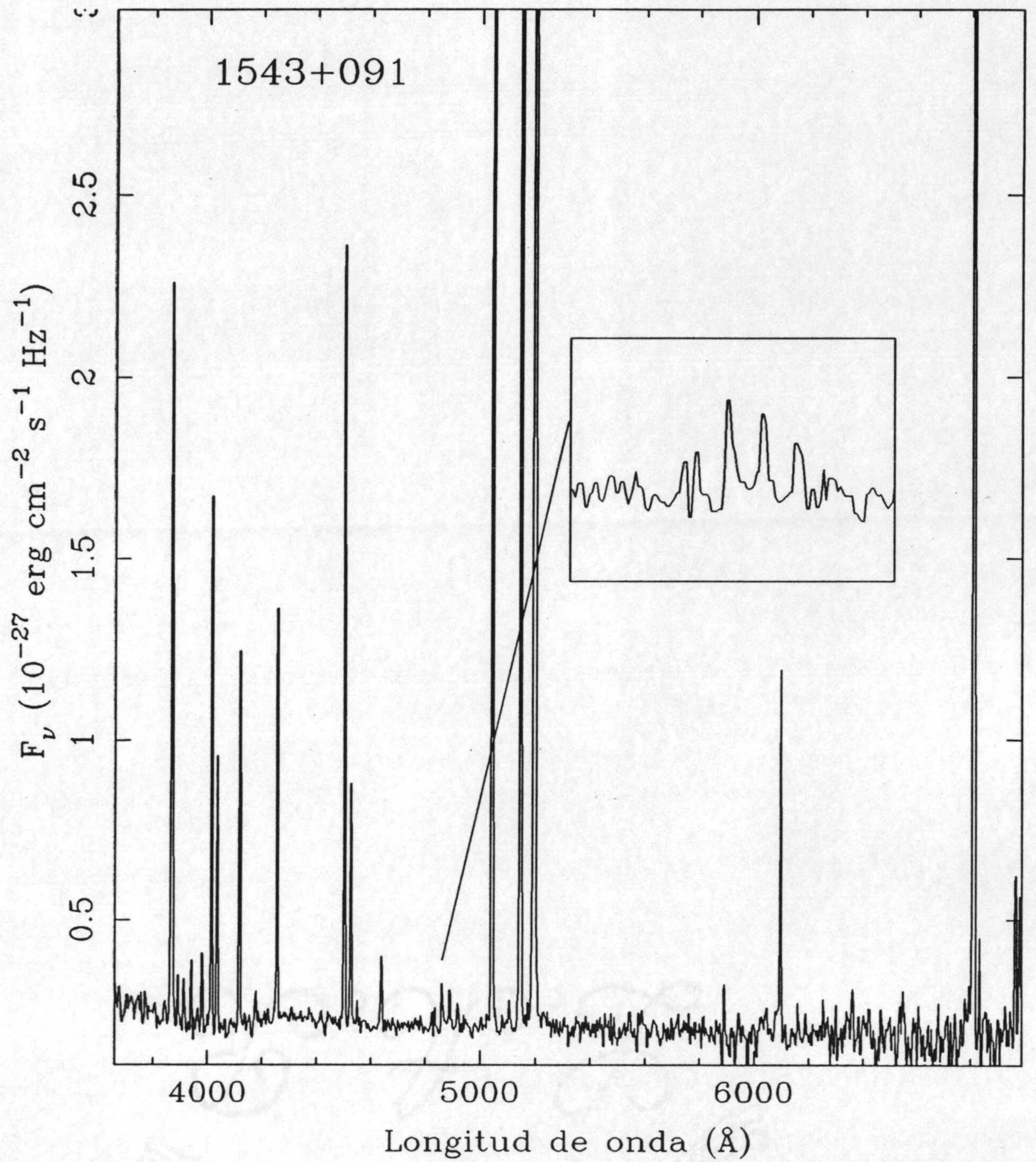


Figura II.6 — *Espectro típico de Galaxia III con HeII λ 4686 de origen nebuloso. En el recuadro superior derecho se ha ampliado la zona correspondiente a dicha línea.*

deben estar presentes. Con estas consideraciones en mente hemos analizado cuidadosamente todos los espectros del Catálogo citado de Galaxias HII y el número de objetos con HeII λ 4686 de origen nebuloso es tan sólo de 7 sobre un total de 480 espectros analizados (ver en la figura II.6 un espectro típico mostrando HeII nebuloso, por comparación con el mostrado en la figura III.5 del siguiente Capítulo, en el que la línea es producida por la presencia de estrellas WR). En esos casos la intensidad de la línea de HeII es muy baja (anchuras equivalentes entre 0.5 y 2 Å) lo que produce errores importantes en su medida. Para las siete Galaxias HII de nuestra muestra con HeII λ 4686 medido (To 1053+064, To 1214-277, To 1304-353, To 1324-276, To 1400-410B, To 1543+091 y To 1924-416) la proporción He⁺⁺/He⁺ es del orden del 2%, con errores apreciables, por lo que finalmente no lo tendremos en cuenta en nuestro análisis.

Dada la pequeña fracción de objetos con He⁺⁺ presente y los problemas que acarrea la determinación de su abundancia, la medida de la total de Helio para un número importante de sistemas debería contemplar la corrección por presencia de He neutro. Ya hemos dicho que, hasta la fecha, no hay ningún esquema de corrección plenamente satisfactorio. Peimbert y Torres-Peimbert (1977) propusieron que, dado que se tiene $X(S^+) < X(He^+) < X(O^{++})$, el FCI debería ser de la forma

$$FCI_{He} = \frac{1}{1 - \gamma (O^+/O) - (1 - \gamma) (S^+/S)}$$

en donde γ es un factor numérico ajustable entre 0 y 1. El ajuste de γ habría que hacerlo de tal forma que la abundancia total de Helio fuese la misma en todas las zonas de la nebulosa. Para el caso de la de Orión esos autores encontraban $\gamma=0.35$. Lequeux et al. (1979) utilizaron el mismo esquema para RHG y, ajustando con modelos de fotoionización, encontraron para ellas $\gamma=0.15$. Sin embargo, este esquema ha sido discutido por Pagel (1983) y por Kunth (1986) en base a la existencia de una correlación entre el FCI y la abundancia de Oxígeno. Por otra parte, el análisis de RHGE que hemos realizado en esta Tesis nos indica que, si bien la abundancia total de Oxígeno es constante dentro de una RHGE dada, las

abundancias iónicas, en particular O^+/O , pueden variar muy apreciablemente de un punto a otro de la región y, por lo tanto, no constituyen una propiedad global de las mismas. El análisis de multiapertura de RHGE nos mostró que si el complejo HII está ionizado por diferentes cúmulos, cada uno tiene una temperatura efectiva distinta; lo cual significa que mientras que la relación O^+/O reflejará la de la zona de mayor brillo superficial, se incluirá más He neutro cuando se integren zonas más evolucionadas (menor T_{eff}).

El diagrama FCI *versus* O/H, mostrado en la figura II.7, nos indica que el primero tiende a ser más grande al aumentar la abundancia; relación que implica también una relación entre el FCI y la T_{eff} . La dependencia del FCI con la evolución queda reflejada en la figura II.8. Ahora bien, como vimos cuando se analizaron las RHGE, los aspectos evolutivos dentro de un complejo HII puede traducirse por variaciones de hasta un factor 2 en el parámetro de ionización, por lo que queda apuntado que el FCI podría también depender de U.

Todo lo anterior lleva a la conclusión de que la determinación de la corrección por Helio neutro no es un parámetro bien determinado puesto que necesita en suma, el conocimiento detallado de las propiedades físicas del complejo HII. En consecuencia, el cálculo de la abundancia total de Helio es extremadamente delicada cuando los FCI son apreciables. El problema puede resolverse, en esos casos, disponiendo de observaciones con suficiente resolución espacial para que el FCI pueda ser ajustado punto a punto de forma que la abundancia total de Helio resulte la misma para todas las zonas de un complejo HII.

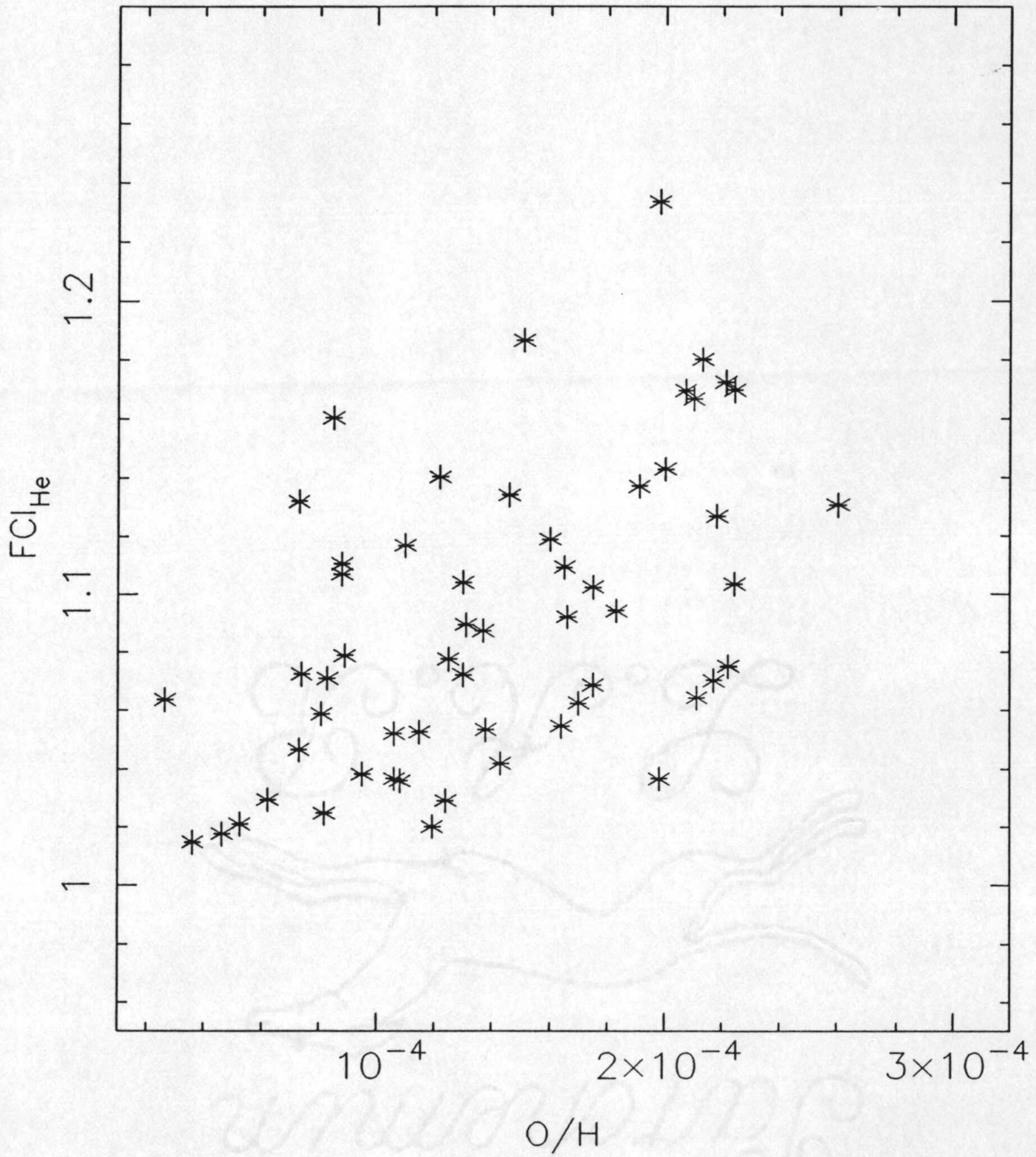


Figura II.7 — Factor de corrección de ionización para el Helio, FCI_{He} , en función de la abundancia total de Oxígeno, O/H

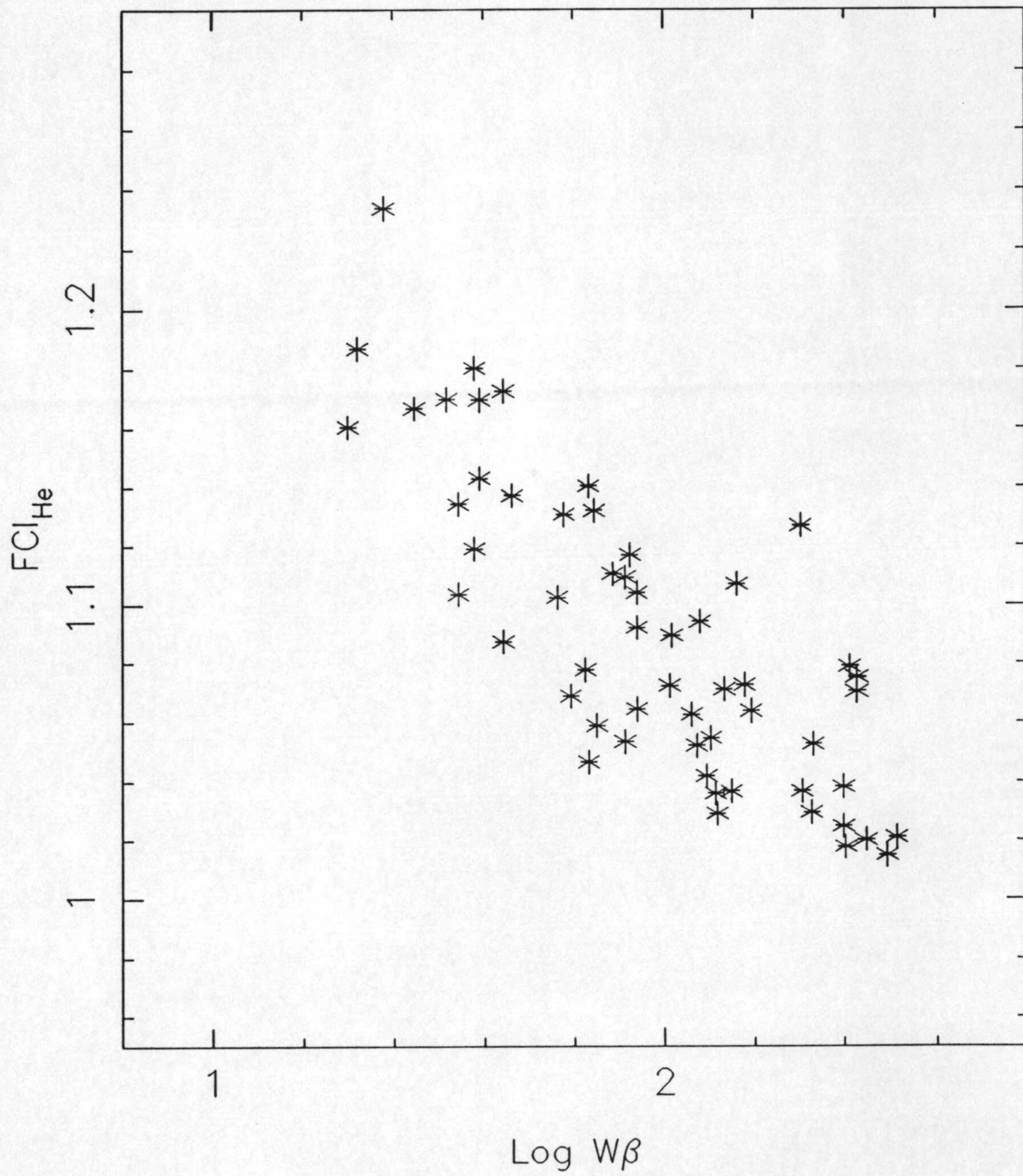


Figura II.8 — Factor de corrección de ionización para el Helio, FCI_{He} , en función de la anchura equivalente de $H\beta$, W_{β}

2.2 Relación entre la abundancia de Helio y la de otros elementos. Evolución Química. Helio Primordial

Dadas todas las incertidumbres expuestas en el subapartado anterior, para el análisis de los datos de nuestra muestra hemos considerado solamente aquellos casos en que puede suponerse que todo el Helio está ionizado. Esto es así para valores de la temperatura efectiva por encima de 40000K, que, en base a la correlación que hemos encontrado entre O/H y T_{eff} , corresponde a galaxias con $[O/H] < 8.3$.

En las figuras II.9 a y b se presentan las relaciones entre He/H y O/H o N/H respectivamente. Es claro que, si bien puede existir una tendencia media a aumentar el contenido de Helio con la metalicidad, existe un amplio rango de abundancias de Helio (entre 0.2 y 0.3 típicamente) para cada valor de O/H o de N/H. Teniendo en cuenta esto, y para poder comparar con otros resultados sobre la misma cuestión, hemos hecho el ajuste formal (siguiendo el trabajo de Peimbert y Torres-Peimbert, 1974), sin tener en cuenta los errores de cada medida individual, por una relación lineal del tipo

$$Y = Y_p + \left(\frac{\Delta Y}{\Delta O} \right) \frac{O}{H}$$

e igualmente para el Nitrógeno

$$Y = Y_p + \left(\frac{\Delta Y}{\Delta N} \right) \frac{N}{H}$$

Los ajustes formales que encontramos, dibujados en las figuras correspondientes, son

$$Y = 0.220 + 130 O/H$$

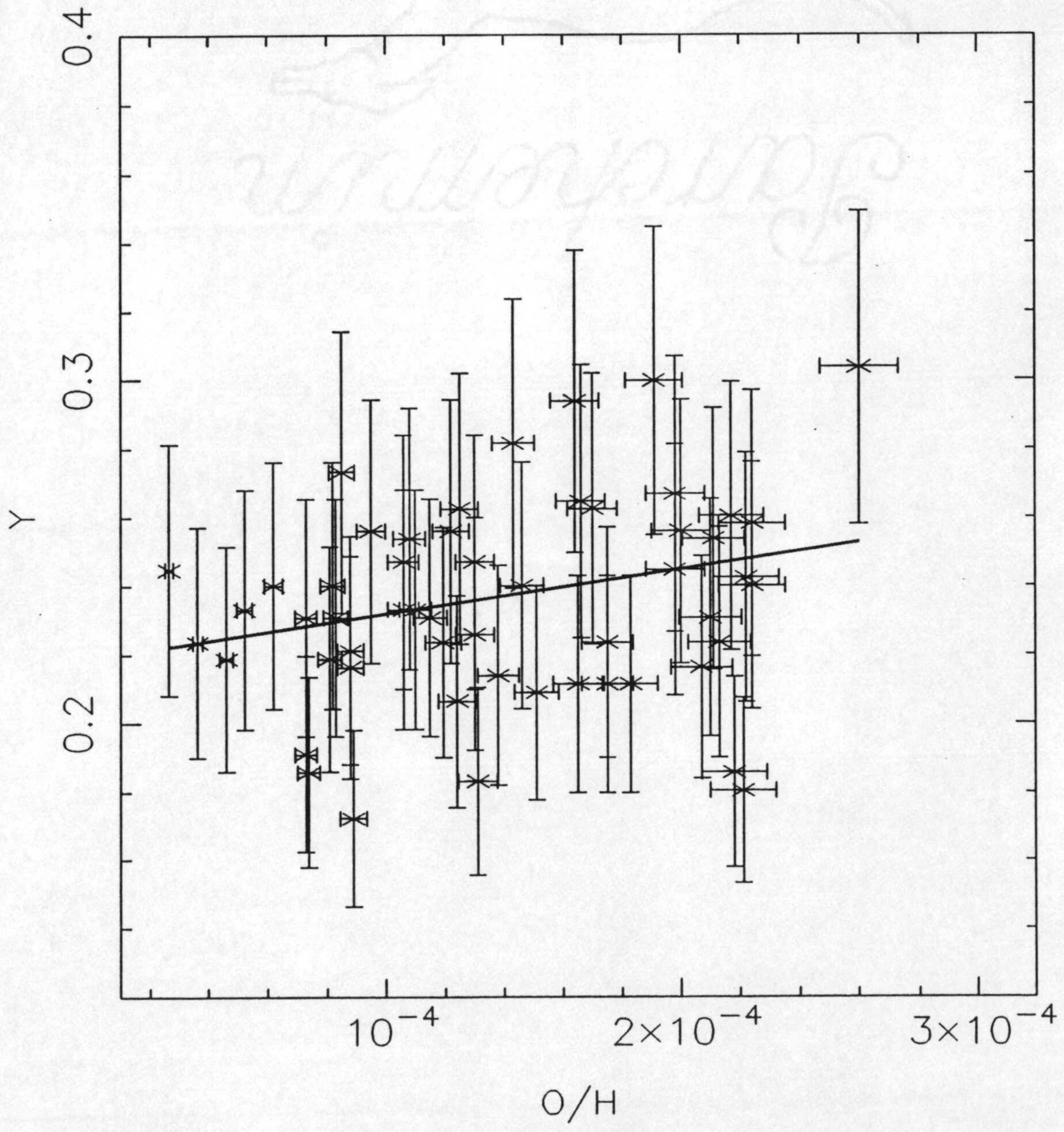


Figura II.9a – Abundancia total de Helio, Y , en función de la abundancia total de Oxígeno, O/H . En trazo grueso se muestra el ajuste formal a dichos datos.

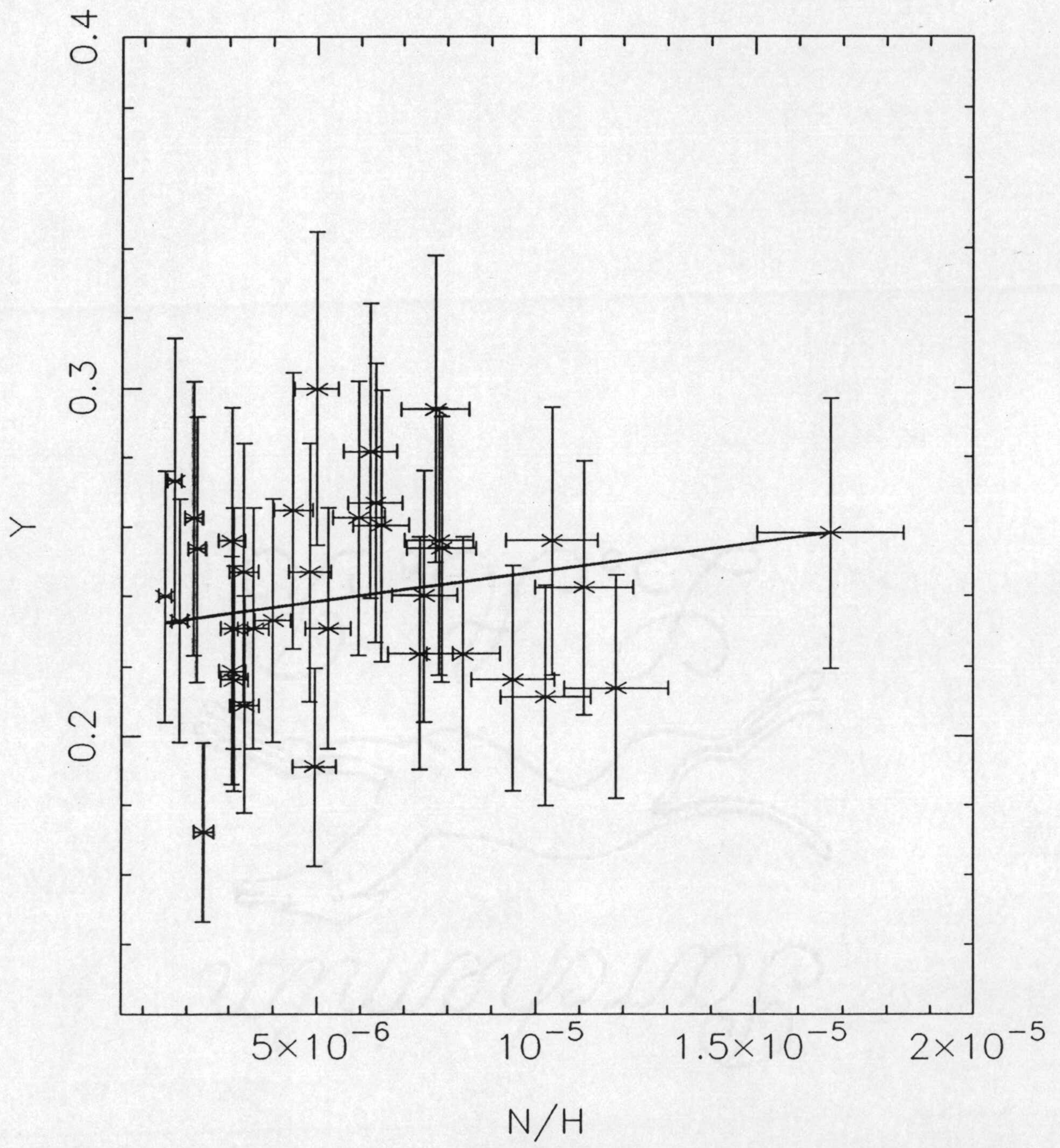


Figura II.9b – Abundancia total de Helio, Y , en función de la abundancia total de Nitrógeno, N/H . En trazo grueso se muestra el ajuste formal a dichos datos.

con un coeficiente de correlación de 0.132, e

$$Y = 0.230 + 1687 N/H$$

con un coeficiente de correlación de 0.062.

Obviamente, los ajustes no son ni mucho menos estadísticamente significativos pero sí, en cierta manera, sorprendentes. En efecto, admitiendo tales relaciones formales, se pueden extrapolar para mayores metalicidades y el resultado es que los valores predichos por las relaciones concuerdan dentro del 5% con las abundancias de Helio observadas para RHG y para la nebulosa de Orión. Para ilustrar este acuerdo se han tabulado para diferentes objetos las abundancias medidas de He, O y N, así como las calculadas a partir de nuestros ajustes, en la tabla II.1.

Como puede apreciarse en la tabla, las abundancias de Helio calculadas a partir de nuestra relación con O/H están en excelente acuerdo con las observaciones, mientras que los calculados a partir de N/H son discordantes para el caso de Orión, es decir, la extrapolación no es adecuada.

Esta constatación va en el sentido que ya habíamos apuntado, esto es, dado que el N puede estar muy vinculado a procesos de pérdida de masa y vientos estelares de estrellas WR, la relación entre He y N puede estar muy contaminada, dependiendo además esa contaminación, del tipo y del tamaño del complejo HII del que se trate. La razón de Helio a Nitrógeno en los vientos de estrellas WN galácticas, $\Delta Y/\Delta N$, es del orden de 1000 (Pagel, Terlevich y Melnick, 1986), valor que no está muy lejos del que hemos encontrado con nuestros datos ($\Delta Y/\Delta N=1687\pm 500$).

La relación entre N/O y O/H (ver figura II.4) va en el sentido de que, como ya indicamos anteriormente, el N sea un producto primario de la nucleosíntesis en estrellas poco masivas. Por contra, el Nitrógeno aportado por los vientos de

Tabla II.1

Reg. HII	O/H(1)	N/H(2)	Y_o	Y_{c1}	Y_{c2}
Orion	5.62	57.5	0.280	0.292	0.327
LMC	2.19	10.7	0.250	0.247	0.248
SMC	0.78	2.57	0.237	0.229	0.234
N 4449	3.46	8.69	0.251	0.263	0.244
N 6822V	2.19	5.76	0.243	0.247	0.239
N 6822X	2.63	4.36	0.250	0.253	0.237
IC 10-1	1.48	6.46	0.244	0.238	0.241
IC 10-2	2.82	11.2	0.236	0.247	0.249

- (1) En unidades de 10^{-4} . (2) En unidades de 10^{-6} .

- Y_{c1} corresponde a la abundancia de Helio primordial calculado del ajuste a O/H.

- Y_{c2} corresponde a la abundancia de Helio primordial calculado del ajuste a N/H.

estrellas WR sería de origen secundario, lo que podría explicar la dispersión encontrada en la relación $\Delta Y/\Delta N$ que, como ya señalara Pagel (1987), podría deberse a polución local.

En apoyo de esta idea podemos citar los valores de las anchuras equivalentes para las galaxias con contenido en Helio por encima de 0.26. Excepto To 1409+200, que tiene $W\beta=127$, todas las demás galaxias tienen anchuras equivalentes típicas de brotes de formación estelar evolucionados, entre 20 y 80 Å.

A partir de la relación formal $\Delta Y/\Delta O$ encontrada, la pendiente en $\Delta Y/\Delta Z$ correspondería a 5, valor superior al predicho por los modelos de evolución química (entre 0.7 y 3.3), si bien, teniendo en cuenta los errores, puede considerarse que ambos resultados son compatibles. Es de notar que si hay enriquecimiento en Helio por vientos de estrellas WR, la pendiente esperada es superior a 3.3. Hemos insistido en que la relación encontrada no es significativa, aunque dado que predice valores adecuados para objetos de mayores metalicidades y que se ha detectado presencia de estrellas WR en 28 de las Galaxias analizadas, dicha hipótesis puede resultar razonable.

Para investigar con más detalle esta idea hemos analizado la distribución de anchuras equivalentes de $H\beta$ de la muestra utilizada. Como puede apreciarse en la figura II.10 se podría dividir los objetos en tres familias cada una con valores de $W\beta$ bien definidos. Puesto que $W\beta$ se utiliza como un indicador fiable de edad para regiones HII (Coppetti, Pastoriza y Dottori, 1986), serían de esperar variaciones en la cantidad máxima de Helio observable, así como en los factores de enriquecimiento, con la edad del sistema, ya que si la polución es debida a vientos de estrellas WR, dicho efecto será tanto más importante cuanto más evolucionados están los brotes de formación estelar. Así, hemos dividido la muestra en tres grupos de edad (de $W\beta$): objetos jóvenes ($W\beta > 170$ Å), de edad intermedia (50 Å $< W\beta < 170$ Å) y viejos, con $W\beta < 50$ Å. Los resultados para cada grupo son muy sugerentes y pueden glosarse de la forma siguiente:

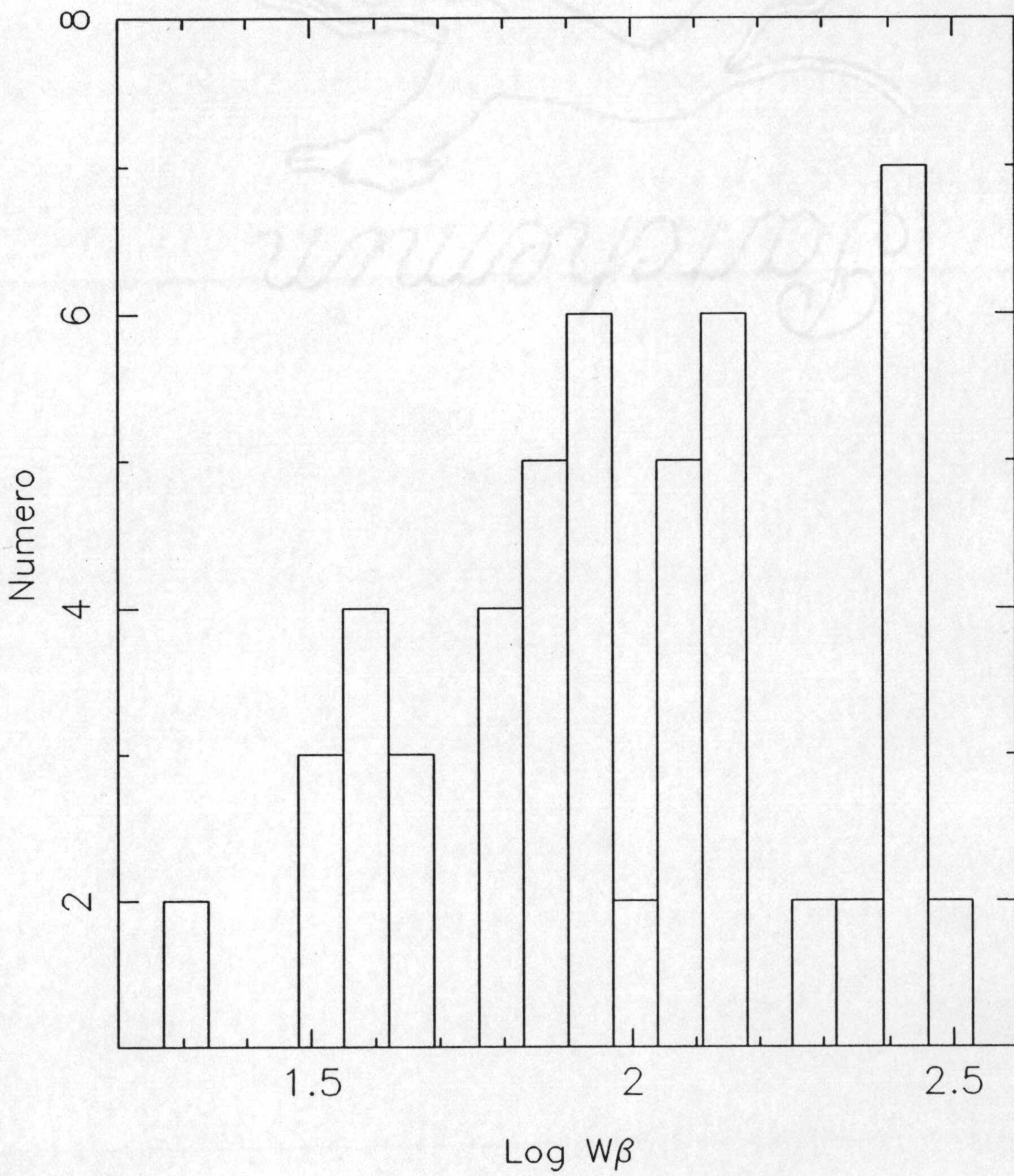


Figura II.10 – *Distribución de anchuras equivalentes de Hβ, Wβ.*

(a). El valor medio y mediano de Helio es similar para los tres grupos de edades, en torno a 0.23, aunque ligeramente más elevado para las galaxias más evolucionadas (0.244)

(b). El rango de variación en He/H se hace cada vez mayor a medida que el brote de formación estelar está más evolucionado. Este resultado es consistente con la hipótesis de la polución.

(c). Aunque las correlaciones encontradas no son estadísticamente significativas (con excepción de la que se manifiesta entre Y y O/H para galaxias de edad intermedia), puede apreciarse que, tanto el enriquecimiento relativo $\Delta Y/\Delta O$ como el $\Delta Y/\Delta N$, aumentan con la edad. Este es, sin duda, el más fuerte argumento aportado por nuestros datos en favor de la hipótesis de polución local.

Es de resaltar que para los objetos más jóvenes, en los que los efectos de polución aún no se han manifestado apreciablemente, la relación encontrada entre $\Delta Y/H$ y $\Delta O/H$ corresponde a una fracción de enriquecimiento $\Delta Y/\Delta Z \sim 3$, totalmente consistente con los valores predichos por los modelos de evolución química (Peimbert, 1986). La condición más fuerte que nuestros datos imponen a los modelos de evolución es que la fracción de enriquecimiento debería ser mayor de 3 cuando el brote está evolucionado y con toda probabilidad, por encima de la cota máxima de 3.02 dada por Peimbert cuando tiene en cuenta el enriquecimiento por evolución estelar. Adicionalmente, también $\Delta Y/\Delta N$ muestra un aumento sistemático con la edad, en acuerdo con las previsiones teóricas en cuanto a la contribución por estrellas WR (Maeder, 1985).

En cuanto a la cuestión de la abundancia de Helio primordial, es de notar que las relaciones Y *versus* O/H e Y *versus* N/H proporcionan valores muy próximos, 0.219 y 0.23 respectivamente. Sin embargo, dados los errores observacionales ambos valores no pueden considerarse sino como indicativos. Por otro lado, puesto que, como hemos discutido, los efectos de polución por vientos estelares pueden ser significativos, esos valores serían cotas máximas, por lo que el contenido en

Helio primordial sería aún más bajo. Este argumento se ve muy reforzado por el hecho de que hemos encontrado un total de 12 Galaxias HII (a las que hay que añadir IZw 18) con abundancias de Helio menores que esas cotas. Dada la gran importancia de estos resultados para la Cosmología, creemos que se hace necesaria la obtención de espectros de alta relación S/N para esos objetos que permitan obtener las abundancias químicas con errores muy pequeños.

2.3 Implicaciones Cosmológicas

Los modelos cosmológicos predicen valores bien determinados para las abundancias de elementos ligeros que no son devueltos al medio interestelar por las estrellas de manera significativa. Las abundancias que resultan para He, D, y Li dependen de parámetros de ajuste de los modelos, pero a su vez, las abundancias predichas para cada elemento son dependientes de los mismos parámetros, por lo que la elección de estos no es arbitraria. Así, valores de Helio tan bajos como los que hemos encontrado, imponen restricciones muy fuertes sobre los modelos e, incluso, podrían resultar incompatibles con las observaciones para otros elementos primordiales.

Los parámetros que fijan las abundancias primordiales son básicamente la vida media del neutrón, el número de especies diferentes de neutrinos y la densidad bariónica, representada generalmente esta última por la entropía por barión, η . Fijados los dos primeros, sobre los que se tiene información experimental de laboratorio, los cálculos muestran (Yang et al., 1984; Boesgaard y Steigman, 1985) que la abundancia de Helio primordial depende suavemente de la densidad bariónica, mientras que la abundancia de Deuterio depende de ella mucho más abruptamente y la de Litio es bivaluada. Considerando todos los datos, el valor mínimo para Helio/H primordial es 0.23.

En efecto, las abundancias observadas (cotas inferiores) para ${}^3\text{He}/\text{H}$ y D/H (Pagel, 1987) imponen un valor de $\eta < 3 \times 10^{-10}$, mientras que la abundancia de

Litio impone $2 \times 10^{-10} < \eta < 5 \times 10^{-10}$, de modo que, considerando ambas restricciones el valor de η debe situarse entre 2 y 3×10^{-10} . Con este valor de la entropía por barión y la estimación de 0.22 sacada de nuestro trabajo para He/H primordial, las predicciones de los modelos cosmológicos con 3 especies neutrónicas y la vida media del neutrón de al menos 10.4 minutos, serían incompatibles con las observaciones. Dado que se conocen precisamente tres especies neutrónicas diferentes, solamente podrían compatibilizarse los modelos con las observaciones si la vida media del neutrón fuese algo más baja de lo que hemos señalado, naturalmente dentro de los valores que permiten las determinaciones experimentales.

Sin embargo, si se confirman los resultados relativos a las Galaxias HII con He/H menor que 0.22 , la situación sería más crítica ya que ningún conjunto de parámetros es compatible con tales abundancias. En cuyo caso nuestras concepciones cosmológicas deberían ser profundamente revisadas.

3.- ABUNDANCIAS QUIMICAS PARA LA MUESTRA COMPLETA

Hasta ahora nos hemos ocupado de aquellas Galaxias de la muestra para las que las abundancias podían ser calculadas directamente por haberse detectado las líneas que permiten evaluar la temperatura electrónica. En este apartado, nos ocuparemos de la muestra completa, 214 galaxias en total, en el bien entendido que cuando la línea [OIII] $\lambda 4363$ no fue detectada, se utilizaron calibradores empíricos para estimar la temperatura y las abundancias. Por otro lado, este estudio nos permitirá comparar los datos de ambos subconjuntos de objetos y analizar la adecuación de los calibradores.

Alloin et al. (1979) propusieron como indicador de abundancia la relación [OIII]/N[II] en base a la correlación existente entre [OIII]/H β y H α /[NII], encontrada por ellos. Esa relación se muestra muy sensible a la temperatura de la zona

de [OIII] y a la abundancia de Oxígeno, aunque con una dispersión considerable, atribuible a las variaciones de la temperatura efectiva del cúmulo ionizante. Posteriormente Pagel et al. (1979) mostraron que las regiones HII se pueden secuenciar en función de un solo parámetro, $([OII]+[OIII])/H\beta$, lo que permitiría estimar la abundancia total de Oxígeno.

Estas cuestiones fueron revisadas primero por Pagel, Edmunds y Smith (1980) y luego por Edmunds y Pagel (1984) quienes pusieron de manifiesto que, si bien el parámetro sugerido por Alloin et al. puede dar una estimación de la metalicidad de los sistemas considerados, puede también inducir errores importantes. Estos se deberían a los excesos de Nitrógeno que podrían traducir una sobreabundancia real o, sobre todo, contaminación debido a mecanismos de ionización diferentes a la fotoionización (ondas de choque por ejemplo). De modo que Edmunds y Pagel propusieron calibrar con dos parámetros, el propuesto por Pagel et al. (1979) y la relación $[NII]/[OIII]$. En efecto, el primero está efectivamente libre de las incertidumbres que polucionan el cociente $[NII]/[OIII]$ pero, por otro lado, presenta una ambigüedad para objetos de baja metalicidad debida a que la relación $([OII]+[OIII])/H\beta$ no aumenta indefinidamente al bajar la metalicidad sino que alcanza un máximo de alrededor de 10 para $[O/H] \sim 8.0$, para luego disminuir. El uso de los dos parámetros podría deshacer la ambigüedad.

En la figura II.11 se muestra la abundancia total de Oxígeno medida en galaxias en las que se detectó la línea auroral de [OIII] frente a las estimaciones que se obtendrían para los mismos objetos, utilizando los calibradores que acabamos de discutir. Se han usado en esa figura, diferentes símbolos según se utilizase un sólo parámetro o los dos propuestos por Edmunds y Pagel. Como puede apreciarse claramente, en general la mejor estimación (dentro de los errores, evaluados en 0.2 dex en $[O/H]$) la proporciona el uso de los dos parámetros simultáneamente. Los puntos que se separan corresponden a objetos con [NII] demasiado intenso para la abundancia de Oxígeno observada.

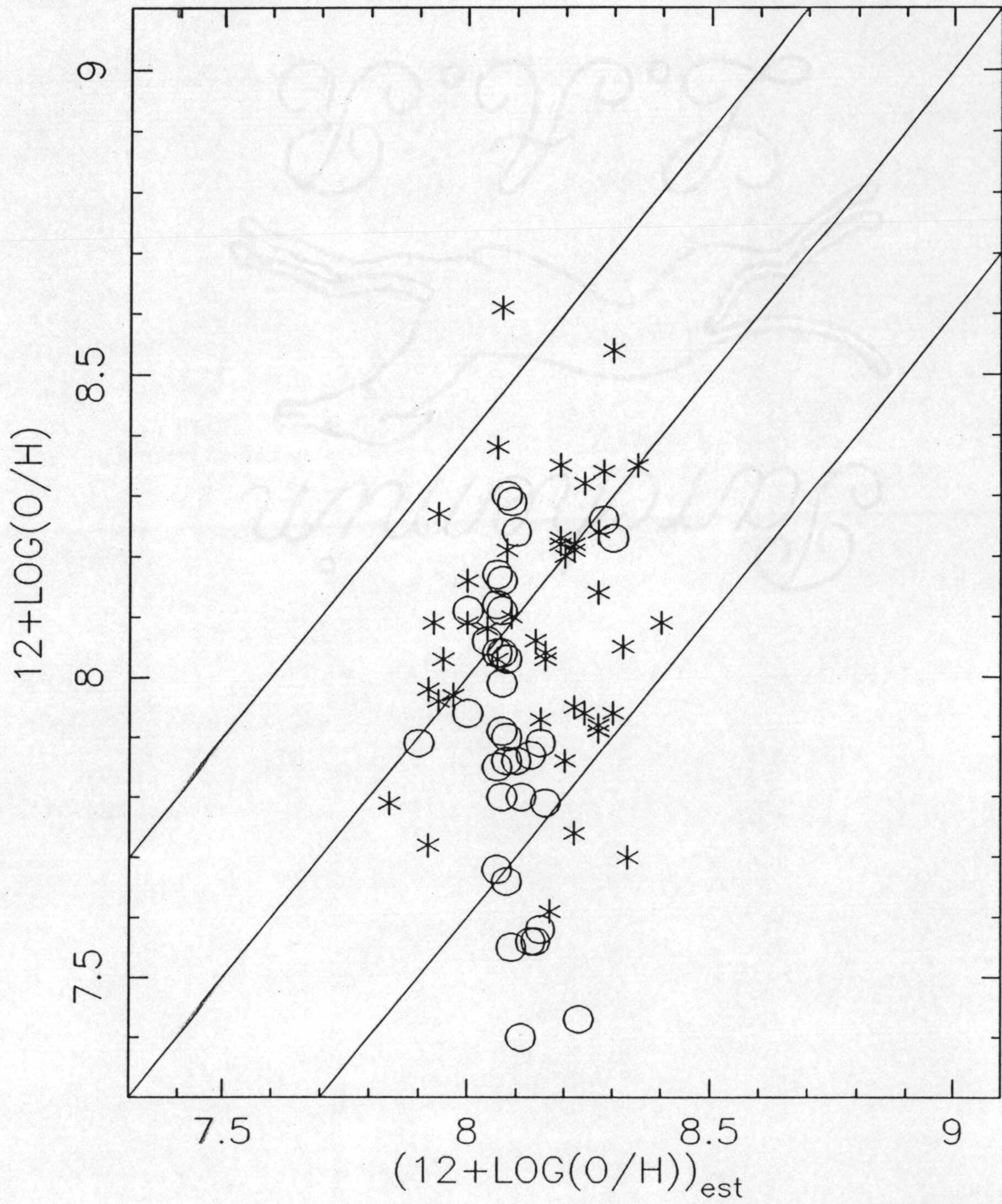


Figura II.11 – Abundancia de Oxígeno medida en función de la estimada con los calibradores empíricos de Edmunds y Pagel. Se ha utilizado símbolos diferentes dependiendo de si la estimación se hizo con un sólo parámetro (o) ó dos parámetros (*).

La calibración menos apropiada se obtiene cuando sólo se utiliza el parámetro $([OII]+[OIII])/H\beta$ porque la mayoría de los puntos se sitúan en la zona de bivaluación y por lo tanto, la incertidumbre en $[O/H]$ puede llegar a ser de 0.6 dex. Así, hemos adoptado para $[O/H]$ el valor medio entre los valores superior e inferior de la calibración con dos parámetros.

La determinación de las abundancias de los otros elementos químicos se hizo de la manera siguiente: una vez estimadas las abundancias de Oxígeno, se ajustó la temperatura electrónica a partir de las intensidades de las líneas observadas y se aplicaron las expresiones correspondientes. Los resultados para N/O y Ne/O se presentan en las figuras II.12 a y b. Como puede observarse, ambas relaciones muestran las mismas tendencias que ya obtuvimos para las galaxias con abundancias medidas directamente, lo que confirma la adecuación de los calibradores utilizados. Además, los resultados apuntan a que la no detectabilidad de $[OIII]\lambda 4363$ no es tanto, desde el punto de vista estadístico, un efecto de metalicidad como de edad del cúmulo ionizante. En consecuencia, todas las conclusiones que se obtuvieron en base a los datos para galaxias con espectros en los que aparece esa línea de $[OIII]$ son aplicables a la muestra total de Galaxias HII.

Esta conclusión puede ser investigada más exhaustivamente a partir de los histogramas de la distribución de metalicidad y de $W\beta$ para los dos subconjuntos de objetos (ver figuras II.13 y II.14, respectivamente). De nuevo se confirma que el factor dominante es la evolución del brote de formación estelar. En efecto, mientras que no existen diferencias apreciables en la distribución de O/H para ambos subconjuntos de galaxias, las distribuciones de $W\beta$ indican que las Galaxias con la línea $[OIII]\lambda 4363$ detectada presentan valores más elevados de la anchura equivalente de $H\beta$. Utilizando los mismos criterios de edad que en el subapartado anterior, vemos que tan solo un 23% de las galaxias para las que no se detectó esa línea corresponden a brotes jóvenes.

Finalmente, en la figura II.15 hemos representado el diagrama de $W\beta$, es decir, un parámetro de edad, *versus* O/H. En nuestra opinión este diagrama refuerza

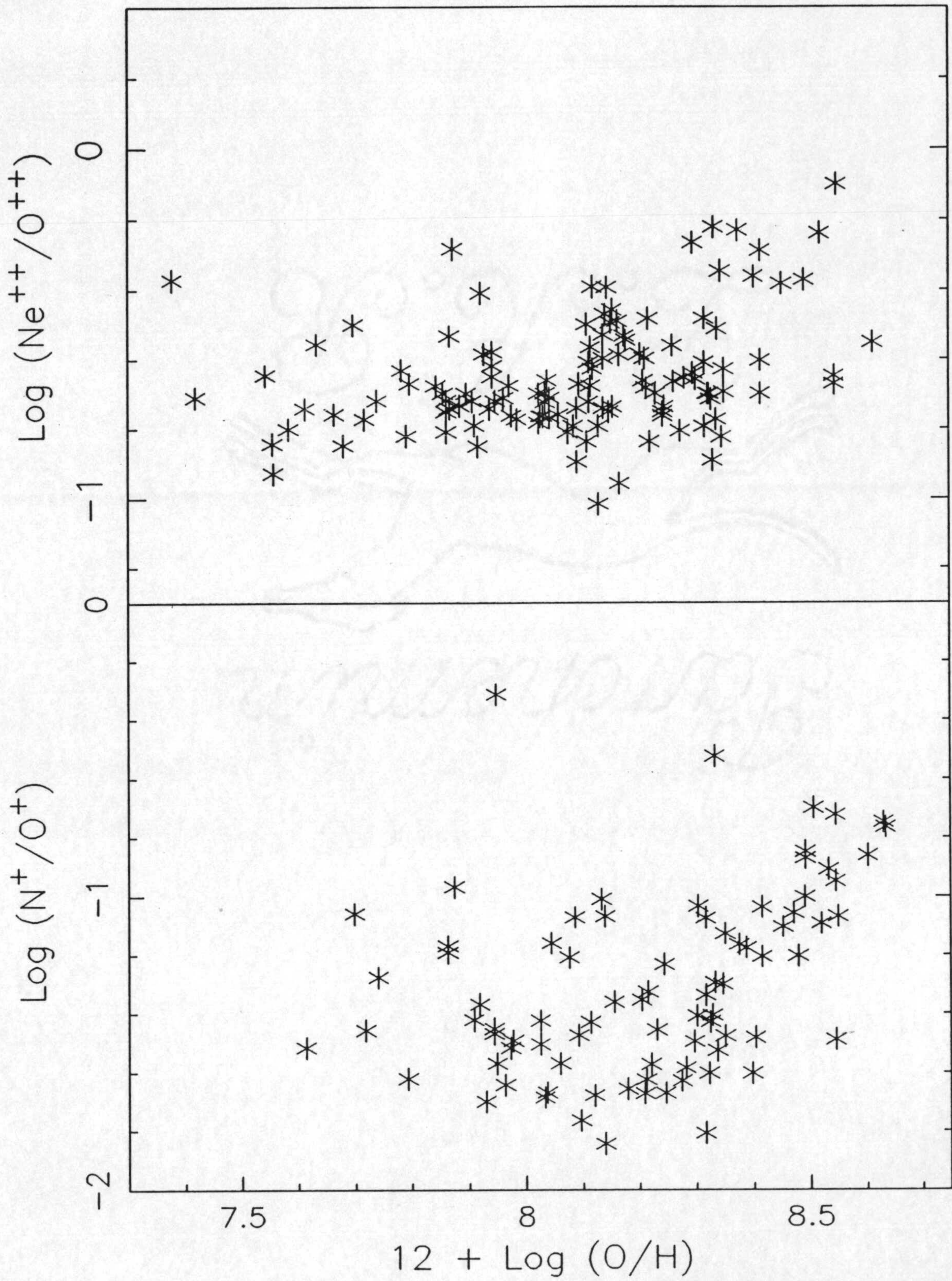


Figura II.12 – *Relación de abundancias iónicas de N^{+}/O^{+} y Ne^{++}/O^{++} en función de la abundancia total de Oxígeno, O/H , para la muestra completa.*

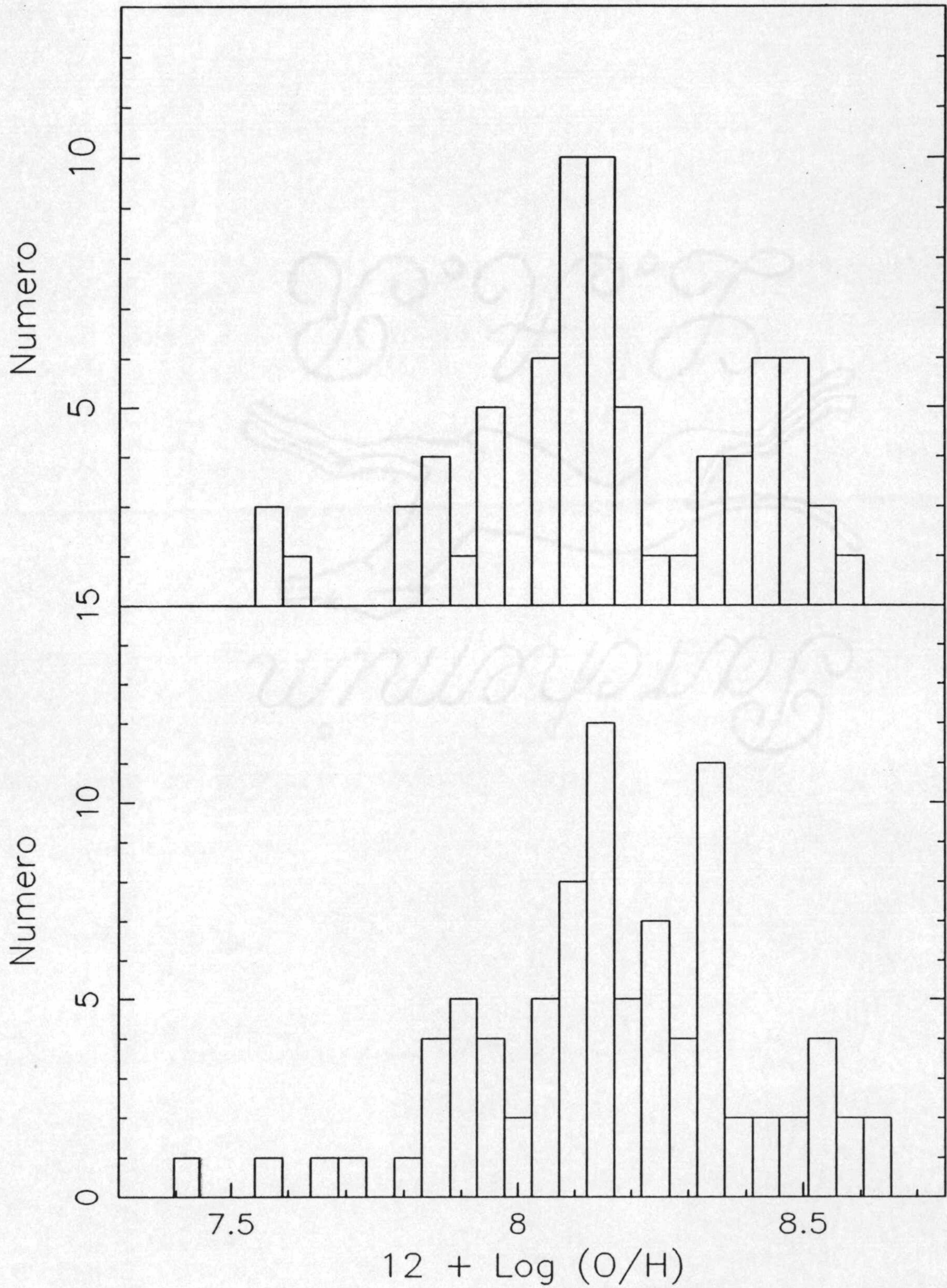


Figura II.13 – Distribución de O/H para galaxias con $[OIII]\lambda 4363$ detectada (histograma inferior) y para las que no fué detectada (histograma superior).

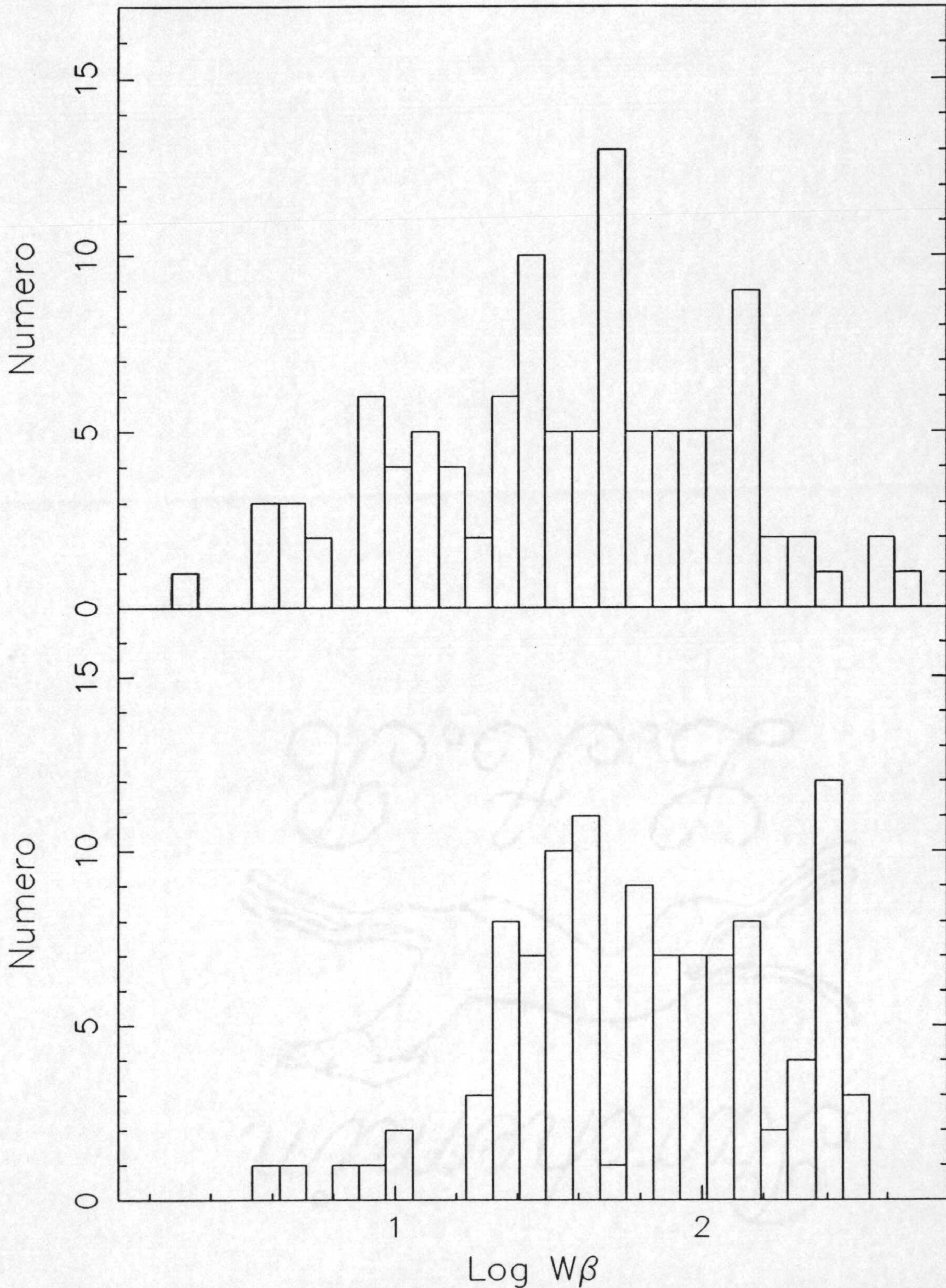


Figura II.14 – Distribución de anchuras equivalentes de $H\beta$, $W\beta$, para galaxias con $[OIII]\lambda 4363$ detectada (histograma inferior) y para las que no fué detectada (histograma superior).

la idea expresada por otros autores (ver Melnick, 1987) de que la FIM puede depender de la metalicidad. En efecto, como puede apreciarse en la figura, existe una envoltura superior a la distribución encontrada que puede interpretarse como la secuencia de edad cero de los brotes. De modo que la tendencia de esa envoltura con O/H pone de manifiesto que el tipo de brote de formación estelar que aparezca en un determinado sistema dependerá fundamentalmente de la metalicidad del mismo. Esta dependencia podría ser bien de la pendiente de la FIM, bien del límite superior de la misma.

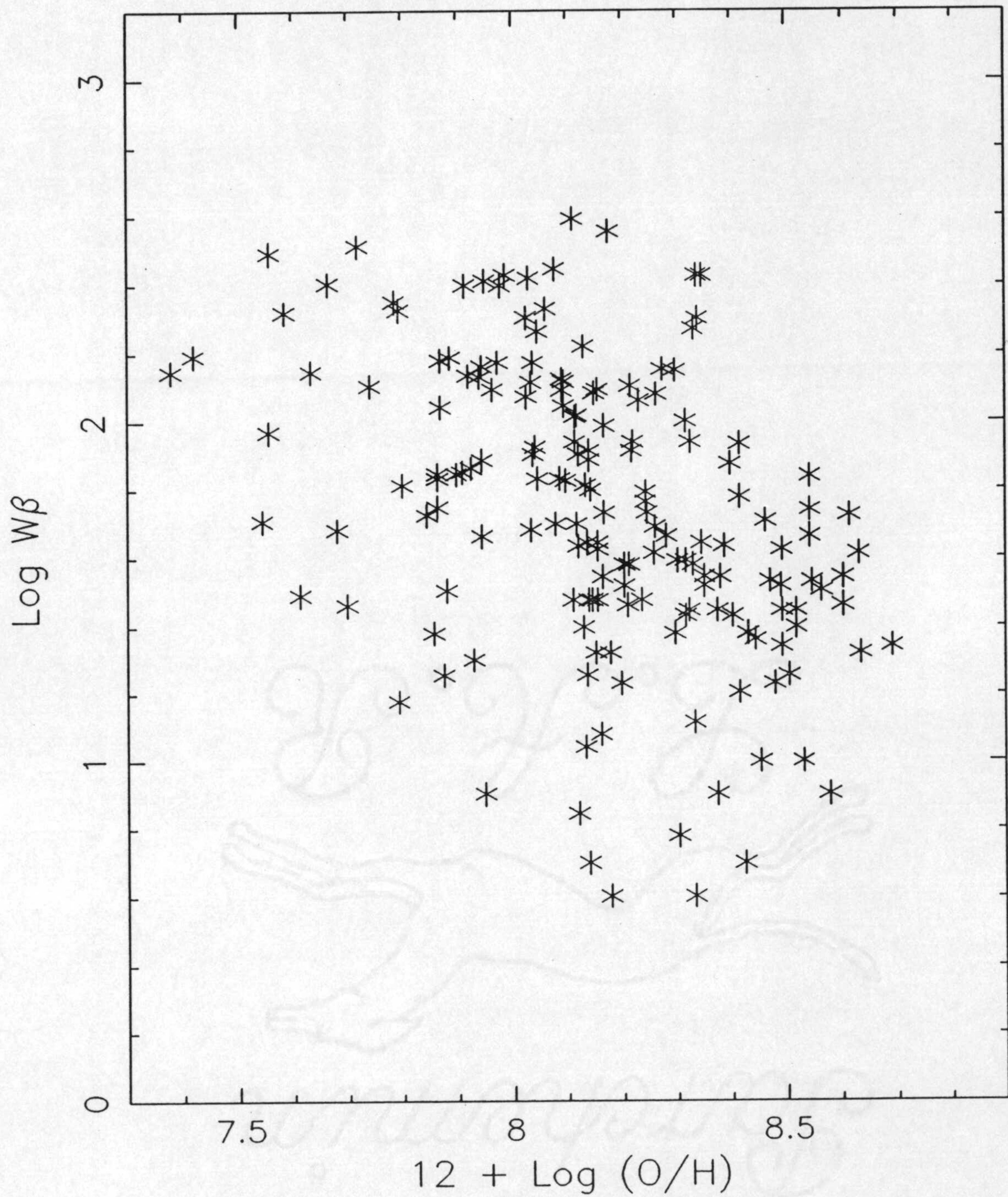
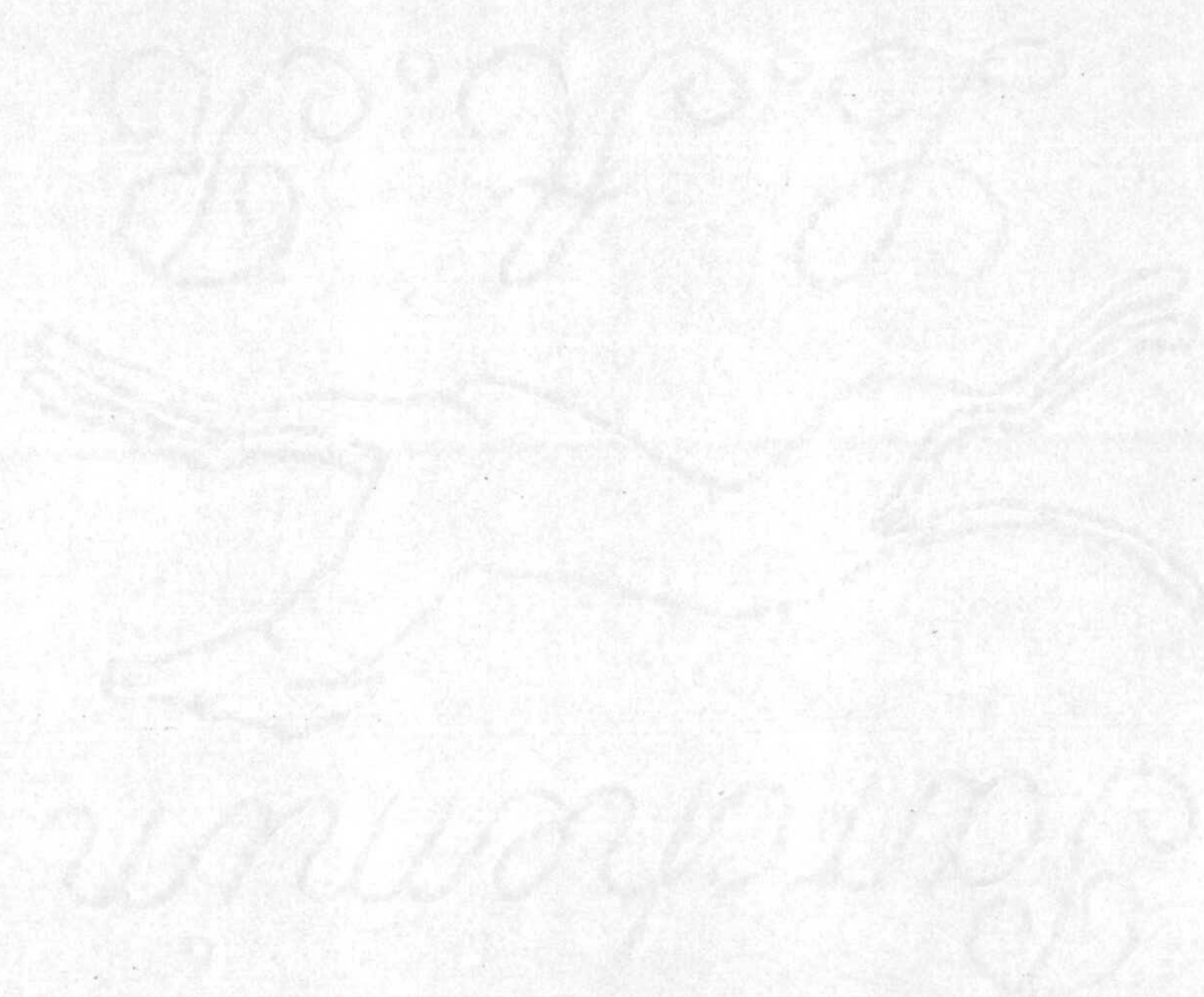


Figura II.15 – Anchura equivalente de $H\beta$ en función de la metalicidad para la muestra total de galaxias analizada.



**III. FORMACION ESTELAR MASIVA
EN GALAXIAS HII.
ESTRELLAS WOLF-RAYET**

Una de las manifestaciones más directas de la existencia de procesos de formación estelar masiva en galaxias es con toda probabilidad (además de los espectros en emisión), la presencia de estrellas Wolf-Rayet.

Durante los últimos años se ha realizado un considerable esfuerzo observacional tanto en el estudio de estrellas Wolf-Rayet individuales (Van der Hucht et al., 1981; Conti, 1987), como en la búsqueda sistemática de estas estrellas en regiones HII. Una descripción detallada de estas investigaciones puede verse en la Primera Parte de la Tesis.

Puesto que, como ya hemos argumentado, desde el punto de vista de los procesos de formación estelar, las galaxias HII pueden ser consideradas como versiones a mayor escala de las RHGE, es de esperar que la aparición de este tipo de estrellas sea un fenómeno frecuente en ese tipo de galaxias. De hecho, en RHGE se ha encontrado que, si bien hay una buena proporción de regiones donde el fenómeno es claramente visible, el hecho de que no sea una característica generalizada para todas ellas puede significar que, dado que las estrellas WR representan procesos avanzados de la evolución estelar, su presencia o no dependerá de la edad del brote de formación estelar (Rosa y D'Odorico, 1982; Primera Parte de la Tesis). Por otro lado, puesto que los complejos HII gigantes contienen cúmulos estelares masivos, no todos en el mismo estado evolutivo, la detección de estrellas WR dependerá de la zona donde se tome el espectro. Desde este punto de vista sería de esperar, dado que las Galaxias HII se encuentran a mayores distancias, que la frecuencia de estrellas WR en ellas fuese aún más elevada, por ser mayor la zona (en escala lineal) que se observa para una dimensión dada de la rendija.

La única búsqueda sistemática realizada hasta la fecha en galaxias con brotes violentos de formación estelar ha sido llevada a cabo por Kunth y Joubert (1985). Los demás casos en que se han observado han sido circunstanciales, estudios individuales sobre objetos particulares sin el ánimo explícito de estudiar el fenómeno, sino para abordar problemas relacionados con la composición química del medio interestelar (Allen, Wright y Goss, 1976; Osterbrock y Cohen, 1982). No es de

extrañar por tanto que se conozcan pocas galaxias con detección confirmada de estrellas WR.

En su búsqueda sistemática, Kunth y Joubert (1985) obtienen, de una muestra de 45 galaxias, detección positiva para 6 y otras 8 en las que sospechan que podrían estar presentes estrellas WR. Este tipo de resultados hay que tomarlos con precaución pues, en determinados casos, espectros con baja relación señal-ruido y/o baja resolución pueden dar lugar a confusión de la emisión nebular de las líneas $\text{HeII}\lambda$ 4686 y $[\text{ArIV}]\lambda\lambda$ 4711, 4740 con la banda azul proveniente de estrellas WR. En este sentido cabe señalar que para las galaxias POX 186 y Tol 35, en las que esos autores señalan detecciones positivas, en un trabajo anterior en el que se utilizaron los mismos espectros de dichas galaxias (Kunth y Sargent, 1983) se había medido $\text{HeII}\lambda$ 4686 y $[\text{ArIV}]\lambda\lambda$ 4711, 4740. Otro caso llamativo es IIZw 40. Kunth y Sargent no midieron la línea de Helio ya que consideraron que la emisión en esa zona corresponde a una banda ancha atribuible a estrellas WR; sin embargo, el espectro tomado por nosotros muestra que toda la emisión en esa zona es de origen nebular. En la figura III.1 puede verse el espectro que obtuvimos para esa galaxia, en la zona de $\text{HeII}\lambda$ 4686.

Existe aún otro aspecto problemático a la hora de interpretar los datos que se recopilan en la literatura, si los espectros no están publicados; nos referimos a que la banda azul puede ser producida por explosiones de supernovas (Niemela, Ruiz y Phillips, 1985).

En definitiva, es claro que se necesita toda la información contenida en el espectro para decidir el origen de la emisión ya que, sin la información completa, los resultados que se concluyan pueden ser muy discutibles.

La ventaja que puede ofrecer el SCHG para analizar la presencia de estrellas WR en galaxias HII es que constituye una muestra mucho más amplia que todas las anteriores y, además, los datos son homogéneos.

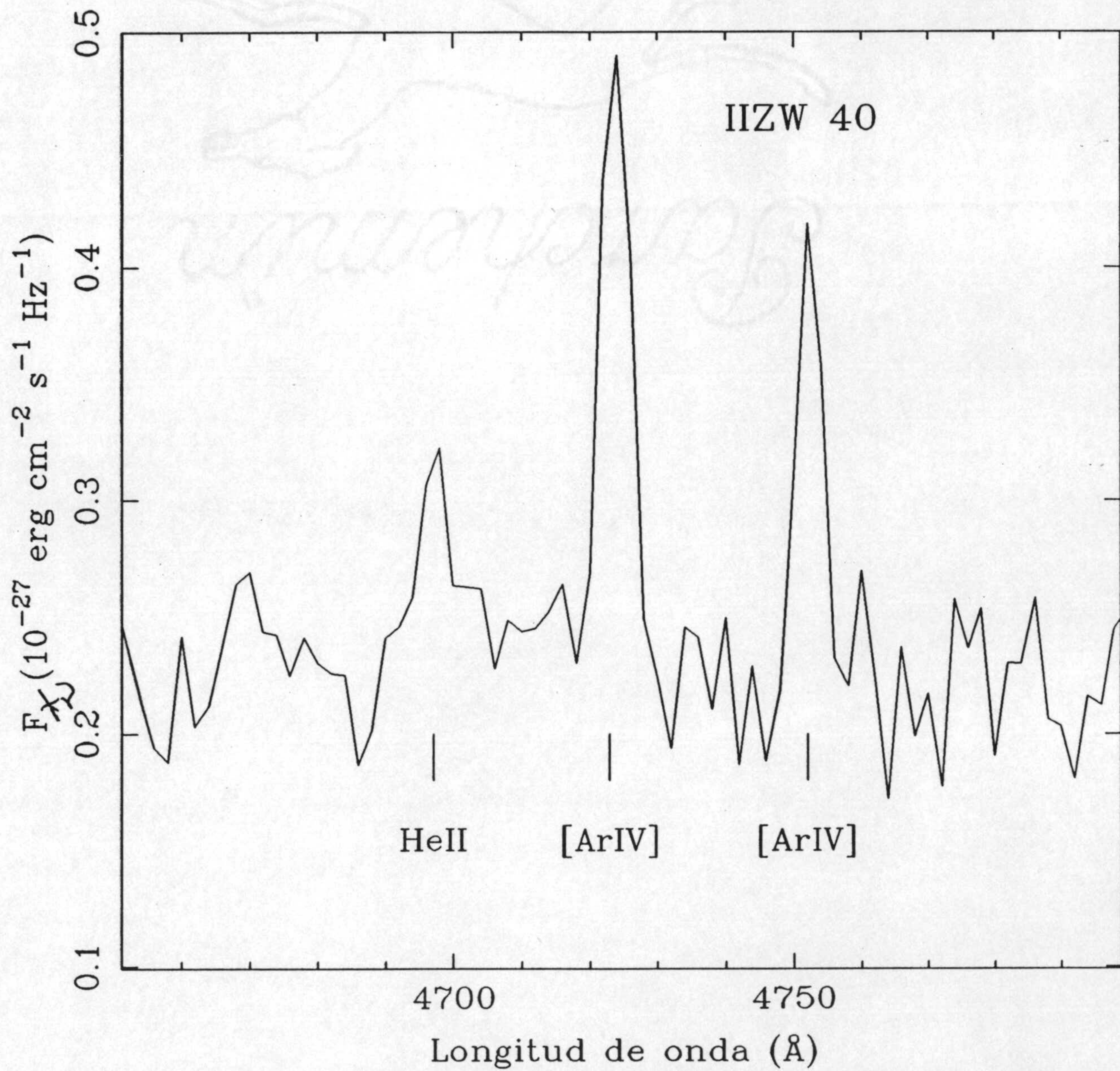


Figura III.1 — Espectro de IIZW 40 en la zona de $\text{HeII}\lambda 4686$.

1-. DETECTABILIDAD DE ESTRELLAS WR EN GALAXIAS HII.

Todas las galaxias analizadas en este capítulo proceden del SCHG. Se realizó una búsqueda sistemática de presencia de estrellas WR en los espectros observados manifestada por un exceso de emisión en la zona de $\text{HeII}\lambda 4686$ que no ofrezca confusión con emisión nebular. Se han considerado como detecciones significativas aquellos excesos superiores a 1σ sobre el nivel de continuo. En determinados casos, la medida del flujo total en la banda no fue posible realizarlo por la baja relación S/N de los espectros, pero en cualquier caso, aunque no sea posible la estimación de los parámetros de la población WR presente, esas detecciones han sido consideradas para el estudio de las propiedades físicas de las galaxias HII con estrellas WR.

De la muestra total (470 galaxias), han resultado 38 detecciones, lo que ni siquiera representa el 10% de la muestra analizada. Este porcentaje resulta sorprendente si se tiene en cuenta que dichas galaxias están seleccionadas precisamente por contener procesos muy masivos de formación estelar. Sin embargo, como después veremos, más allá de las limitaciones instrumentales existen características físicas que probablemente justifican esa baja detectabilidad.

Antes de discutir las propiedades físicas de las galaxias en las que las estrellas WR están presentes, creemos que es necesario hacer algunas consideraciones generales previas acerca de los efectos de selección que podrían dar lugar a sesgos en los resultados.

Puesto que la detección de las estrellas WR se hace en base a la presencia de la BB, en primer lugar es necesario investigar hasta que punto una baja relación S/N puede falsear las conclusiones. Kunth y Joubert (1985) apuntan que se necesitarían espectros con una relación S/N mayor de 8 en el continuo para hacer fiables los resultados obtenidos. Sin duda eso es necesario para poder extraer información del tipo dominante de estrellas WR en cada caso y obtener buenas medidas de anchuras

equivalentes y luminosidades involucradas. Sin embargo, si se pretende tan solo obtener información sobre las propiedades físicas de las galaxias con estrellas WR, es posible hacerlo en base a datos con peor relación S/N. En la figura III.2 se muestran los histogramas de S/N correspondientes a las galaxias detectadas y a las no detectadas. De ellos se desprende que el límite de detección de estrellas WR se alcanza para $S/N < 2$. Por encima de ese valor, ambas distribuciones son muy similares.

Otro efecto espúreo que podría causar esa baja detectabilidad encontrada podría ser el de distancia. Ya Kunth y Joubert (1985) sugirieron que el efecto de dilución de la BB al aumentar la distancia podría ser muy importante. Esos autores señalaron que, entre las galaxias que analizaron, la detectabilidad de estrellas WR era mayor para objetos con $z < 0.018$. Sin embargo, el histograma que presentamos en la figura III.3 muestra que tanto las galaxias con estrellas WR detectadas como las que no tienen similares distribuciones de *redshift*. Los resultados señalados por Kunth y Joubert se deben probablemente al pequeño número de galaxias en su muestra con $z > 0.018$, ya que tan sólo representa un 8% del total, del que la proporción de galaxias con estrellas WR detectadas es de un 2%.

Descartada la existencia de sesgos observacionales (baja relación S/N y efecto de distancia) en la detectabilidad de estrellas WR en Galaxias HII, según acabamos de ver, habrá que buscar la razón de los resultados obtenidos en la brevedad de la fase WR en la vida de una estrella masiva (Maeder, 1987). De nuevo comprobamos que la consideración de los fenómenos evolutivos en el estudio de los complejos HII puede ser determinante.

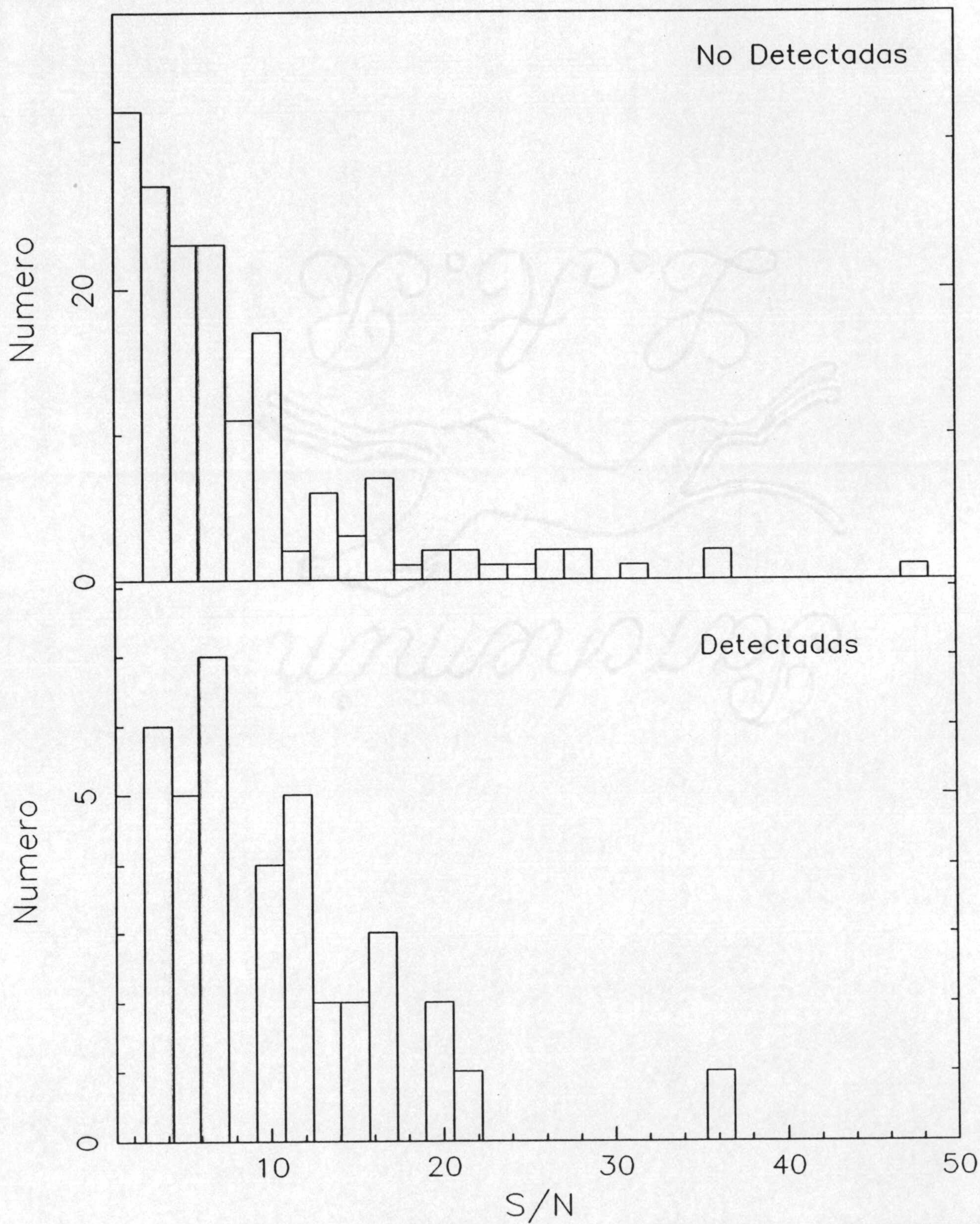


Figura III.2 – Histograma de la relación S/N para las galaxias con estrellas WR detectadas y para las no detectadas.

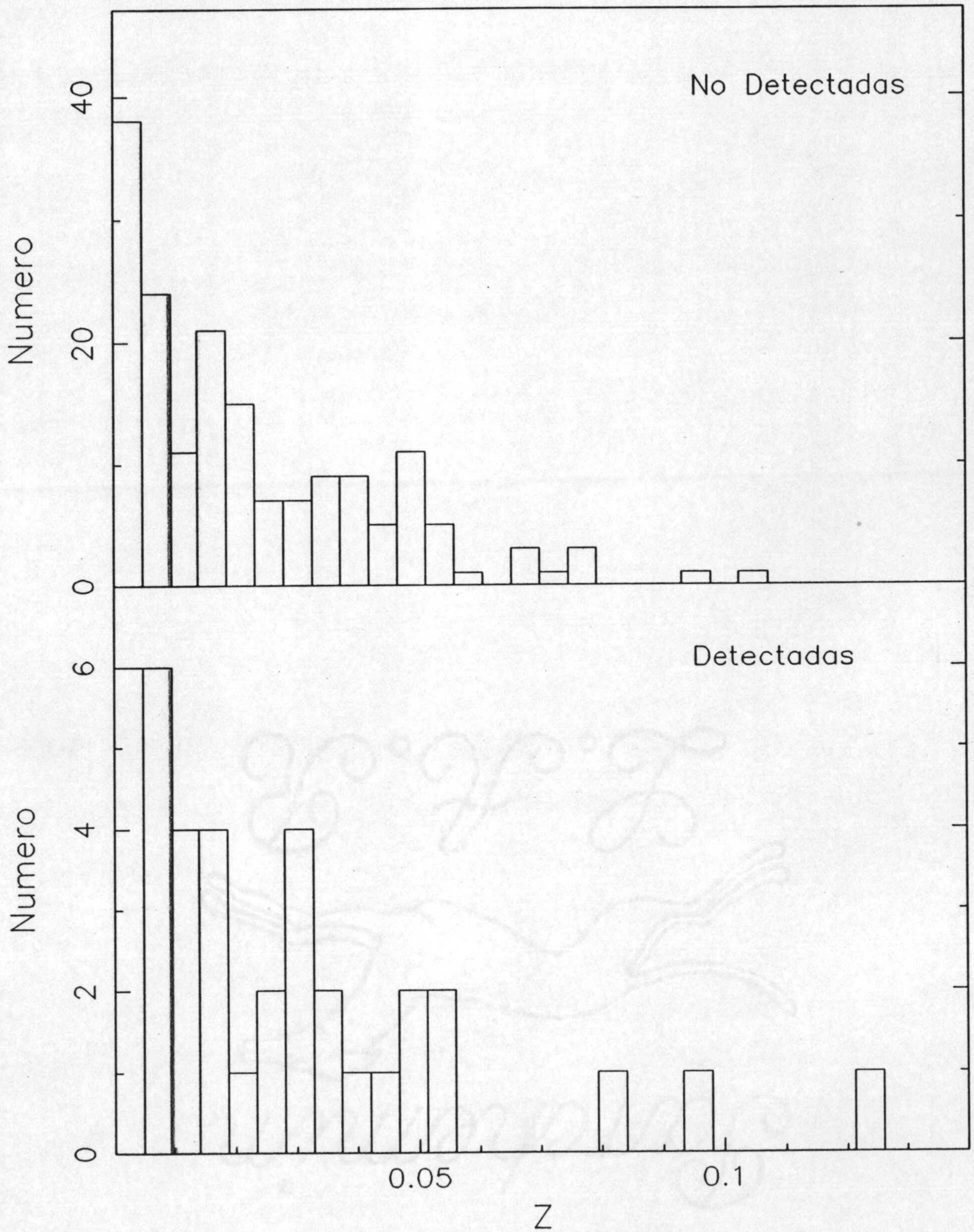


Figura III.3 – *Histograma de redshift para las galaxias con estrellas WR detectadas y para las no detectadas.*

2-. PROPIEDADES FISICAS DE LAS GALAXIAS CON WR DETECTADAS.

A partir de datos observacionales (Azzopardi, Lequeux y Maeder, 1987) se ha sugerido que la presencia de estrellas WR podría estar íntimamente relacionada con la metalicidad del gas del cual se formaron. Este hecho había sido anticipado por Maeder (1985) en base a la relación entre la tasa de pérdida de masa y la metalicidad, que se admite que son aproximadamente proporcionales (Abbot, 1982).

Los últimos modelos realizados por Maeder (1987), en los que incluye en la evolución estelar los efectos de *overshooting* y de pérdida de masa importante, resultan en un aumento del tiempo que la estrella permanece en la fase de WR; además, se reduce el límite de masa inicial para que una estrella evolucione a ese estado. Este marco teórico concuerda con las observaciones de Hutchings (1980; 1982) que muestran que la pérdida de masa en estrellas de los primeros tipos espectrales en la Nube Pequeña de Magallanes es dos o tres veces menor que la encontrada con estrellas galácticas.

Sin embargo, se han propuesto explicaciones alternativas (Bertelli y Chiosi, 1981; Garmany, Conti y Chiosi, 1982) que sugieren que el gradiente observado de estrellas WR corresponde al gradiente de estrellas O más que a la metalicidad. Recientemente, Garmany y Conti (1984) han reportado que no hay ninguna diferencia en la tasa de pérdida de masa para las estrellas de tres cúmulos abiertos (Sco OB1, Per OB1 y Aur OB2) situados a diferentes distancias galactocéntricas lo que, en principio, equivaldría a que tienen diferentes metalicidades. La tasa de aparición y la vida media de estrellas WR constituye por consiguiente una cuestión abierta.

En nuestra opinión las Galaxias HII pueden resultar muy interesantes para contrastar los modelos de evolución estelar, en particular, en cuanto al punto indicado acerca de la relación entre formación estelar masiva y metalicidad.

En la figura III.4 presentamos la fracción de galaxias con estrellas WR en función de la metalicidad. Aunque no se refiere al catálogo completo, la muestra utilizada puede ser considerada representativa de todas ellas, al menos en lo que se refiere a galaxias con bajo contenido en metales. Los resultados obtenidos son muy sorprendentes, ya que sólo encontramos una galaxia con WR detectadas y metalicidad inferior a $1/10 Z_{\odot}$.

Es más, un análisis cuidadoso de esta galaxia (ver figura III.5) nos ha llevado a la conclusión de que su espectro puede estar contaminado por excitación por ondas de choque procedentes de un remanente de Supernova. Como puede verse en su espectro, aparecen líneas muy intensas ([OI], [NI]) de bajo estado de ionización como sería de esperar en este caso. Por otra parte, Niemela, Ruiz y Philips (1985) presentaron observaciones espectroscópicas de la Supernova de tipo II 1983K en NGC 4699, que mostraba una BB absolutamente análoga a la observada en estrellas WR. Esos autores interpretaron sus resultados, (dado que la Supernova fue observada antes del máximo) como debidos a que la estrella progenitora era una WR, aunque no descartan la posibilidad de que el espectro de WR pueda ser producido por las condiciones físicas generadas en una explosión de Supernova (Underhill, 1981).

Así, la no detectabilidad de estrellas WR en galaxias con metalicidades por debajo de $1/10$ del valor solar parece un hecho sistemático. Lo cual plantea la paradoja de que, siendo precisamente esas las que muestran brotes masivos de formación estelar, no presenten estrellas WR. Para continuar la investigación, hemos analizado la posibilidad de que los espectros de las galaxias más pobres en metales fueran las observadas con relaciones S/N más bajas. En la figura III.6, donde se muestra la relación entre la abundancia de Oxígeno y la relación S/N,

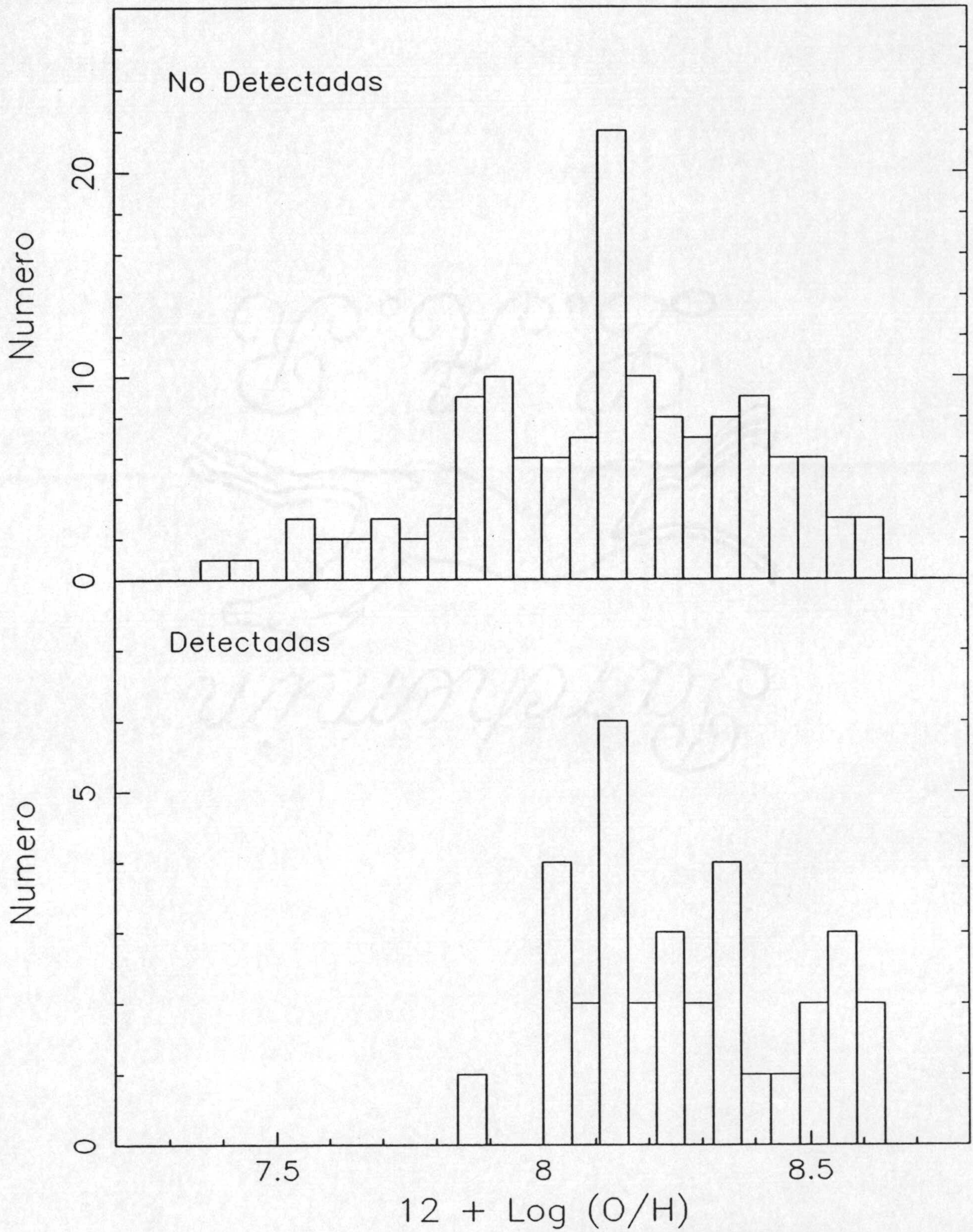


Figura III.4 – *Histograma de metalicidad para las galaxias con estrellas WR detectadas y para las no detectadas.*

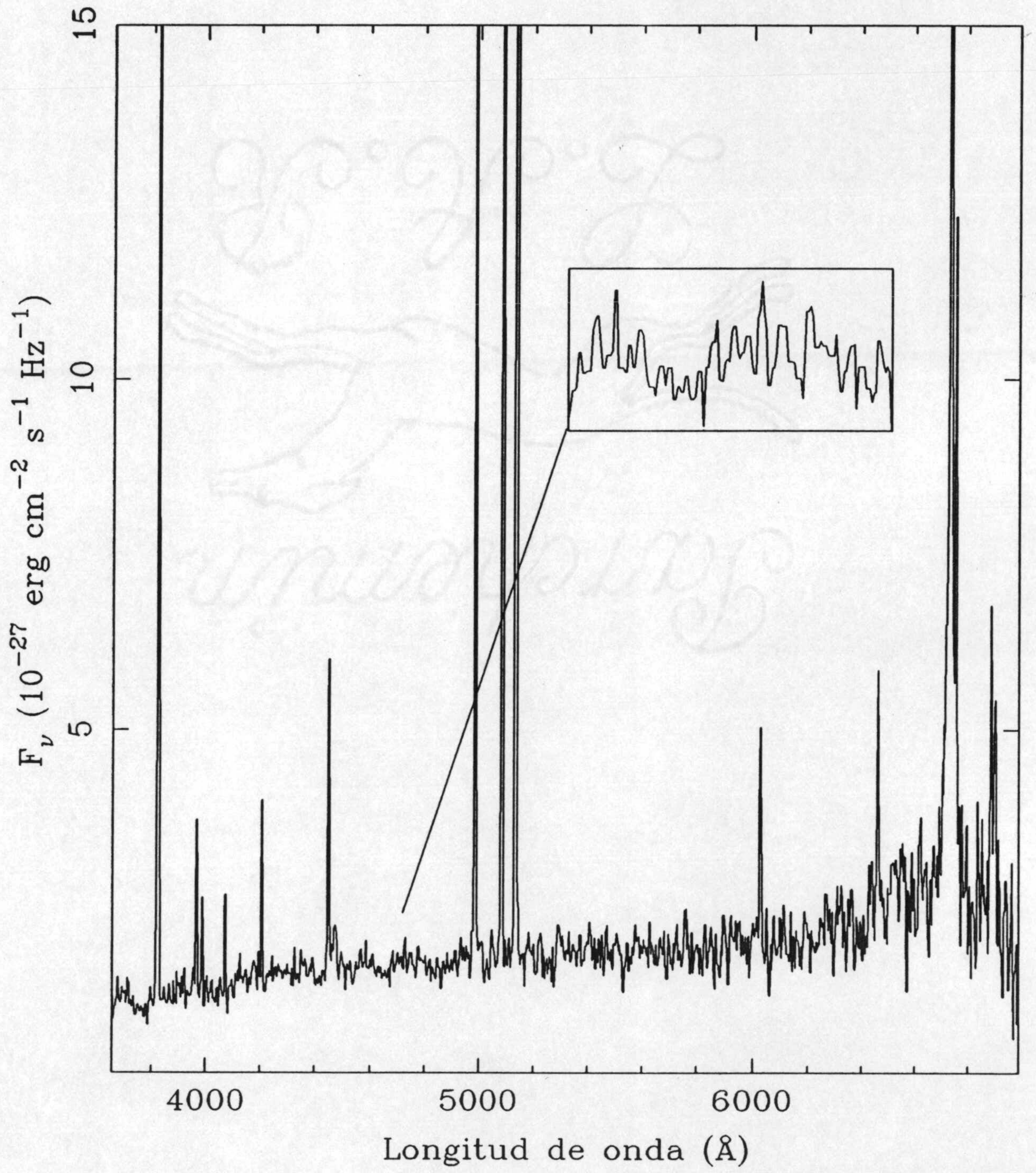


Figura III.5 – *Espectro de la galaxia HII TO 0645-376. En el recuadro superior se ha ampliado la zona donde aparece la emisión característica de estrellas WR.*

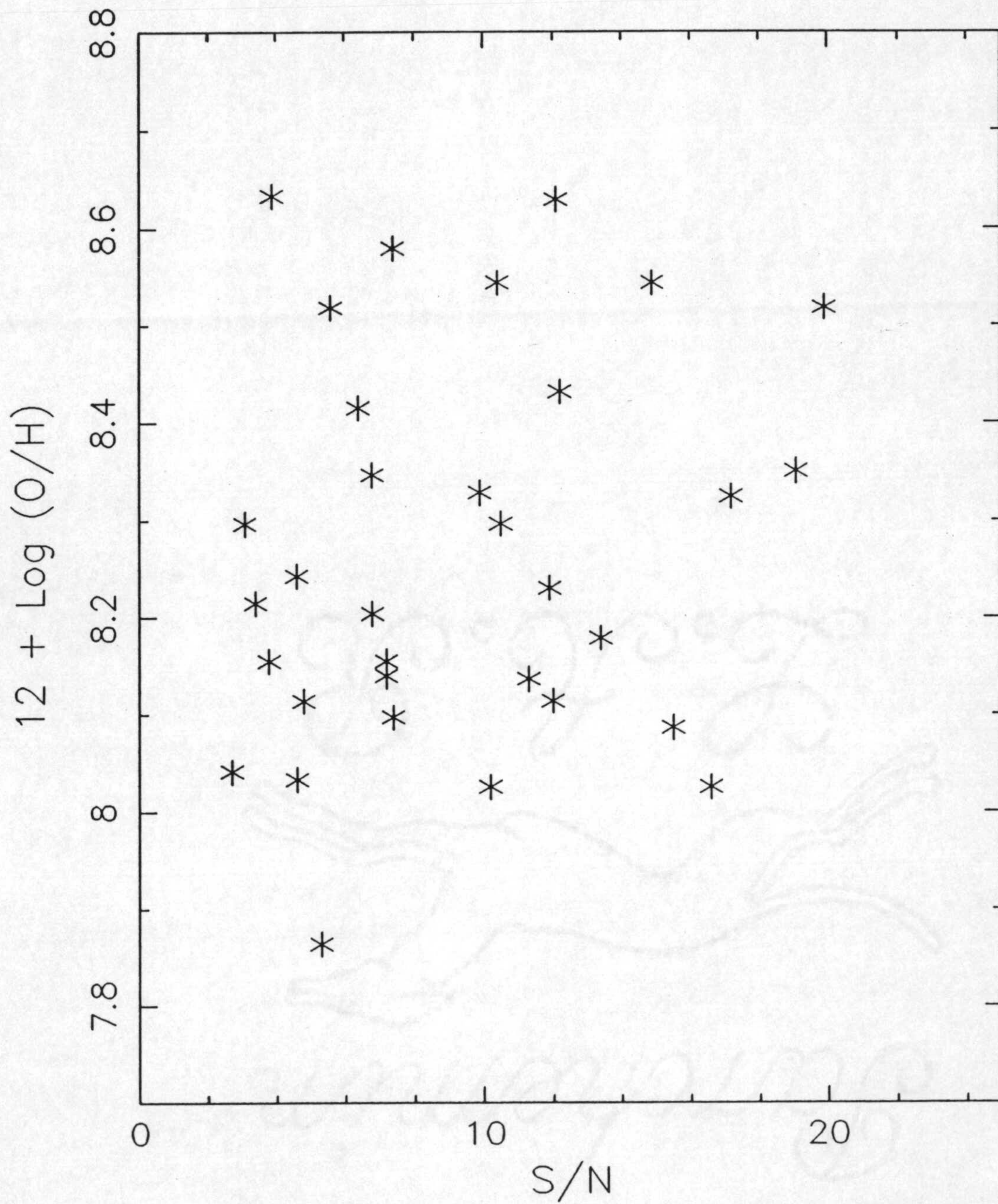


Figura III.6 – Abundancia de Oxígeno en función de la relación S/N.

no se **manifiesta** ninguna tendencia entre ambas cantidades en el sentido antes expuesto.

El **dilema** que se plantea se reduce a las interrelaciones entre la pérdida de masa, la **metalicidad** y la masa de las estrellas. Maeder propone, y algunas observaciones lo confirman como ya dijimos, que la pérdida de masa aumenta con la **metalicidad** y con la masa de la estrella; por otro, la proporción de estrellas masivas (**pendiente de la FIM**) o el límite superior de masa para las estrellas que se forman, podrían depender de la **metalicidad**, como también hemos discutido en esta Tesis. Por otra parte, la vida media de la fase de WR disminuiría con la masa inicial de la estrella que evoluciona y, debido a una mayor tasa de pérdida de masa, al aumentar la **metalicidad**, aunque en medios más metálicos se formen estrellas con menores masas.....

El **resultado** combinado de estos parámetros no ha sido aún debidamente abordado por falta de modelos adecuados. En efecto, no se conocen aún modelos evolutivos estelares para estrellas muy masivas ($M > 40M_{\odot}$) y con **metalidades** entre 1/10 y 1/30 del valor solar. Más aún, los únicos resultados observacionales que pueden significarse en este contexto son los obtenidos para la Pequeña Nube de Magallanes. Arnault, Kunth y Schild (1987) haciendo uso de las trayectorias evolutivas de los modelos de Maeder (1987) para una **metalicidad** de 1/10 Z_{\odot} , indican que la razón entre estrellas WR y estrellas masivas O-B es inferior en un factor 20 al obtenido para **metalidades** solares, es decir, la proporción WR/O-B disminuiría al bajar el contenido en metales. Resultado que no resuelve por sí sólo el dilema planteado.

Por **último**, hemos estudiado si la detectabilidad de estrellas WR puede estar conectada, como ya apuntamos, con los efectos evolutivos en la región HII considerada. En la figura III.7 se muestran los histogramas de las anchuras equivalentes de $H\beta$ de las galaxias con detecciones positivas y las no detectadas. Es aparente que no existe un valor preferente de $W\beta$ para la detección de estrellas WR. Puesto que las WR representan fases avanzadas en la evolución estelar ($t > 3 \times 10^6$ años)

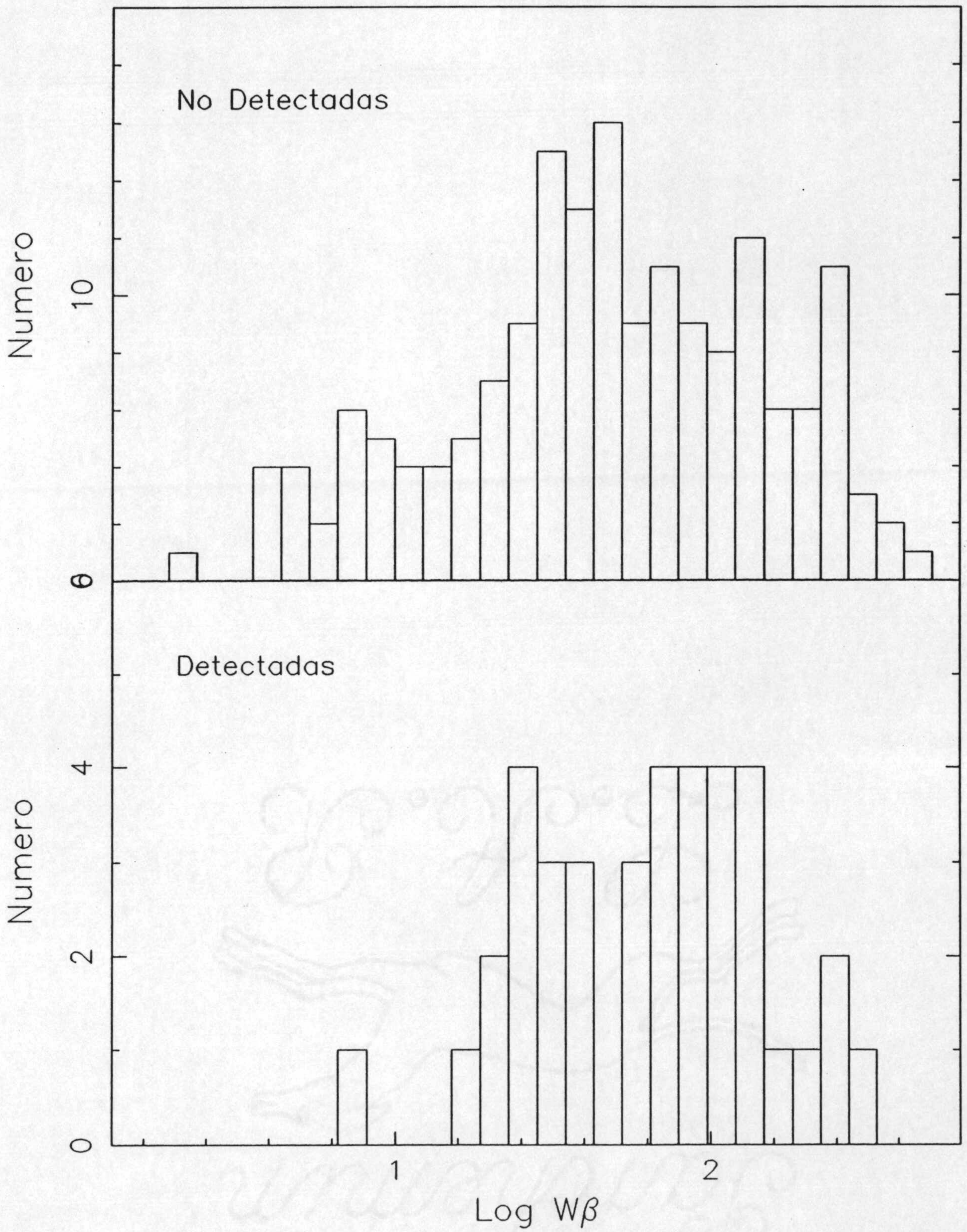


Figura III.7 – *Histograma de anchuras equivalentes de Hβ para las galaxias con estrellas WR detectadas y para las no detectadas.*

sería de esperar una mayor frecuencia al evolucionar el brote de formación estelar. Si aceptamos como indicador de edad el propuesto en el Capítulo II, donde se consideraban galaxias muy jóvenes aquellas con $W\beta > 170$, puede notarse que para ellas el número de detecciones es superior a la media (5, es decir, un 10% del total). La razón por la cual las WR están presentes en las galaxias más jóvenes no es ni mucho menos clara. Por un lado, existe un efecto de metalicidad en el sentido de que la baja metalicidad daría lugar a estrellas más masivas. El estudio de Arnault, Kunth y Schild (1987) sugiere que el aumento de la masa inicial de las estrellas daría lugar a una evolución más rápida al estado WR ($\approx 2 \times 10^6$ años). El análisis de las 5 galaxias con $W\beta > 170$ nos indica que excepto UM 311, el resto son, en efecto, de baja metalicidad.

En este punto, y por esa razón, el caso de UM 311 merece atención particular. Teniendo en cuenta la relación existente entre $W\beta$ y O/H , es obvio que UM 311 presenta una anchura equivalente de $H\beta$ demasiado grande para su metalicidad ($1/4 Z_{\odot}$). Hay que añadir que UM 311 no es una galaxia sino una región HII supergigante en una galaxia espiral que, supuestamente, podría estar en interacción. Las imágenes que hemos obtenido de dicha galaxia (ver figura III.8) indican un proceso de formación estelar muy importante en ella, en uno solo de sus lados. El análisis detallado de las posibles causas de la aparición de una formación estelar tan importante en esta galaxia no es trivial. A primera vista, esta galaxia, NGC 450, parece estar en un proceso de formación estelar masiva en la zona de conexión (en la imagen óptica) con UGC 807, y esa podría ser la causa eficiente para la formación estelar. Sin embargo, el análisis realizado por Rubin y Ford (1983) y Arp (1987) muestra que ambas galaxias están a *redshift* muy diferentes y constituye un caso de controversia en conexión con la explicación estándar del fenómeno del desplazamiento al rojo.

Por último, es importante señalar que el hecho que ya hemos apuntado en el Capítulo II de que el contenido en He sea más bajo para las galaxias con muy baja metalicidad, $O/H < 1.0 \times 10^{-4}$, es totalmente compatible con la no detección

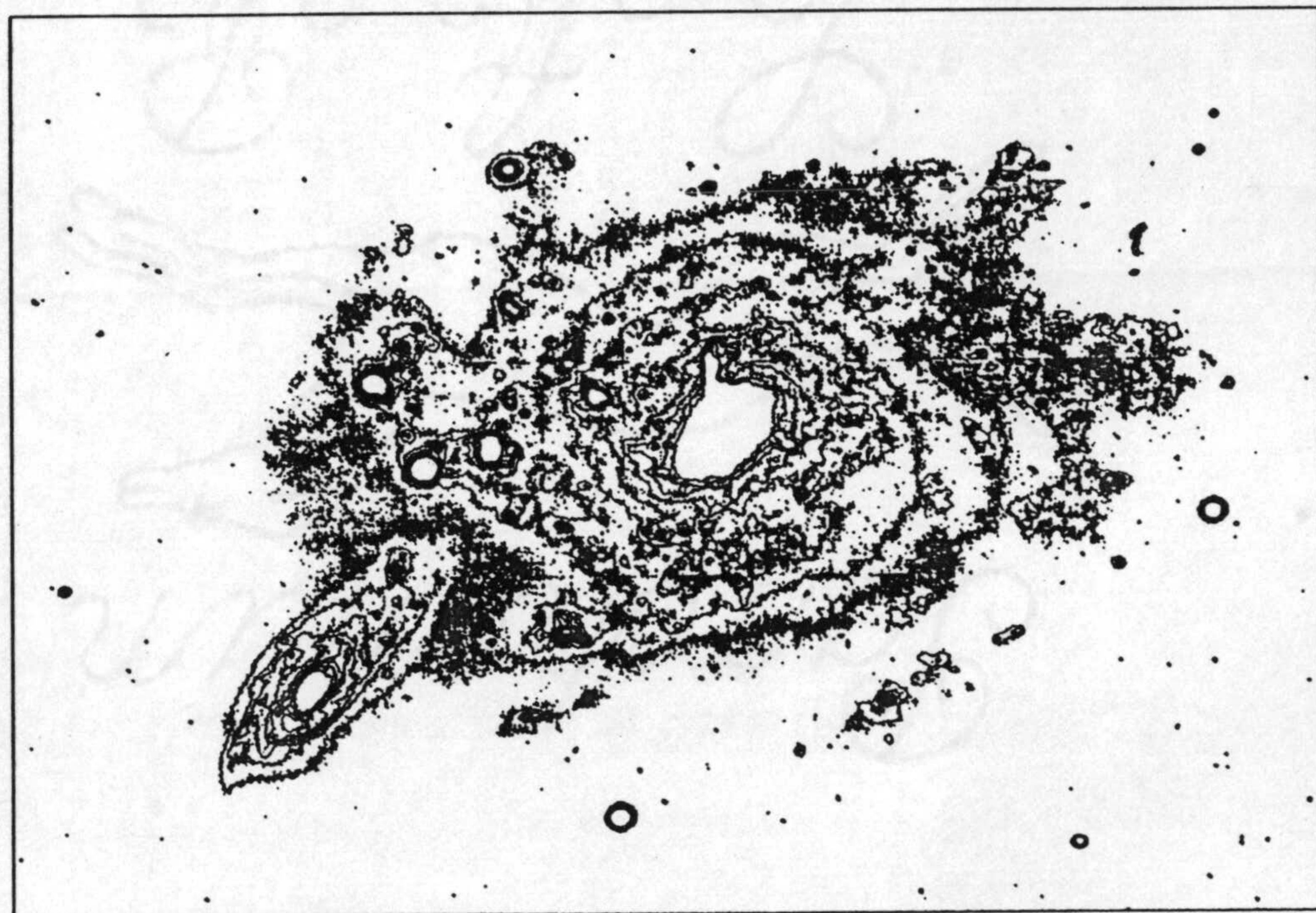


Figura III.8 — *Mapa de isofotas en el filtro V de la galaxia NGC 450 y su compañera UGC 807. UM 311 corresponde a una Región HII Gigante en NGC 450.*

de WR ya que, como indicamos, los valores de He/H por encima de 0.22 serían producidos por fenómenos de polución local.

3-. RELACIONES ENTRE PARAMETROS DE ESTRELLAS WR Y CONDICIONES FISICAS DEL MEDIO INTERESTELAR

La anchura equivalente y flujo total de la emisión de la BB se ha calculado de la misma manera que en las regiones HII gigantes, es decir, midiendo la emisión procedente de toda la banda entre $\lambda 4650 \text{ \AA}$ y $\lambda 4780 \text{ \AA}$ (longitudes de onda de laboratorio). Los resultados se muestran en el Apéndice B. De todas las galaxias con estrellas WR detectadas sólo fue posible la medida de la BB en 28 de ellas debido a la baja relación S/N en el continuo de las restantes con estrellas WR detectadas. Como ya se ha dicho previamente, los resultados obtenidos en base a estas medidas deben ser tomados con extrema precaución. Kunth y Joubert (1985) ya discutieron este problema sugiriendo la necesidad de datos de alta relación S/N ($S/N > 8$). De hecho, si se comparan las anchuras equivalentes obtenidas y la relación S/N nuestros resultados muestran el hecho ya notado por ellos de que se necesitarían observaciones de una relación S/N quizás de hasta 20 para que las medidas puedan ser suficientemente precisas. Este trabajo será abordado en el futuro para las galaxias para las que hemos detectado excesos importantes en la zona correspondiente a la banda azul.

Teniendo en cuenta las limitaciones apuntadas hemos analizado las relaciones que podrían existir entre la luminosidad de las estrellas WR y las condiciones físicas del medio interestelar. Kunth y Schild (1986) y Kunth y Joubert (1985) sugerían la existencia de una correlación entre la luminosidad de las estrellas WR y abundancia total de Oxígeno, pero nuestros datos no son concluyentes. En la figura III.9 se aprecia que la envoltura superior de los puntos decrece con la abundancia, lo que iría en sentido opuesto al apuntado por aquellos autores, aunque la dispersión de valores es muy grande. Varias causas podrían explicar dicho comportamiento. En primer lugar hay que señalar la posibilidad de que la luminosidad no haya sido correctamente estimada por las razones antes apuntadas. Pero también

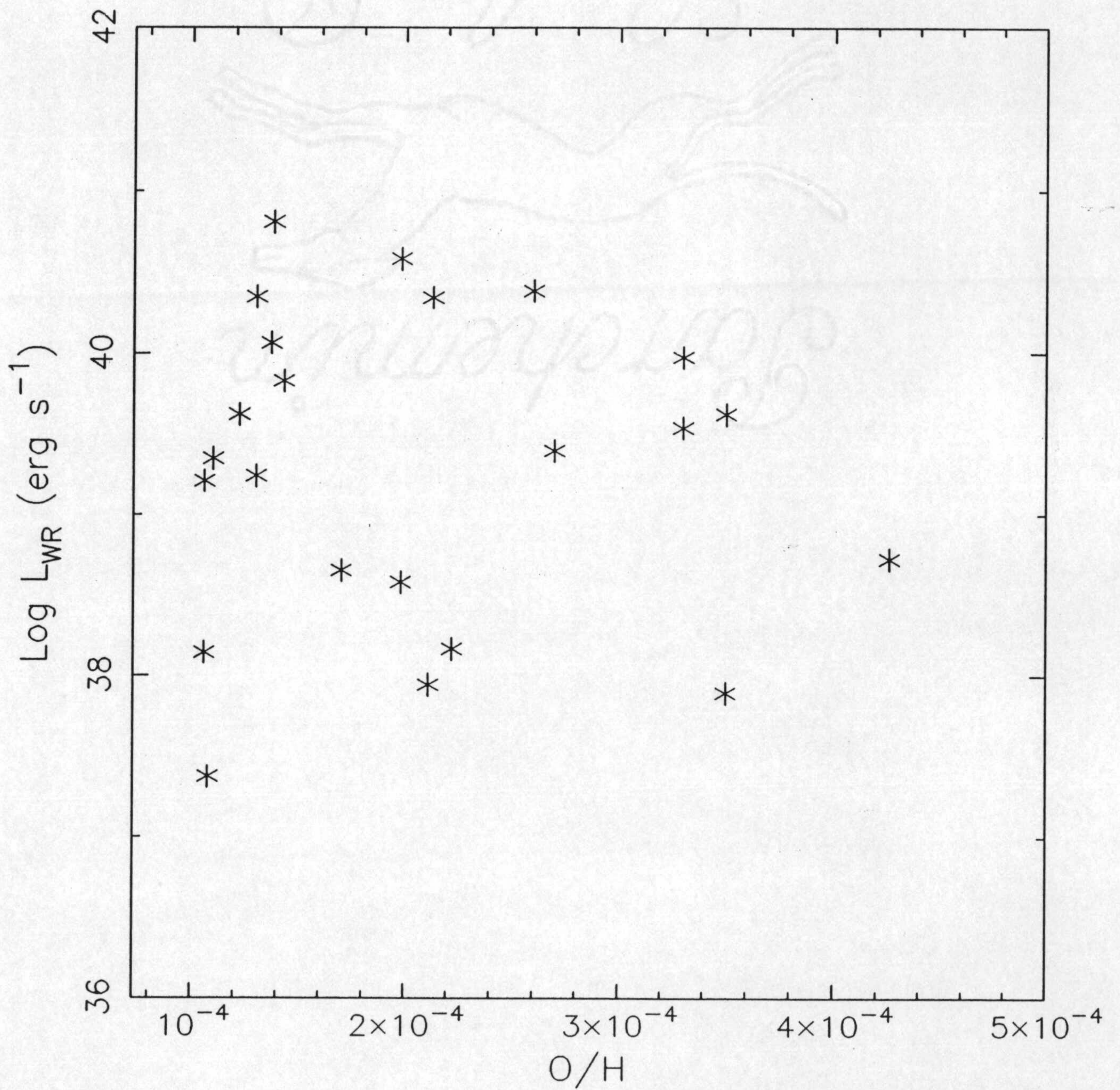


Figura III.9 – Luminosidad en la banda azul debida a estrellas WR en función de la abundancia de Oxígeno.

cabe otra explicación. En efecto, las galaxias estudiadas por aquellos autores, son de relativamente alta metalicidad y con peculiaridades importantes. Así, en Mkn 309, la emisión atribuída a estrellas WR podría ser debida a remanentes de supernova. Osterbrock y Cohen (1982) notaron que las líneas de bajo nivel de excitación son muy intensas, lo que en su opinión demuestra que esa galaxia tiene remanentes de Supernovas. Esta ambigüedad puede dar lugar, por una lado, a atribuir la BB a estrellas WR solamente, y, además, la abundancia calculada sería una sobreestimación del valor real si la contribución de excitación por choques es importante. Las mismas precauciones deben tomarse en el caso de NGC 6764. Respecto al trabajo de Kunth y Schild (1986), hemos de notar que Mkn 710, la única galaxia que fuerza la correlación antes señalada, también ha sido observada por nosotros y la metalicidad que encontramos es la mitad de la que encontraban aquellos autores. En cuyo caso, la pretendida correlación desaparecería.

Por otra parte, es necesario hacer notar que las galaxias por nosotros analizadas, al menos en lo que respecta a las condiciones físicas del medio interestelar, son galaxias de luminosidades similares a las analizadas por Kunth y Sargent (1983). Si sólo ese tipo de galaxias es tomado en cuenta, no existe tendencia alguna con la metalicidad, como puede verse en la figura 5 de Kunth y Joubert.

En base a este resultado, y de que no aumenta la detectabilidad de estrellas WR con la metalicidad, las causas del comportamiento encontrado por Kunth y Schild (1986) habría que buscarlas en el proceso de formación estelar que está teniendo lugar en aquellos sistemas que fuerzan la correlación que aparece en sus datos. En este sentido es extremadamente sugerente el hecho de que tanto Mkn 1089 como He 2-10 y NGC 6764 son con toda probabilidad galaxias en interacción (Arp, 1966). Incidentalmente, notamos que el exceso en $W\beta$ encontrado para UM 311 parece indicar que también en NGC 450 la formación estelar ha sido inducida por interacción gravitacional.

En las figuras III.10 y III.11 se muestra la relación entre L_{WR} y $[SII]/H\alpha$ y $[OI]/[OIII]$. Ambos parámetros se han utilizado tradicionalmente (Cantó, 1979;

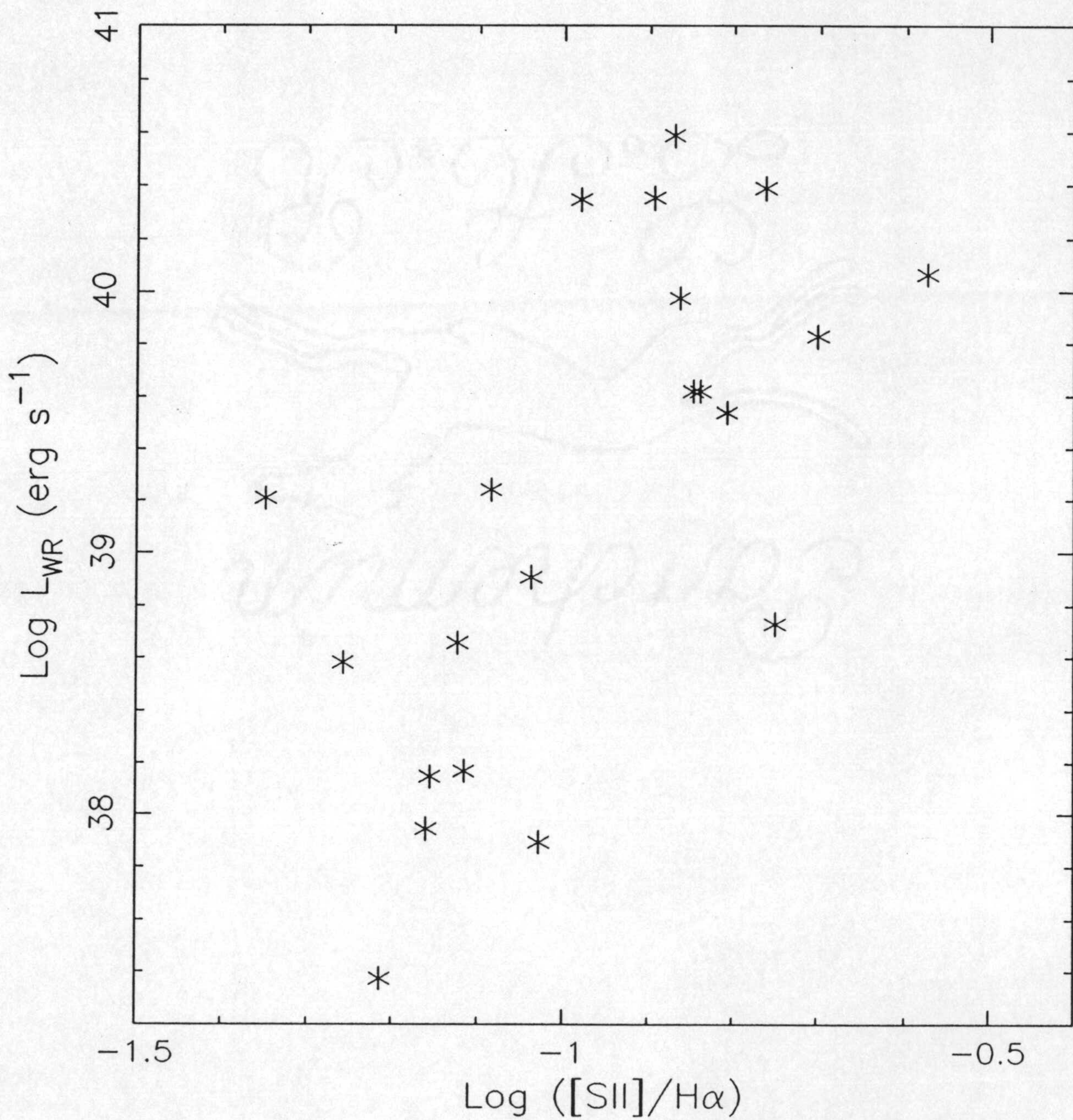


Figura III.10 — Luminosidad en la banda azul debida a estrellas WR en función de la relación de intensidades $[\text{SII}]/\text{H}\alpha$.

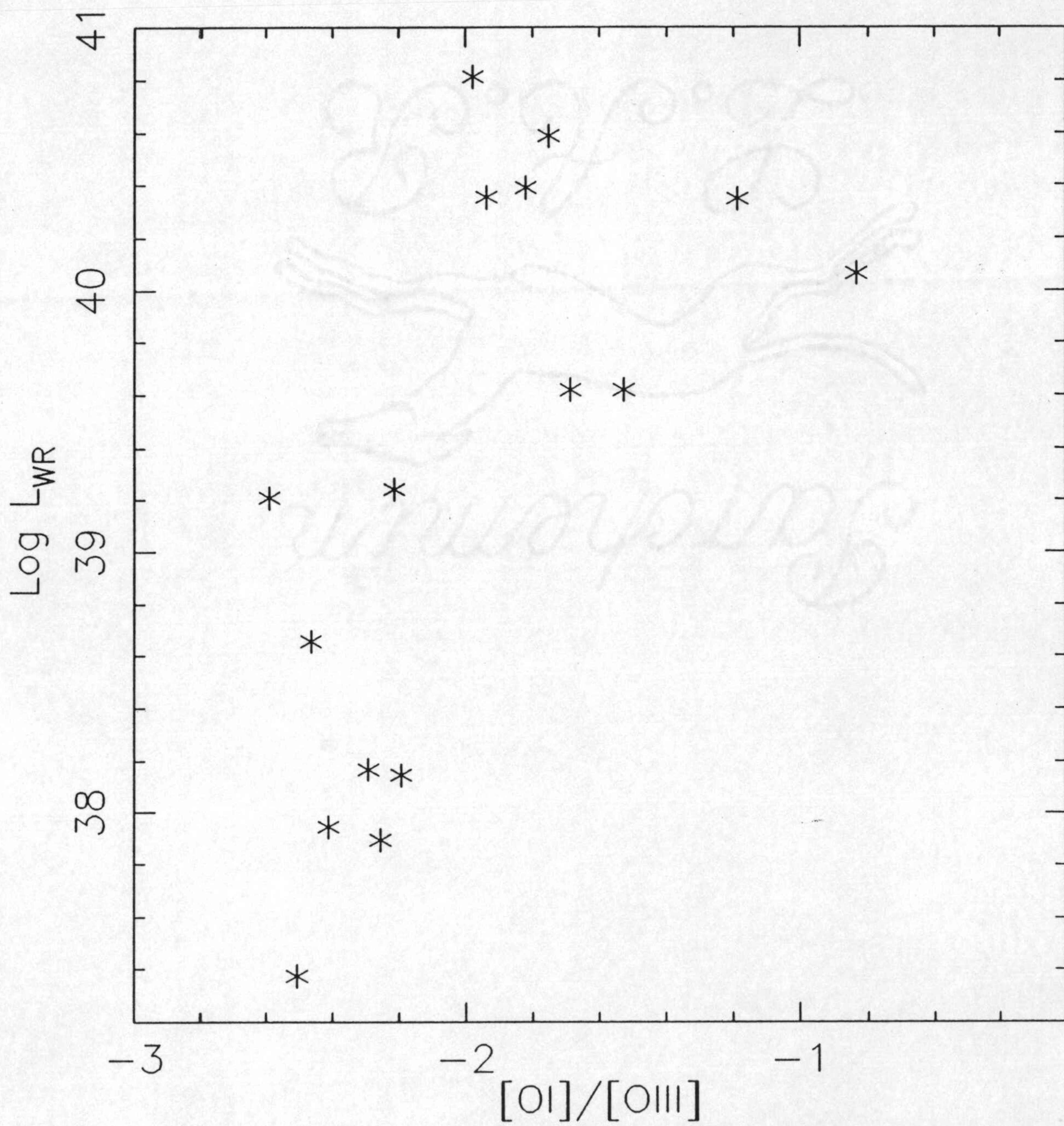



Figura III.11 — Luminosidad en la banda azul debida a estrellas WR en función de la relación de intensidades [OI]/[OIII].

Heckman, 1980) para distinguir diferentes mecanismos de excitación en nebulosas ionizadas. En ambas figuras puede observarse que existe una tendencia a aumentar la luminosidad medida en la banda azul para valores altos de estos parámetros. La comparación de los valores obtenidos para aquellas galaxias con $\log(L_{WR}) \approx 40$ y los modelos de Stasinska (1982), en particular para la relación $[OI]/[OIII]$, nos indica que, salvo que invoquemos condiciones muy particulares en esas galaxias, como un aumento considerable de la densidad electrónica ($N_e > 10^3$), los valores obtenidos para los cocientes de líneas sólo serían compatibles con modelos de fotoionización para abundancias mayores que el valor solar.

Esta situación nos lleva a concluir que, en las galaxias mostradas en el diagrama con $[OI]/[OIII] > 0.010$, podría existir un mecanismo de excitación adicional a la fotoionización, con toda probabilidad ondas de choque. Si la razón de dicho comportamiento son vientos procedentes de las estrellas WR o remanentes de supernovas no puede ser juzgado con los datos aquí presentados.

Por último hemos analizado el número total de WR detectadas. Con el fin de comparar esos valores con lo que encontramos para las RHGE, hemos supuesto que todas las Wolf-Rayet son del tipo WN, y hemos utilizado los mismos valores que en aquel caso para sus luminosidades y anchuras equivalentes. De esta forma, resulta que el número de estrellas WR involucrado en las detecciones varía entre 2×10^5 y 6×10^6 . Para proseguir con la comparación, también hemos calculado el número de estrellas WR por parsec cuadrado, suponiendo que están uniformemente distribuidas. Los valores encontrados son muy similares para todas las galaxias HII pues todos están en el rango 0.42 a 0.57. Estos valores son superiores en un factor 4 al obtenido para NGC 604, que es la RHGE de la muestra que analizamos con mayor número de estrellas WR detectadas.

Este resultado es del todo consistente con la idea de la que partimos de que las Galaxias HII son versiones a mayor escala, en el proceso de formación estelar, de las Regiones HII Gigantes Extragalácticas.



**IV. FORMACION ESTELAR VIOLENTA
Y ACTIVIDAD NUCLEAR**

1.INTRODUCCION

Los núcleos activos de galaxias (NAG) se consideran normalmente como la manifestación de la presencia de un objeto compacto, un agujero negro, en las partes centrales de algunas galaxias. Las escalas de variabilidad y las propiedades espectrales han constituido los principales argumentos para descartar la posibilidad de que se trate de fenómenos presentes en las galaxias normales, aún a escalas mucho mayores, si bien ya en 1965 G. Field había apuntado la presencia de formación estelar violenta como posible explicación a la actividad nuclear. Recientemente han sido elaborados modelos que muestran la posibilidad de explicar las propiedades de las galaxias Seyfert en términos de FEV (Terlevich y Melnick, 1985; Terlevich, Melnick y Moles, 1987).

El problema se plantea en primer lugar en el terreno empírico y se refiere a las analogías y diferencias entre el fenómeno HII (formación estelar) y la actividad nuclear. Que ambos fenómenos estén ligados está cada vez mas firmemente establecido tanto desde el punto de vista observacional como desde el teórico. Recientemente se ha mostrado (Norman, 1987) que una vez que por cualquier causa (la interacción gravitacional entre galaxias, por ejemplo) el gas comienza a acumularse en las partes centrales de una galaxia, se hace inevitable la aparición de un brote de formación estelar. Y si el fenómeno de acumulación de gas progresa hasta que éste se hace autogravitante, puede producirse un agujero negro y comienza a manifestarse la actividad nuclear. Por su parte, Terlevich, Melnick y Moles (1987) proponen también una conexión evolutiva entre el fenómeno FEV y la actividad, aunque esta segunda no es producida por la aparición de un agujero negro sino por la de estrellas muy calientes (*warmers*).

En esta Tesis vamos a referirnos a aspectos puramente observacionales. En primer lugar trataremos de la presencia de formación estelar en galaxias Seyfert tal y como se refleja en sus propiedades en el IR lejano. La comparación con galaxias

normales nos permitirá cuantificar comparativamente los procesos de formación estelar en aquéllas. Por otro lado, analizaremos las propiedades en el IR lejano de galaxias HII que, por definición, son objetos con muy abundante formación estelar. Obviamente, la probabilidad de reducción del primer fenómeno al segundo pasa por la similitud de ambos tipos de galaxias en todo lo que se refiere a FEV.

Dado que el análisis de la formación estelar en galaxias de tipo Seyfert 1 fue realizado por Rodríguez-Espinosa, Rudy y Jones (1987), aquí sólo nos detendremos en el análisis de galaxias Seyfert 2 y su comparación con otros tipos de galaxias que hemos realizado y cuyos principales resultados están en gran parte recogidos en Dultzin-Hacyan, Moles y Masegosa (1988).

2. FORMACION ESTELAR EN GALAXIAS SEYFERT

La presencia de formación estelar intensa en galaxias Seyfert ha sido apuntada por los análisis de los datos proporcionados por IRAS (Rodríguez-Espinosa, Rudy y Jones, 1987). Por otra parte, también se ha sugerido que la actividad nuclear podría estar conectada de alguna forma con FEV en las regiones circumnucleares o incluso a escala de la galaxia activa (Keel, 1987; Wilson, 1987; Moles et al., 1988; Laurikainen y Moles, 1988).

El análisis de estas cuestiones para galaxias Seyfert 2 presenta algunas ventajas. En primer lugar, dado que son objetos de bajo nivel en la escala de actividad, la emisión extendida está mucho menos contaminada por la emisión nuclear, lo que permite estudiar la formación estelar a escala de toda la galaxia. Además, por tratarse de objetos relativamente brillantes, es más fácil disponer de datos en diferentes bandas espectrales, lo que posibilita su comparación y, eventualmente, separar las contribuciones nuclear y extendida.

La muestra que hemos considerado comprende las galaxias clasificadas como Seyfert 2 en el catálogo de Véron-Cetty y Véron (1987), 195 en total. Sin que pueda considerarse una muestra completa, incluye sin embargo todas las Seyfert 2 estudiadas hasta ahora. Los datos fotométricos (B(0)) fueron extraídos del catálogo de velocidades radiales de galaxias del *Center for Astrophysics* de Harvard (Huchra, comunicación personal), y los datos espectroscópicos de la literatura. Sorprende en este punto que, tratándose de galaxias a las que se dedica un enorme esfuerzo observacional, tan solo para el 21% de ellas se dispone de flujos $H\beta$ nucleares.

Finalmente los datos IR fueron tomados de la recopilación *Catalogued Galaxies and Quasars Observed in the IRAS Survey* (1985). De los 195 objetos iniciales, un 60% fueron detectados en al menos una banda.

A efectos de comparación se consideran 4 muestras de objetos para los que existen datos IRAS: una de galaxias Seyfert 1 elaborada y analizada por Rodríguez-Espinosa, Rudy y Jones (1987), una de LINERS elaborada por nosotros a partir de la literatura, una de galaxias normales con núcleos de tipo HII elaborada por Keel (1983) y, finalmente, una de galaxias con brotes de FEV sacada del catálogo de Véron-Cetty y Véron antes citado. En los cálculos se ha utilizado una constante de Hubble, $H_0 = 100 \text{ kms}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$

2.1 Propiedades en el lejano IR versus propiedades ópticas.

La luminosidad en la banda B (L_B) de una galaxia, refleja de alguna manera la formación estelar que ocurrió en ella hace alrededor de 10^9 años. Dado que la luminosidad en el IR, L_{FIR} , es fundamentalmente debida a la radiación de polvo calentado por las estrellas (masivas) recién formadas, el cociente L_{FIR}/L_B reflejará la formación estelar actual normalizada a la formación estelar anterior, mientras que L_{FIR} , refleja directamente la magnitud del fenómeno. La media (y la mediana)

de $\log L_{FIR}$, para las galaxias Seyfert 2 de nuestra muestra es 43.5 (en $ergs^{-1}$), mientras que $\langle L_{FIR}/L_B \rangle$ es 2.49 (mediana, 1.64). De Jong et al. (1984) mostraron que existe, para galaxias normales, una relación entre $\log(L_{FIR}/L_B)$ y la temperatura de color entre $100 \mu m$ y $60 \mu m$ ($\log(I_{100}/I_{60})$) que puede traducirse en la temperatura del polvo emisor. En la figura IV.1 hemos presentado esa relación para galaxias Seyfert 2. Como puede comprobarse, éstas prolongan la distribución de valores para galaxias normales hacia la zona de galaxias compactas azules para las que su posición en ese diagrama ha sido explicada en términos de formación estelar intensa (Kunth y Sévre, 1986). Este resultado indica claramente que las galaxias Seyfert 2 tienen, estadísticamente hablando, una formación estelar más intensa que las normales. Como por otro lado hemos encontrado que no hay ninguna correlación entre aquellos parámetros y propiedades nucleares, parece lógico concluir que esa formación estelar se extiende por toda la galaxia.

Antes de la entrada en funcionamiento de IRAS, tan sólo algunas galaxias Seyfert muy brillantes como NGC 1068 y NGC 4151 fueron estudiadas en el IR medio y lejano mediante globos o aviones (Telesco, Harper y Lowenstein, 1976; Rieke y Lefobsky, 1979; Telesco y Harper, 1980; Smith et al., 1983). Estas observaciones pusieron de manifiesto la presencia en el espectro IR de esas galaxias de una componente con el máximo entre $25 \mu m$ y $50 \mu m$. La existencia de esa componente en galaxias activas ha sido corroborada con las observaciones de IRAS. De hecho, de Grijp et al. (1985) consiguieron detectar nuevas galaxias Seyfert usando un criterio de selección basado en el índice de color entre $60 \mu m$ y $25 \mu m$. De todas las galaxias con $-1.5 < \alpha(60, 25) < -0.25$, un 75 % resultaron ser de tipo Seyfert. Por su parte Miley et al. (1985) encontraron que las galaxias Seyfert 1 y Seyfert 2 pueden ser separadas estadísticamente en diagramas color-color usando las bandas IRAS y proponen que tal separación puede deberse a las diferencias de la contribución no térmica del núcleo, en principio mayor en galaxias Seyfert 1.

En sus modelos para reproducir las emisiones IR de galaxias, Rowan-Robinson (1987) denomina a la componente a $25 \mu m$ como *la componente Seyfert* y la considera debida a emisión por polvo calentado por el continuo no térmico del núcleo.

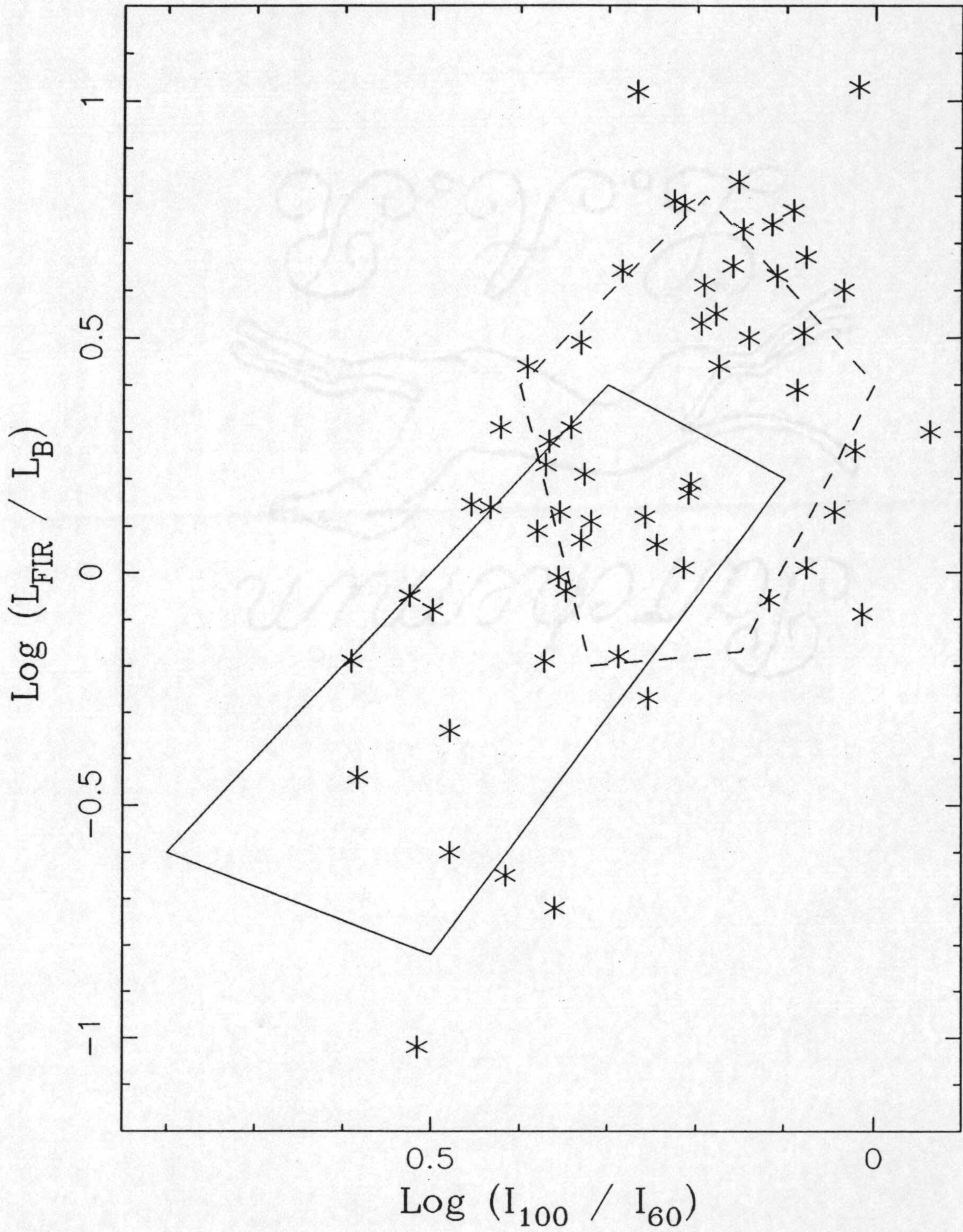


Figura IV.1 - $L_{\text{FIR}}/L_{\text{B}}$ en función de I_{100}/I_{60} para galaxias Seyfert 2. También se muestra en línea continua la zona ocupada por galaxias espirales normales y, en trazo discontinuo, la de Galaxias Compactas Azules.

Sin embargo, hay que hacer notar que las observaciones de IRAS podrían representar simplemente la extensión hacia el lejano IR del continuo observado entre 2.2 KeV y $3.3 \mu m$, como ya apuntara Malkan (1984). Dada la muy pobre resolución angular y espectral de IRAS, el problema queda pendiente hasta que instrumentos de mayor capacidad como ISO, por ejemplo, puedan entrar en funcionamiento.

Sin atender por el momento a la cuestión del origen de esa radiación a $25 \mu m$, hemos analizados los datos para tratar de averiguar en que región de cada galaxia se origina. En particular hemos buscado si existe alguna relación entre esa emisión y ciertas propiedades nucleares. De nuestra investigación ha resultado que existe una bien definida correlación entre I_{25} y la luminosidad $H\beta$ del núcleo activo (figura IV.2). Si bien el número de datos disponibles es pequeño, la correlación es altamente significativa y puede tomarse como argumento en favor del origen nuclear de I_{25} . Esta conclusión se ve en cierta manera reforzada por la ausencia de correlación entre ninguna de las propiedades nucleares y la emisión en las otras bandas de IRAS (figuras IV.3, 4 y 5). Así las emisiones a 12, 25, 60 y $100 \mu m$ no sólo pueden deberse a mecanismos físicos diferentes, sino que su origen espacial, dentro de cada galaxia, también es, probablemente, diferente.

En espirales normales, la emisión en el lejano IR es atribuída a dos componentes principales: una fría, en forma de "cirros" y originada en el medio neutro; y una más caliente, asociada con las regiones de formación estelar (Helou, 1986). Además, la emisión difusa a longitudes de onda largas es atribuida a polvo calentado por el campo de radiación interestelar (Persson y Helou, 1987; de Jong y Brink, 1987).

En este esquema, la emisión no directamente asociada a la formación estelar se produce a 12 y $25 \mu m$, que no pueden explicarse por procesos en equilibrio termodinámico y ha sido atribuída, en el caso de galaxias normales, al calentamiento transitorio de granos de polvo muy pequeños (Sellgren, 1984; Puget, Leger y Boulanger, 1985; Draine y Anderson, 1985). Sin embargo, los mecanismos concretos para ambas emisiones se suponen diferentes.

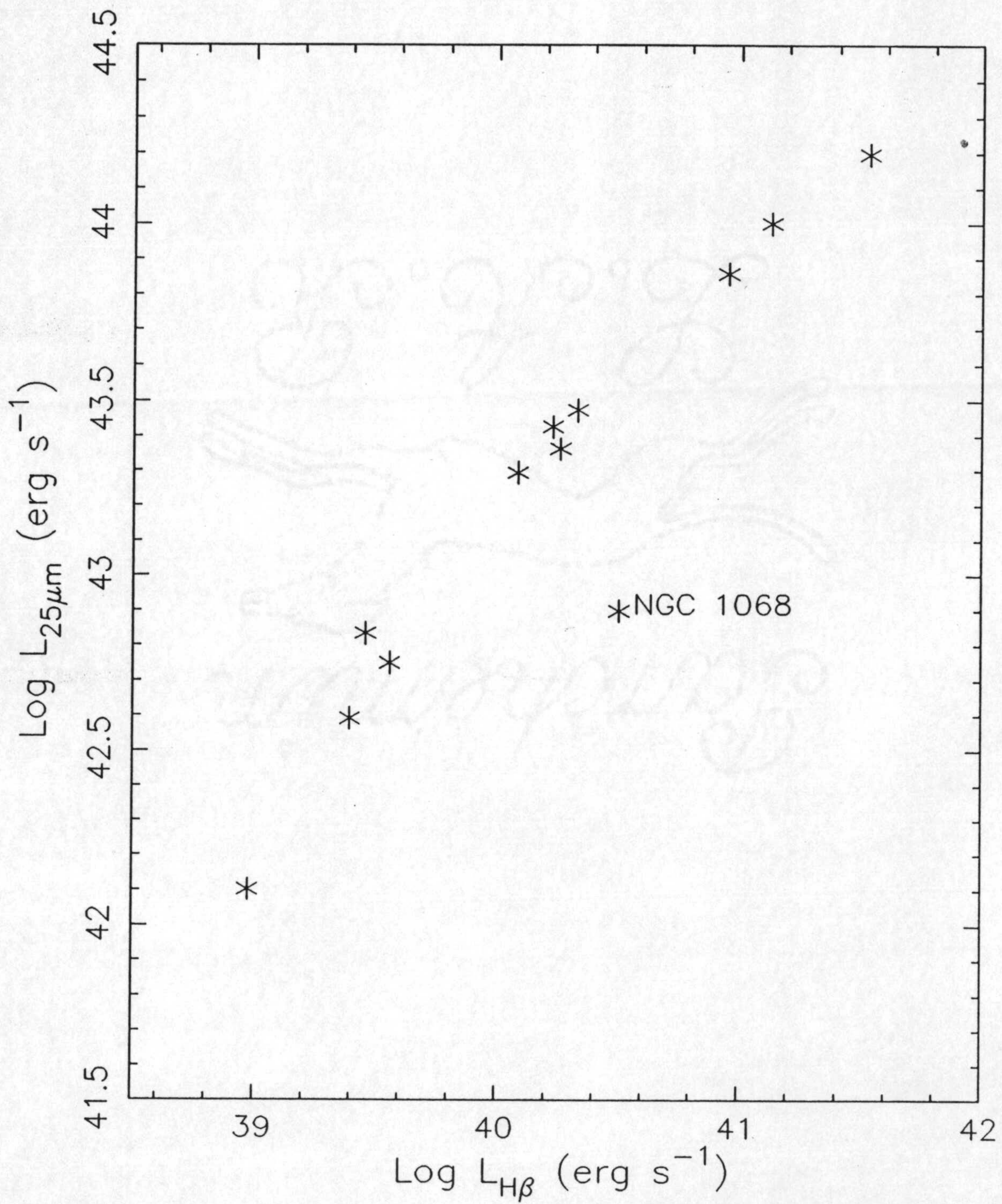
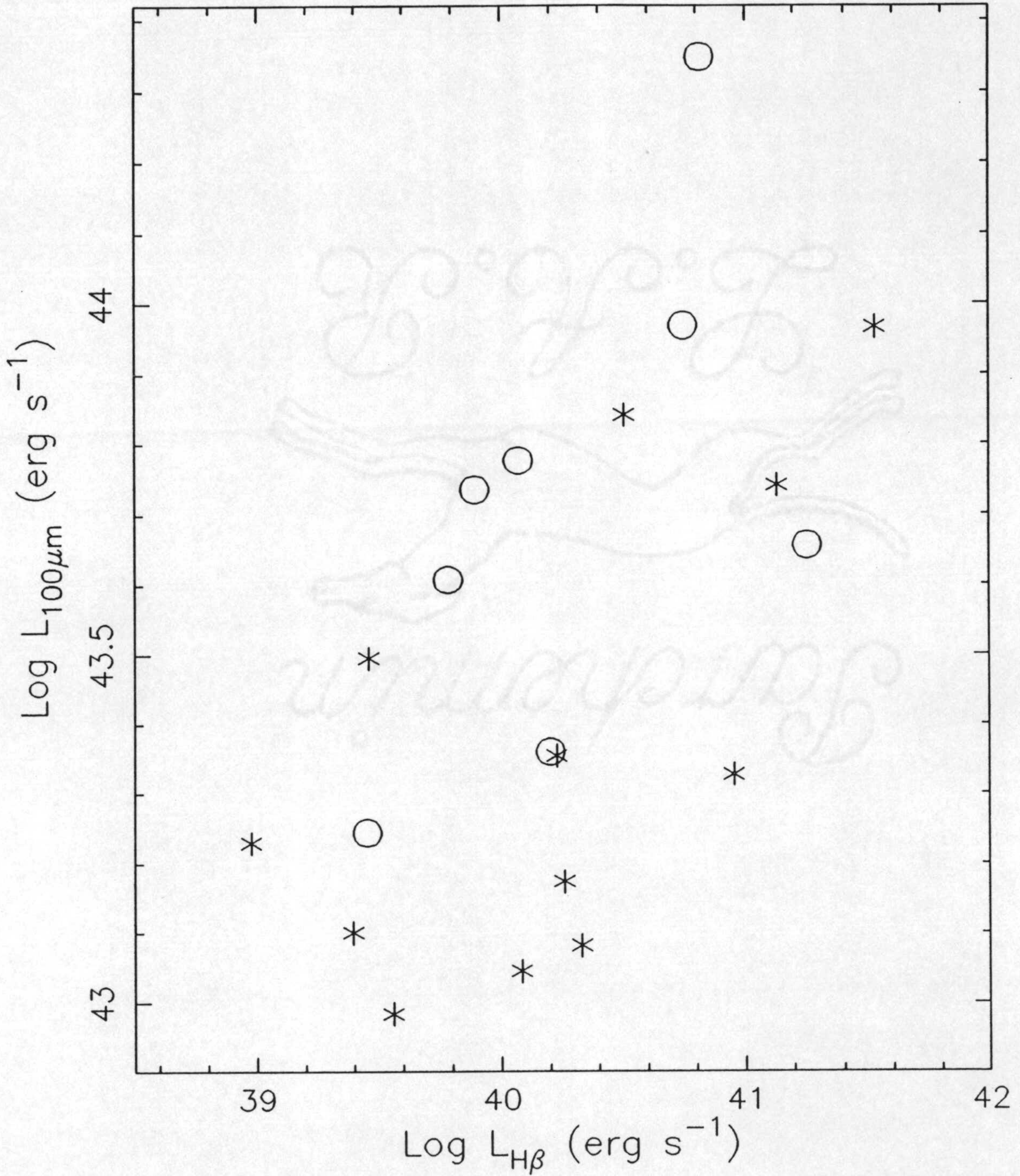
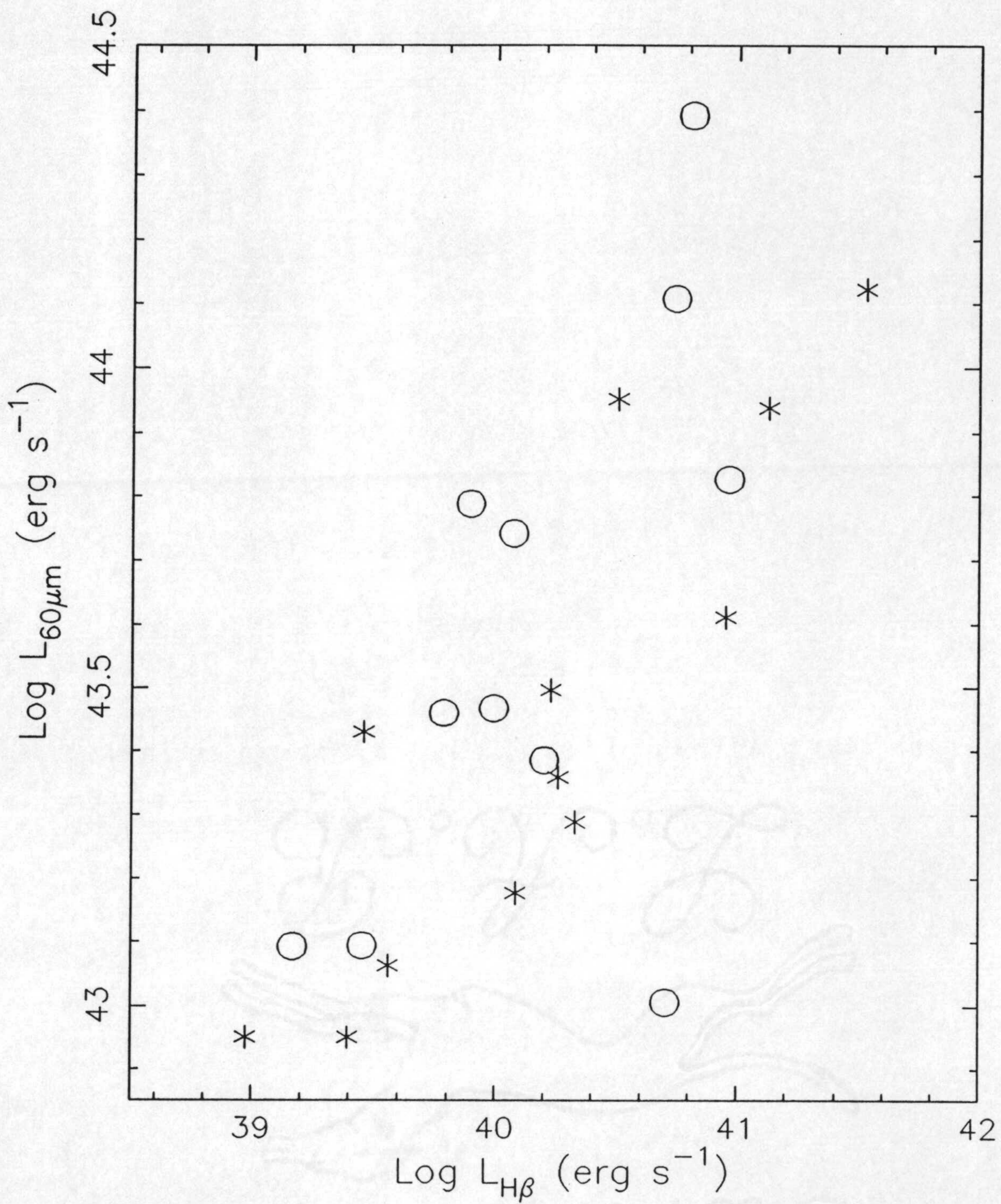


Figura IV.2 – Luminosidad en $25 \mu\text{m}$ en función de la luminosidad de $H\beta$ para las galaxias Seyfert 2





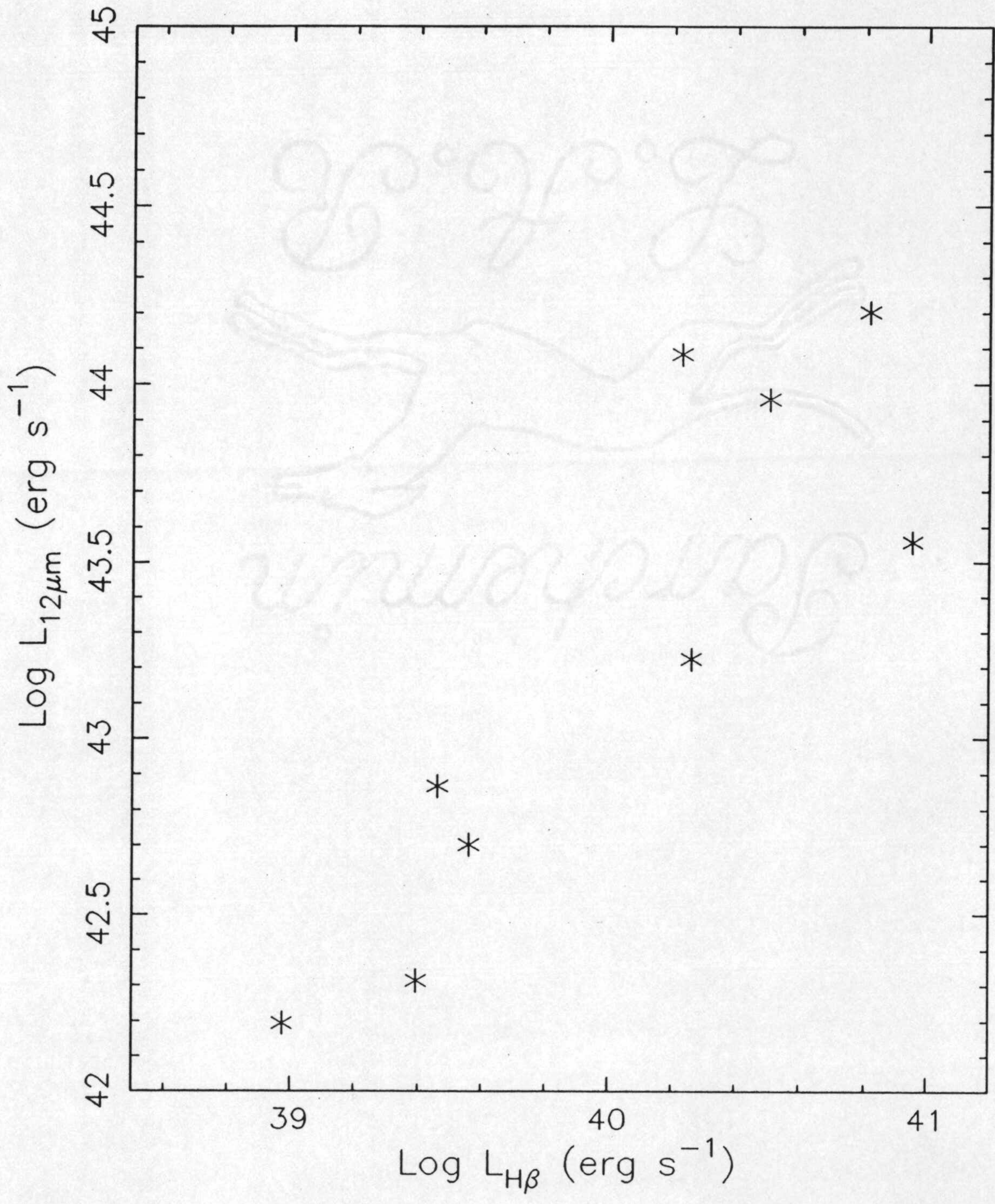


Figura IV.5 — *Luminosidad en 12 μm en función de la luminosidad de Hβ para las galaxias Seyfert 2*

El modelo de Draine y Anderson (1985) explica la emisión a $25\mu m$ como el resultado del calentamiento transitorio de granos compuestos de grafito y silicio de pequeñas dimensiones ($\sim 3\text{\AA}$) por la radiación interestelar. Este modelo predice un valor de I_{25}/I_{100} (nótese que los procesos de emisión son diferentes para cada frecuencia) de $0.025 \leq I_{25}/I_{100} \leq 0.052$, en muy buen acuerdo con los datos para nuestra Galaxia (Boulanger, Band y van Albada, 1985; Leene, 1986) y para M31 (Walterbros y Schwering, 1987). También coincide con el valor medio que encontramos (ver tabla IV.1) para la muestra de galaxias normales.

Para la emisión a $12\mu m$, sin embargo, el modelo que mejor se ajusta a los datos es el de calentamiento transitorio de moléculas de hidrocarburos aromáticos policíclicos (Puget, Leger y Boulanger, 1985). Las predicciones están en acuerdo con los datos para nuestra Galaxia, y para las muestras de galaxias normales, *Starburst* y LINERS. Más aún, considerando una fracción de carbono en aquellas moléculas de hasta un 15%, este modelo puede incluso explicar la mayor parte de la radiación a $12\mu m$ en Seyferts. Esta es la razón de la débil correlación que hemos encontrado para estas galaxias entre I_{12}/I_{100} y el flujo $H\beta$ nuclear.

En la tabla IV.1 ya referida, hemos agrupado los resultados observacionales para diferentes muestras de galaxias, junto a las predicciones teóricas. El cociente I_{25}/I_{100} está definitivamente por encima de las predicciones para las galaxias Seyfert, como era de esperar, pero también para las galaxias *Starburst*. Obviamente estos objetos presentan un exceso a $25\mu m$ que los modelos no pueden explicar.

Wilson (1987) hizo notar que las regiones ocupadas por galaxias con núcleos *Starburst* y por Seyfert 2 en los diagramas color-color en el IR, se solapan fuertemente (ver también Miley, Neugebauer y Soifer, 1985; Neugebauer, Soifer y Rowan-Robinson, 1986). Hasta el punto que aquél autor apunta la posibilidad de que las galaxias Seyfert 2 con $\alpha(60, 25) < -1.5$ y $\alpha(100, 60) > -1$ posean regiones HII circumnucleares. Nosotros encontramos en nuestra muestra de Seyfert 2 que el 50% tiene $\alpha(60, 25) < -1.5$ y que el 70% tiene $\alpha(60, 25) < -1.0$ y, según ese criterio,

Tabla IV.1

Cocientes I_{25}/I_{100} predichos y observados

Tipo	I_{25}/I_{100}^a	I_{25}/I_{100}^b	Numero Objetos	Referencias
Modelo	0.025–0.052	0.025–0.052	—	1
La Galaxia	0.040–0.055	0.040–0.055	—	2,3
Espirales "Normales"	0.050	0.040	30	4
LINERs	0.070	0.070	26	5
Galaxias <i>Starburst</i>	0.180	0.150	43	4
Seyfert 2	0.240	0.150	61	5
Seyfert 1	0.350	0.340	39	4

^a Valor medio

^b Mediana

Referencias.- (1) Draine and Anderson, 1985; (2) Boulanger, Baud y van Albada, 1985; (3) Leene, 1986; (4) Rodríguez Espinosa, Rudy y Jones, 1987; (5) Dultzin–Hacyan, Moles y Masegosa, 1988.

son indistinguibles de las galaxias *Starburst*. Esas galaxias Seyfert 2 no hubieran sido detectadas como activas con el criterio dado por de Grijp et al. (1985).

En este punto pensamos que el solapamiento entre ambos tipos de galaxias en sus propiedades a $25 \mu m$ indica que el mismo proceso (térmico o no térmico) genera esa emisión en los núcleos de ambos tipos de galaxias. De modo que se presentan dos alternativas bien diferenciadas. La primera es que el exceso a $25 \mu m$ está directamente relacionado con un continuo de forma potencial, ya como una mera extensión, ya como emisión de polvo calentado por él. En este caso, tanto las Seyfert 2 como las galaxias *Starburst* podrían albergar sendos agujeros negros en sus núcleos y la misma inestabilidad que permite acumular suficiente gas en las partes centrales para iniciar el proceso de FEV podría operar para "alimentar" el agujero negro y producir la actividad nuclear. En las galaxias *Starburst* el agujero negro estaría oculto por las regiones HII gigantes y sólo se manifestaría a $25 \mu m$. Eventualmente el gas y el polvo podrían ser posteriormente dispersados por la acción combinada de explosiones de Supernovas, los vientos estelares y la presión de radiación, hasta que los demás signos de la actividad nuclear pudieran comenzar a manifestarse. Este proceso, en consecuencia, prolongaría hacia los mas bajos niveles de actividad el esquema propuesto por Sanders et al. (1987), según el cual las galaxias más luminosas en el IR evolucionan hacia cuásares.

La segunda alternativa es que el exceso a $25 \mu m$ estaría directamente relacionado, tanto en Seyfert como en galaxias *Starburst*, con la FEV, sin necesidad de invocar la presencia de agujeros negros. Existen diferentes aportaciones que pretenden reducir la actividad nuclear a FEV (Pronik, 1973; Adams y Weedman, 1975; Harwit y Pacini, 1975; Condon et al., 1982; Weedman, 1983; Terlevich y Melnick, 1985; Terlevich, Melnick y Moles, 1987). En particular, el modelo propuesto por Terlevich, Melnick y Moles (1987) puede explicar muchas de las propiedades observadas de las Seyfert 2. Sin embargo, no se había constatado hasta ahora la similitud en el IR entre Seyfert y galaxias *Starburst*, y por lo tanto se necesita incorporar en aquellos modelos una explicación para el exceso observado a $25 \mu m$.

En este sentido es muy sugerente que los cálculos teóricos de Draine (1981) y Dwek y Werner (1981) sobre la emisión del polvo calentado en una explosión de Supernova tiene el máximo a $25 \mu m$. Es más, el nivel energético de tales fenómenos es del mismo orden de magnitud que los observados en galaxias Seyfert y *Starburst*.

En definitiva, el análisis de los datos IRAS para galaxias activas indica que:

- están formando estrellas de forma generalizada y con ritmos acelerados con respecto a las galaxias normales.

- el exceso a $25 \mu m$ no es privativo de ellas y por lo tanto, queda abierta la posibilidad de que se deba a procesos relacionados directamente con la FEV

3.-PROPIEDADES IR DE GALAXIAS HII

Si en el apartado anterior se han investigado los datos IRAS de galaxias activas, para analizar la presencia de brotes de formación estelar anormal, aquí el problema es el inverso. Dados unos objetos caracterizados por la presencia en ellos de FEV, se trata de analizar sus propiedades en el IR lejano. Ya hemos mencionado antes que los datos IRAS para galaxias *Starburst* representan el extremo en el diagrama L_{FIR}/L_B frente a I_{100}/I_{60} y la emisión a 60 y $100 \mu m$ se relaciona directamente con la formación estelar presente.

En este apartado hemos abordado las propiedades en el IR lejano de las galaxias HII contenidas en el Catálogo Espectrofotométrico de Galaxias HII ya citado. Por una lado, se trata de corroborar las tendencias ya señaladas para las galaxias *Starburst*, y por otro, estudiar si el caso de IZw18, prototipo de galaxia HII que no ha sido detectada por IRAS, es solamente un caso particular. Así se han cruzado nuestro Catálogo y el *IRAS Point Source Catalog*, IPSC, para ver cual es el nivel de detectabilidad en IR lejano de galaxias HII. Se ha considerado

detección cuando las posiciones en ambos catálogos coincidían dentro de un error de 1 minuto de arco. El número de galaxias HII detectadas es de 60, es decir, alrededor de un 12%, resultado sorprendentemente bajo ya que todas las galaxias tienen brotes de formación estelar y por lo tanto suficiente número de fotones en el UV como para calentar el polvo.

En la figura IV.6 hemos representado la distribución de $L_{H\beta}$ para todas las galaxias del Catálogo y para aquéllas que fueron detectadas. Como puede verse, ambas distribuciones son similares (excepto, quizás, en la zona de altas luminosidades) y por tanto no puede atribuirse a diferencias en $L_{H\beta}$ la no detección del 88% de las galaxias HII catalogadas.

De entre las galaxias de Clase 1 del Catálogo (alta excitación y baja metalicidad), un total de 70 objetos, sólo 16 han sido detectadas por IRAS, es decir, aproximadamente el mismo porcentaje que para toda la muestra. Es más, cuando se comprueban las identificaciones se constata que, de esas, 10 coinciden con galaxias del New General Catalogue y, por lo tanto, corresponden a regiones HII pertenecientes a esas galaxias. A la vista de este resultado, la falta de detección de IZw18 no es un caso aislado, sino, al contrario, el caso más común entre galaxias HII. Por tanto puede concluirse que estos objetos contienen muy poco polvo o alternativamente, éste tiene propiedades radicalmente diferentes a las que normalmente se consideran.

En la figura IV.7 hemos representado la relación entre L_{FIR} y $L_{H\beta}$. Como se aprecia existe una buena correlación positiva, como era de esperar, ya que ambos parámetros están directamente relacionados con la importancia de la formación estelar. La pendiente de la relación es próxima a 1, en acuerdo con los resultados de Dennefeld, Karoji y Belfort (1986) para una muestra de galaxias *Starburst* detectadas por IRAS. Sin embargo, nuestras galaxias presentan un exceso de L_{FIR} de un factor 100 con respecto a las consideradas por Dennefeld. Este factor es muy importante y podría ser real, aunque no puede darse por el momento una respuesta definitiva dado que los datos de $H\beta$ corresponden a aperturas mucho menores que

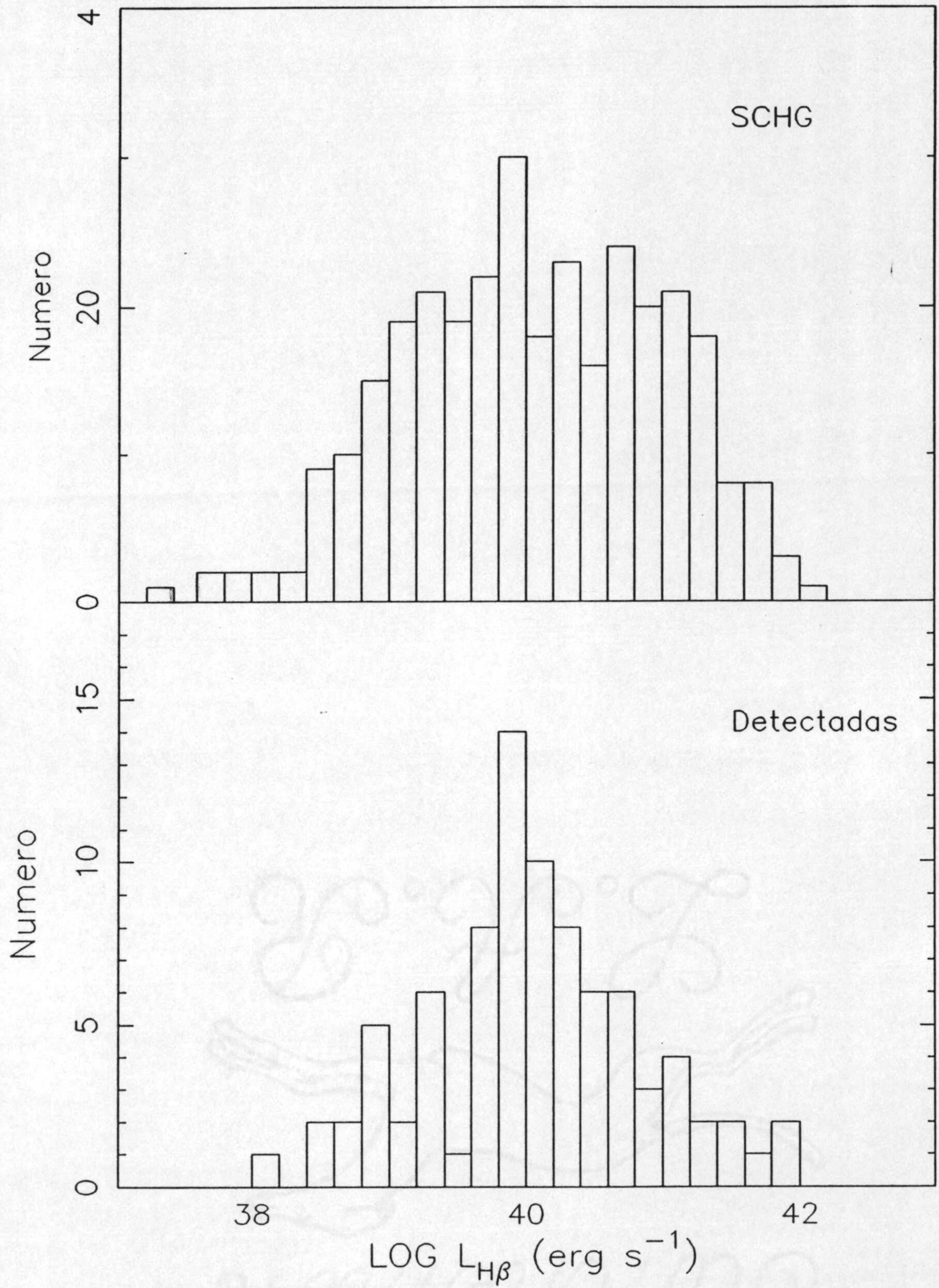


Figura IV.6 – *Distribuciones de luminosidad en H β para las galaxias del Catálogo (SCHG) y las detectadas en IRAS.*

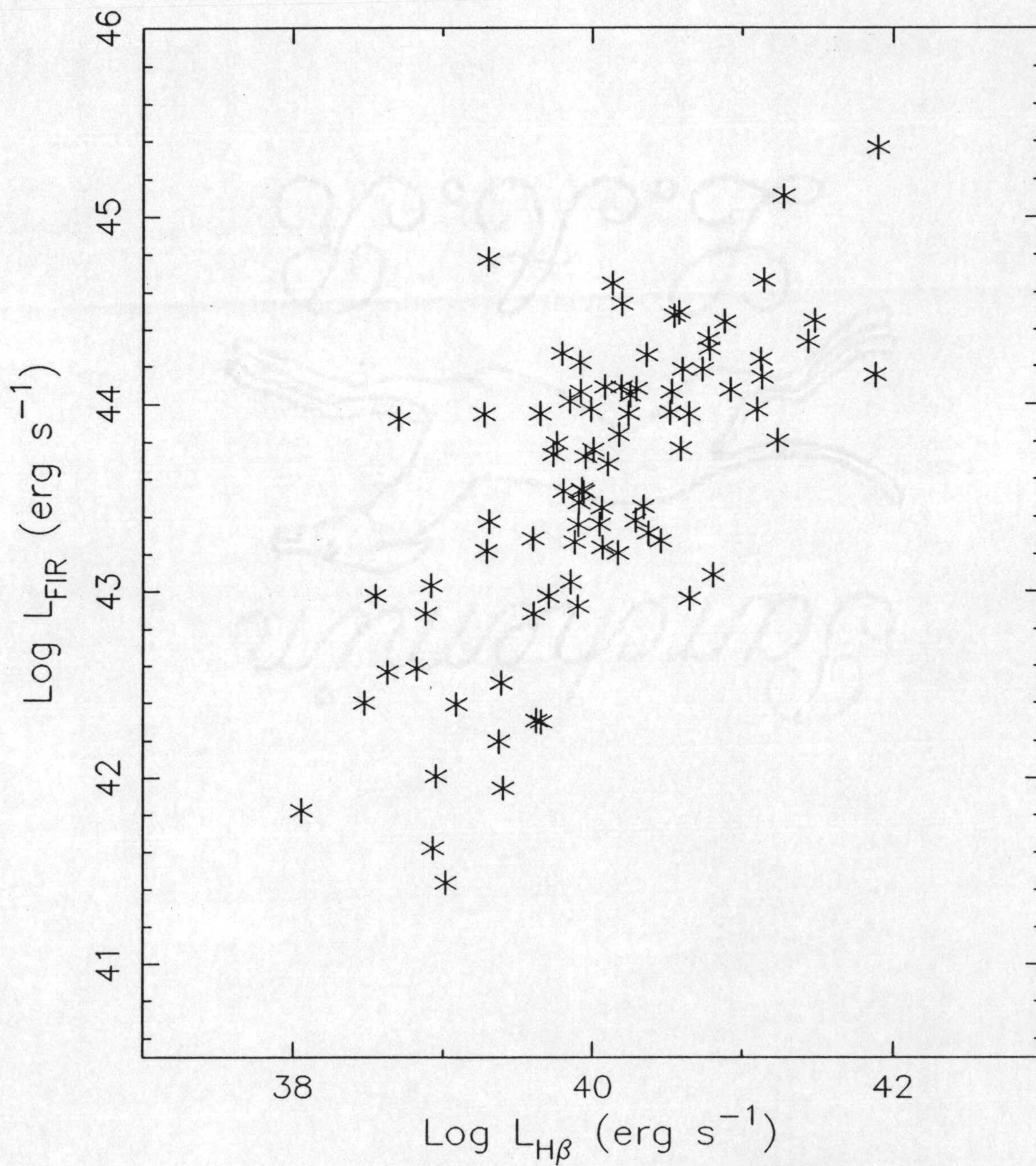


Figura IV.7 – *Luminosidad en el Infrarrojo Lejano en función de la luminosidad en $H\beta$.*

las usadas por IRAS. De cualquier forma, esta relación entre $L_{H\beta}$ y L_{FIR} hace aún más intrigante la baja detectabilidad que hemos señalado anteriormente entre galaxias HII.

En la figura IV.8 se ha representado la relación entre L_{FIR}/L_B e I_{100}/I_{60} para las galaxias HII con medidas de la magnitud B. Como puede comprobarse de dicha figura, ocupan la misma región que las galaxias *Starburst* (ver figura IV.1). Por otra parte se observa que, al igual que vimos antes para las diferentes muestras de galaxias *Starburst*, los excesos a $25\mu m$ son una característica aparentemente frecuente en ambos tipos de objetos. De hecho, eliminando las galaxias HII identificadas con galaxias NGC, y Tololo 0104-387 con $I_{25}/I_{100} = 3.54$, encontramos $\langle I_{25}/I_{100} \rangle = 0.25$, es decir, muy por encima del valor explicable por modelos (que, recordémoslo, se corresponde con el observado para galaxias normales) y es comparable con el valor para Seyfert 2. Es más, solo dos galaxias (3% del total) están a menos de 3σ del valor medio para galaxias normales. En este sentido, podemos hablar de exceso a $25\mu m$ en galaxias HII. Más aún, este exceso es mucho más sistemático en esos objetos que en galaxias activas ya que hemos encontrado que a menos de 3σ de la media normal hay 33% de Seyfert 2 y 8% de Seyfert 1. (La contribución de los discos de esas galaxias activas puede explicar esta mayor dispersión encontrada para ellas).

En resumen, encontramos que la relación entre FEV y las características IR para Galaxias HII prolonga la que se encuentra para galaxias normales y, en este sentido, son similares a las galaxias *Starburst*. Sin embargo, un problema particular que presentan las galaxias HII es la baja detectabilidad por IRAS, en particular entre las de clase 1. Para explicarlo se apunta la ausencia de polvo como la causa más probable. Sin embargo, el hecho de que no haya la suficiente cantidad de polvo como para ser detectado, podría reflejar simplemente la baja masa total de esos sistemas.

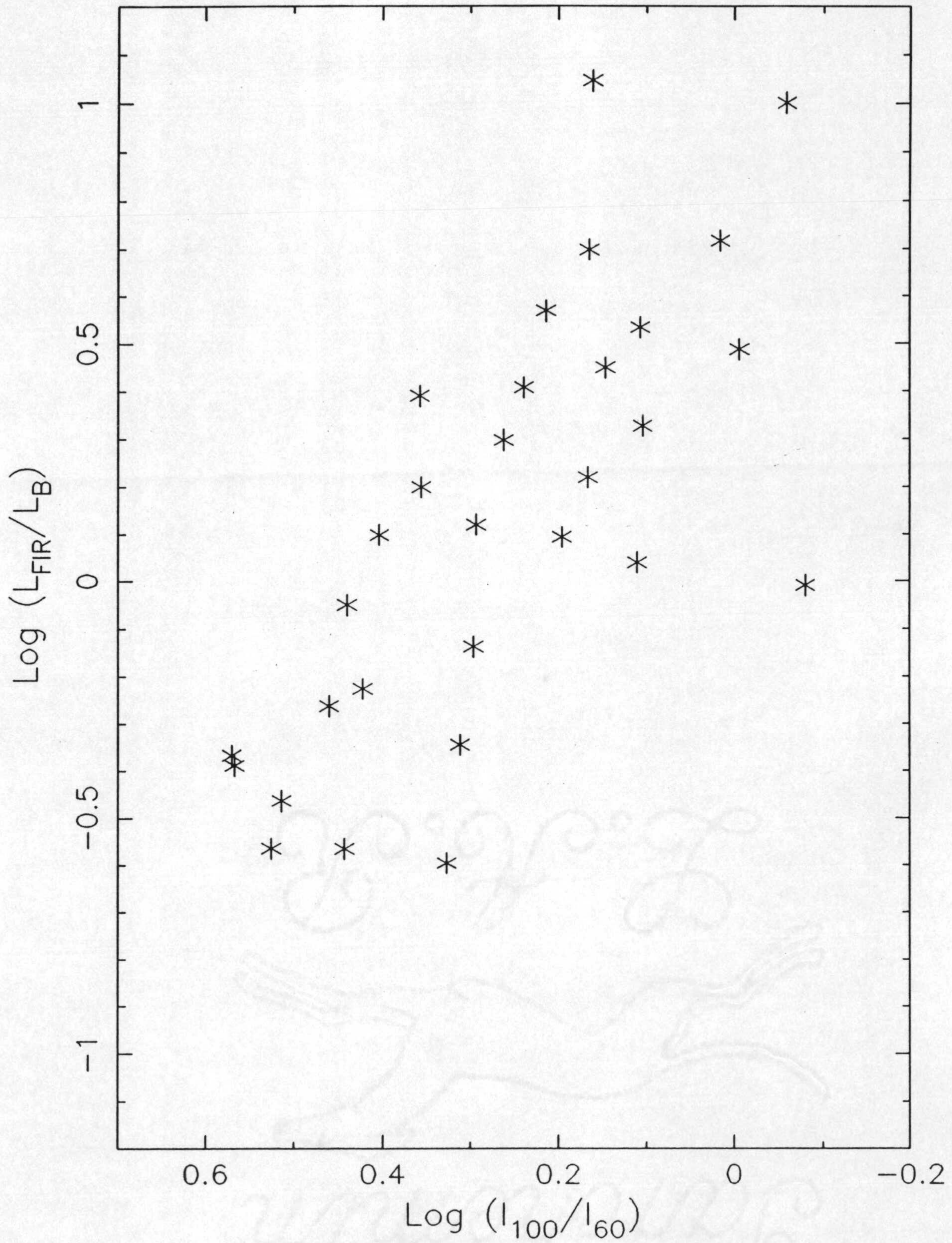


Figura IV.8 - $L_{\text{FIR}}/L_{\text{B}}$ en función de I_{100}/I_{60} para las galaxias HII.

4-. SITUACION POSIBLE DE LAS GALAXIAS HII EN UN ESQUEMA EVOLUTIVO.

En este apartado vamos a considerar la ubicación de las galaxias HII en un esquema evolutivo de galaxias y, eventualmente, su posible conexión con la actividad nuclear. En el bien entendido que se trata de conjeturas y vías de trabajo cuya adecuación, o no, vendrá dada por futuras observaciones.

La primera cuestión que se plantea con las galaxias HII desde su descubrimiento por Searle y Sargent (1972) es el de su edad. Es decir, si se trata de galaxias jóvenes o viejas. En el primer caso habría que explicar cómo esos sistemas han permanecido desde el Big-Bang hasta el presente sin formar estrellas. Este problema queda ilustrado por el nombre que a veces se las da, el de "galaxias perezosas". En el segundo caso, lo que hay que explicar es cómo se ha formado un brote de estrellas tan masivo que llega a dominar sus propiedades integradas.

La cuestión que se plantea, en consecuencia, es la de averiguar si esos objetos poseen o no una población subyacente vieja, que provendría de anteriores procesos de formación estelar. Dado que en el visible la radiación está dominada por el brote estelar, la cuestión debe abordarse observacionalmente en el IR y, por razones técnicas hasta ahora, en el próximo IR. El primer intento en este sentido se debe a Thuan (1983), quien obtuvo datos fotométricos de apertura en J, H y K. Aunque el método no es el más adecuado pueden obtenerse resultados realizando medidas a varias aperturas. Precisamente, comparando los datos a diferentes aperturas, Thuan concluía que había una población estelar vieja (evolucionada) más extensa que el propio brote y, por lo tanto, anterior a éste. Se trataría, en consecuencia, de galaxias viejas. Señalamos en este punto que las galaxias consideradas por Thuan son del tipo que hemos llamado galaxias *Starburst*.

En términos más concretos, averiguar la edad de la componente roja en una Galaxia HII, se traduce en determinar si son estrella gigantes (viejas) o supergigantes (jóvenes pero evolucionadas) las que dominan en el IR. Un índice adecuado es precisamente el CO ($2.34 \mu m$) como mostraron Frogel et al. (1978). En este sentido se sitúan los trabajos de Campbell y Terlevich (1984) que realizaron espectroscopía CVF en la zona espectral adecuada y Melnick, Terlevich y Moles (1985) que hicieron observaciones en banda estrecha. Los primeros resultados no son concluyentes, puesto que el número de objetos analizados era muy pequeño; mientras que en el segundo caso, dado que la línea $Br\gamma$ y la emisión de H_2 excitado por ondas de choque entran en la misma banda fotométrica que el CO, resultaba difícil separar el efecto de la emisión del de la contribución de las estrellas. De tal forma que la situación sigue abierta.

Esta situación es aún más compleja si se considera la posible heterogeneidad encerrada en la denominación Galaxias HII. De manera operacional, puede considerarse la siguiente clasificación de esas galaxias: de un lado están aquellas en las que el fenómeno de FEV no es la cualidad fenomenológica primaria, y por otro las que no presentan ninguna otra particularidad más que la existencia precisamente de ese proceso de FEV.

Entre las primeras, a las que se las podría considerar bajo la denominación de galaxias *Starburst*, son mayoritarios los sistemas en interacción o con morfologías muy perturbadas, que indican inestabilidades dinámicas importantes. Estas serían las causantes de la aparición de brotes de FEV sobre una población vieja subyacente. En esta categoría se integrarían la gran mayoría de las galaxias analizadas por Thuan, incluyendo IIZw40 y IZw18. En la figura I.3 se ilustraban varios de estos objetos.

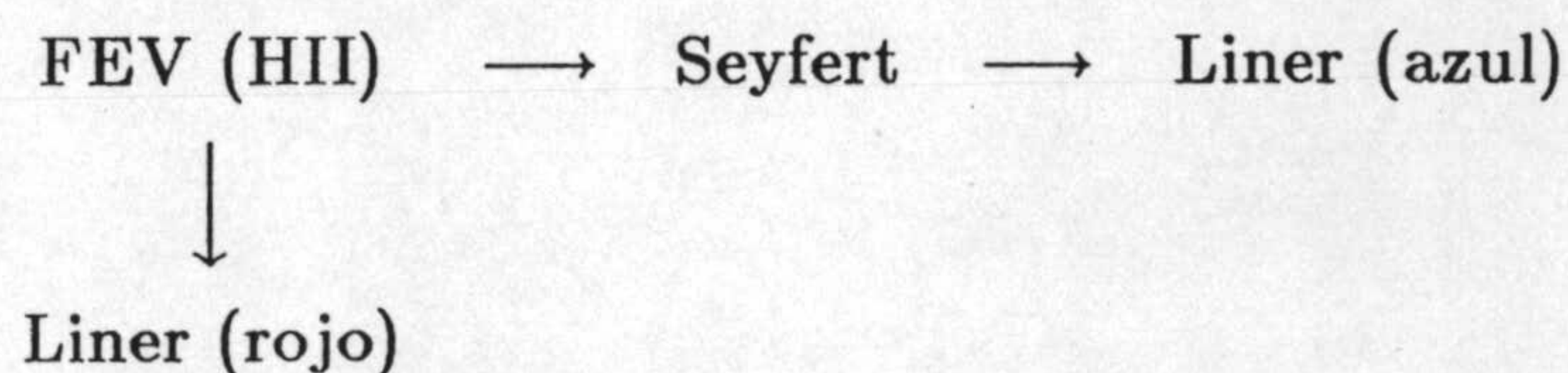
La segunda clase, para la que podría reservarse la denominación precisa de Galaxias HII (ver también Melnick, 1987) contendría galaxias compactas, aparentemente aisladas y con morfologías regulares. Estas galaxias no presentan

ningún signo de anormalidad salvo, precisamente, una formación estelar generalizada muy abundante que domina toda la emisión. Estas galaxias constituyen, tal y como se han definido, casos posibles de sistemas jóvenes. Cuestión que sólo queda planteada ya que no se ha llevado a cabo todavía ningún estudio sobre ellas, salvo el que hemos iniciado nosotros mismos.

En los apartados anteriores hemos estado comparando las propiedades IR de Galaxias HII y galaxias *Starburst* con las Seyfert. Hemos visto que ambos tipos de objetos presentan similares excesos a $25 \mu m$, que por lo tanto ya no pueden considerarse privativos de las galaxias activas a menos que se consideren también las HII como activas. Dado que esos excesos son en principio explicables, según dijimos, como debidos a explosiones de supernovas (lo que ocurre necesariamente en regiones de FEV), y por simple economía de hipótesis, vamos aquí a considerar la posibilidad de que la actividad nuclear (al menos en Seyferts) es reducible a procesos de FEV.

Terlevich y Melnick (1985) han mostrado que las relaciones de líneas observadas en los núcleos activos de tipo Seyfert 2 pueden ser explicadas considerando que la ionización es debida a la presencia de estrellas muy masivas y calientes (*warmers*). Terlevich, Melnick y Moles (1987) retomaron este tipo de modelos y analizaron las diferentes propiedades observadas en galaxias Seyfert 2, concluyendo que la FEV puede explicar ese tipo de actividad nuclear. Aunque no se han desarrollado todavía modelos para galaxias Seyfert 1, la extensión parece posible por dos razones. Por un lado, la capacidad de un núcleo activo para pasar del estado Seyfert 1 al Seyfert 2 y vice-versa (Penston y Pérez, 1986) establece una continuidad entre ambos tipos. En segundo lugar, y más decisivo, Filippenko (1988) ha observado recientemente una Supernova un mes después del máximo y su espectro es idéntico al de una Seyfert 1. Lo cual pone de manifiesto que los mecanismos de choque originados por la explosión en un medio ionizado puede producir el tipo de líneas observadas en las Seyfert 1. Además, podría así explicarse el paso de Seyfert 1 Seyfert 2 o viceversa, ya que la energía liberada en una explosión de Supernova se disipa rápidamente si la densidad del medio es muy alta.

El esquema propuesto por Terlevich, Melnick y Moles (1987) establece una relación evolutiva entre diferentes clases de fenómenos del modo siguiente:



Dependiendo de lo masivo que sea el brote de FEV y consecuentemente la posibilidad de aparición de *warmers* se tendrá una rama evolutiva u otra. Los datos aquí aportados están de acuerdo con ese tipo de esquemas, aunque la cuestión debe considerarse aún en un estado preliminar. Consideramos que una de las claves para profundizar en estas cuestiones la proporciona las galaxias HII. El análisis comparativo de este tipo de objetos con exceso a $25 \mu m$ alto, y galaxias Seyfert, podría sin duda aportar pruebas sobre la existencia de conexión entre ambos fenómenos.

CONCLUSIONES

La motivación principal de esta Tesis fué doble : Analizar las propiedades estructurales de las Regiones HII Gigantes Extragalácticas y definir los parámetros del espectro integrado que pueden servir para caracterizarlas. Y en segundo lugar comparar sus propiedades globales con las observadas en Galaxias HII, para establecer si ambos fenómenos, RHGE y Galaxias HII, responden a las mismas causas físicas.

En la primera parte de la Tesis se analizó una muestra de RHGE, que es homogénea en cuanto al proceso de selección, la técnica de observación, la reducción y tratamiento de datos. Ese análisis se llevó a cabo de tres formas distintas para cada región: multiapertura, punto a punto y a partir del espectro integrado. Los principales resultados obtenidos de dicho análisis fueron:

- El estudio del origen del enrojecimiento no permite concluir de manera general puesto que las situaciones difieren de una a otra región considerada, y sólo en NGC 595 se han encontrado evidencias acerca de su origen interno. Para las demás, lo más probable es que una parte al menos sea también interno.

- Del análisis exhaustivo acerca de las abundancias químicas, se ha concluido que la metalicidad, medida como la relación O/H , puede considerarse homogénea dentro de cada región y, por lo tanto, es una característica global reflejada también en el espectro integrado.

- El análisis de las abundancias de Helio y Ne/O puso de manifiesto una abundancia relativa de He/H del 25% independientemente de la metalicidad, mientras que la relación Ne/O , que en principio debería ser constante, muestra una dependencia con el estado evolutivo de los cúmulos ionizantes. Finalmente, la relación

N/O se presenta como la más sensible a la presencia de polución local, debida a fenómenos ligados a la evolución de las estrellas ionizantes.

- Las variaciones encontradas en la temperatura efectiva del cúmulo ionizante dentro de la nebulosa no son muy importantes (~ 5000 K), lo que permite utilizarla como propiedad global de una RHGE. De modo que las diferencias espectrales observadas dentro de la región son casi enteramente debidas al parámetro de ionización.

- Las variaciones en el parámetro de ionización, al igual que las particularidades encontradas en las abundancias de los diferentes elementos químicos, se encontraron estar ligadas a la evolución de los cúmulos ionizantes presentes en una RHGE.

- Finalmente, se estudió la frecuencia de estrellas Wolf-Rayet. De las catorce regiones analizadas tan sólo se detectaron estas estrellas en tres de ellas. Se constata que la emisión WR no proviene de las zonas de mayor brillo superficial. El caso más sorprendente es el de Ho II/A ya que el tipo de WR detectadas es WN2, de las que sólo se conoce una en nuestra galaxia. También en esa galaxia se ha encontrado la mayor proporción de estrellas WR sobre estrellas O, aunque sin embargo es la que menor cantidad de WR por unidad de superficie tiene.

En la Segunda Parte, se analizó una amplia muestra de Galaxias HII, seleccionadas del *Spectrophotometric Catalogue of HII Galaxies*. La muestra es la más amplia y homogénea que se conoce y ha permitido un análisis detallado de las propiedades físicas de estas galaxias. Los resultados obtenidos fueron:

- Del análisis de las abundancias químicas del medio interestelar en Galaxias HII, se obtuvo un rango de metalicidades entre $1/2$ y $1/30$ del valor solar, no detectándose galaxias con metalicidades inferiores a la de IZw 18.

- La anomalía del cociente Ne/O, encontrada para las RHGE, está también presente en la muestra de Galaxias HII. Asimismo, ha podido concluirse que el Nitrógeno es esencialmente de origen primario, aunque fenómenos de polución local pueden ser también importantes. Al igual que para RHGE, esas anomalías pueden atribuirse a la evolución del cúmulo ionizante.

- En cuanto a la abundancia de Helio, tras discutir los diferentes problemas que se presentan a la hora de determinarla, se ha encontrado que no se correlaciona significativamente con las abundancias de Oxígeno y Nitrógeno. Los ajustes formales de dichas relaciones predicen sin embargo correctamente las abundancias de Helio para sistemas más metálicos, en particular a partir de la abundancia de Oxígeno. Utilizando como indicador de evolución la anchura equivalente de $H\beta$, se estudió la abundancia de Helio dividiendo la muestra de Galaxias HII en tres grupos de edad. Las más jóvenes presentan las menores abundancias, lo cual refuerza la idea de que la polución del medio por estrellas del cúmulo ionizante puede ser importante. La abundancia de Helio primordial obtenida, 0.22, está muy al límite de lo que pueden explicar los modelos cosmológicos. De hecho se detectaron 12 galaxias con $He/H < 0.22$, lo que en principio es totalmente incompatible con dichos modelos.

- La relación encontrada entre la temperatura efectiva y la metalicidad fué interpretada como una manifestación de la dependencia de la Función Inicial de Masa y la metalicidad.

- Se realizó una búsqueda sistemática de estrellas WR en el SCHG resultando tan sólo 38 Galaxias HII con detecciones bien establecidas. El estudio de la detectabilidad como función de la relación S/N y del *redshift* mostró que su baja frecuencia no es debida a sesgos observacionales importantes. Las Galaxias HII con WR detectadas presentan, con una única excepción, metalicidades superiores a 1/10 del valor solar; es más, este caso único podría responder más a la presencia de Supernovas que a la de estrellas WR. El número de WR por unidad de superficie

es bastante parecido en todas ellas y superior en un factor cuatro al valor encontrado para NGC 604, la RHGE con mayor densidad de estas estrellas en nuestra muestra. Esta característica junto con las demás propiedades analizadas indica que las Galaxias HII responden a los mismos fenómenos físicos que las RHGE, aunque a mayores escalas.

- Finalmente se han considerado las Galaxias HII en el contexto general de formación y evolución de las galaxias, en particular sus posibles relaciones con procesos de Actividad Nuclear, en base a los resultados obtenidos para ambas clases de objetos en el IR lejano. Como conclusión más importante de dicho análisis podemos resaltar el hecho de que en $25\mu\text{m}$ presentan el mismo tipo de excesos que las galaxias Seyfert.

En la línea del trabajo aquí presentado y a la vista de los resultados obtenidos y de la discusión llevada a cabo, las perspectivas que se plantean pueden concretarse en los siguientes puntos:

1.- Construcción de modelos teóricos de fotoionización que tomen en cuenta la evolución del cúmulo estelar.

2.- Análisis a partir de observaciones de muy alta relación S/N de la presencia de estrellas WR y sus características. En particular se hace necesario investigar cual es la razón de la no detectabilidad de estrellas WR en galaxias con metalicidades inferiores a 1/10 del valor solar.

3.- Redeterminación de la abundancia de Helio en aquellas galaxias HII en las que hemos medido valores por debajo del límite admisible por las predicciones del Big-Bang.

4.- Análisis comparativo detallado entre galaxias Seyfert y galaxias HII con excesos similares a $25\mu\text{m}$.



BIBLIOGRAFIA

- **Abbott, D. C.** 1982. *Astrophys. J.* 259, 282.
- **Adams, T. F. y Weedman, D. W.**, 1975. *Astrophys. J.* 199, 19.
- **Allen, D. A., Wright, A. E. y Goss, W. N.** 1976. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 177, 91.
- **Aller, L. H.** 1984. *Physics of Thermal Gaseous Nebulae*, D. Reidel Publ. Comp., ASSL n. 112.
- **Alloin, D., Collin-Souffrin, S., Joly, M. y Vigroux, L.**, 1979. *Astron. Astrophys.* 78, 200.
- **Aparicio, A., García-Pelayo y J. M., Moles**, 1988a. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 74, 367.
- **Aparicio, A., García-Pelayo y J. M., Moles**, 1988b. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 74, 375.
- **Arnault, P., Kunth, D. y Schild, M.** 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, ed. T. X. Thuan, T. Montmerle y J. Tran Thanh Van. XXIInd Rencontres de Moriond, p. 119.
- **Arp, H. C.**, 1966. *Atlas of Peculiar Galaxies*, California Institute of Technology, Pasadena.
- **Arp, H. C.**, 1987. *Quasars, Redshift and Controversies*, Interstellar Media, Berkeley.
- **Azzopardi, M., Lequeux, J. y Maeder, A.** 1987. ESO Preprint No. 510.
- **Baldwin, J. A., Phillips, M. M. y Terlevich, R.**, 1981. *Publ. Astron. Soc. Pacific* 93, 5.
- **Baldwin, J. A., Spinrad, H. y Terlevich, R.**, 1982. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 198, 535.

- Barker, T. 1978. *Astroph. J.* 220, 193.
- Barrington K. A., Burke, P. G., Frikes, C. y Kingston, A. E. 1985. *J. Phys. B. A. Not. Phys.* 18, 4135.
- Benvenuti P., D'Odorico, S. y Dumontel M. 1979. *Astr. Spa. Sci.* 66, 39.
- Bertelli, P. y Chiosi, C., 1981. *The Most Massive Stars*, ESO Workshop, ed. S. D'Odorico, D. Baade y K. Kjart, p. 211.
- Boesgaard, A. y Steigman, G. 1985. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 23, 319.
- Boulange, F., Baud, B. y van Albada, G. D., 1985. *Astron. Astrophys.* 144, 19.
- Brocklehurst, M. 1971. *Month. Not. R. Astron. Soc.* 153, 471.
- Burstein, D. y Heiles, C., 1982. *Astron. J.* 87, 1165.
- Campbell, A. W. 1986. Tesis, Univ. Cambridge, U. K.
- Campbell, A. W. y Terlevich, R., 1984. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 211, 15.
- Cantó, J., 1984. "Temas Selectos de Astrofísica", ed. M. Peimbert, p. 115.
- Caplan, . y Deharveng, L. 1986. *Astron. Astroph.* 155, 297.
- Condon, J. J., Condon, M. A., Gisler, G. y Puschell, J. J. 1982. *Astrophys. J.* 252, 102.
- Conti, P. S., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, ed. T. X. Thuan, T. Montmerle y J. Tran Thanh Van. XXIInd Rencontres de Moriond, p. 91.
- Conti, P. S., Garmany, C. D., de Loore, C. y Vanbeveren, D. 1983. *Astrophys. J.* 274, 302.
- Coppetti, M. V. F., Pastoriza, M. G. y Dottori H. A. 1986. *Astron. Astrophys.* 156, 111.
- Costero, R. y Peimbert, M. 1970. *Bol. Obs. Ton. y Tac.* 5, 229.

- Cox, D. P. y Daltabuit E. 1971. *Astrophys. J.* 167, 257.
- Dennefeld, M., Karoji, H. y Belfort, P., 1986. *Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects*, ed. D. Kunth, T. X. Thuan y J. Tran Thanh Van, p. 351.
- Dennefeld, M. y Stasinska, G. 1983. *Astron. Astrophys.* 118, 234.
- Díaz, A. I. 1985. Tesis, Univ Sussex, U. K.
- Díaz, A. I., Terlevich, E., Pagel, B. E. J., Vilchez, J.M. y Edmunds, M. G. 1987. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 226, 19.
- Díaz A. I. y Tossi M. 1986. *Astron. Astroph.* 158, 60.
- D'Odorico, S. y Rosa, M. 1981. *Astrophys. J.* 248, 1015.
- D'Odorico, S., Rosa, M., y Wampler, E. J. 1983. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 53, 97.
- Dopitta, M. A. y Evans, I. E. 1986. *Astrophys. J.* 307, 431.
- Dottori, H. A. 1981. *Astr. Spa. Sci.* 80, 267.
- Draine, B. T., 1981. *Astrophys. J.* 245, 880.
- Draine, B. T. y Anderson, N., 1985. *Astrophys. J.* 292, 494.
- Dufour, R. J., Shields, G. A. y Talbot, R. J. 1982. *Astrophys. J.* 252, 461.
- Dultzyn-Hacyan, D., Moles, M. y Masegosa, J. 1988. *Astron. Astrophys.*, en prensa.
- Dwek, E. y Werner, M., 1981. *Astrophys. J.* 248, 138.
- Edmunds, M. G. y Pagel, B. E. J. 1984. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 211, 507.
- Evans, I. N. 1986. *Astrophys. J.* 309, 544.
- Evans, I. N. y Dopita, M. A. 1985. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 88, 125.

- Ferland 1986. *Astrophys. J. Lett.* 310, L67.
- Field, G. B. 1965. *Astrophys. J.* 142, 531.
- Filippenko, A. V., 1988. IAU Symp. No. 134, Santa Cruz, en prensa.
- French, H. B. 1980. *Astrophys. J.* 240, 41.
- French, H. B. y Grandi, S. A. 1981. *Astrophys. J.* 244, 493.
- Frogel, J. A., Persson, S. E., Aaronson, M. y Matthews, K., 1978. *Astrophys. J.* 220, 75.
- Garmany, C. D. y Conti, P. S. 1984. *Astrophys. J.* 284, 705.
- Garmany, C. D., Conti, P. S. y Chiosi, C. 1982. *Astrophys. J.* 263, 777.
- Gebel, W. L. 1968. *Astrophys. J.* 153, 743.
- Goudis, C., 1982. *The Orion Complex: A Case Study of Interstellar Matter*, AASSL Vol. 90.
- Grandi S. A. y Hawley S. A. 1978. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 90, 125.
- de Grijp, M. H. K., Miley, G. K., Lub, J. y de Jong, T. 1985. *Nature* 314, 240.
- Haro, G. 1956. *Bol. Obs. Ton. Tac.* 14, 16.
- Harwit, M. y Pacini, F., 1975. *Astrophys. J. Lett.* 200, L127.
- Hayes, D. S. y Lathan, D. W., 1975. *Astrophys. J.* 197, 593.
- Hazard, C., 1986. *Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects*, ed. D. Kunth, T. X. Thuan y J. Tran Thanh Van, p. 9.
- Heckman, T. M., 1980. *Astron. Astrophys.* 87, 152.
- Helou, G., 1986. *Astrophys. J. Lett.* 311, L33.
- Heydary-Malayeri, M., Niemela, V. S. y Testor, G., 1986. ESO Preprint No. 469.

- Hiltner W. A. y Schild R. E., 1966. *Astrophys. J.* 143, 770.
- Hodge, P. W., 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 1095.
- Hubble, E., 1926. *Astrophys. J.* 64, 321.
- Huchra, J. P., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, ed. T. X. Thuan, T. Montmerle y J. Tran Thanh Van. XXIInd Rencontres de Moriond, p. 199.
- Hunter, D. A. y Gallagher, J. S., 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 5.
- Hunter, D. A., Gillet, F. C., Gallagher, J. S., Rice, W. L. y Low, F. J., 1981. *Astrophys. J.* 303, 171.
- Hutching, J. B., 1982. *Astrophys. J.* 255, 70.
- Israel, F. P. y Kennicutt, R. C., 1980. *Astrophys. J. Lett.* 21, L1.
- Israel, F. P. y Van der Kruit, P. C., 1973. *Astron. Astrophys.* 32, 363.
- de Jong, T., Clegg, B. T., Soifer, M., Rowan-Robinson, M., Habing, H. J., Houck, J. R., Aumann, H. H. y Raimond, E., 1984. *Astrophys. J. Lett.* 278, L67.
- de Jong, T. y Brink, K., 1987. *Star Formation in Galaxies*, ed. C. J. Persson, V. S. Govt, p. 323. Print Off. Washington.
- Keel, W. C. 1983. *Astrophys. J.* 269, 466.
- Keel, W. C., 1987. *Star Formation in Galaxies*, ed. C. J. Persson, V. S. Govt, p. 661. Print Off. Washington.
- Kennicutt, R. C. y Hodge, P. W., 1984. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 96, 944.
- Kinman, J. D. y Davidson K., 1981. *Astrophys. J.* 243, 127.
- Kunth, D. 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 987.
- Kunth, D. y Joubert, M., 1985. *Astron. Astrophys.* 142, 411.
- Kunth, D. y Sargent, W. L. W., 1983. *Astrophys. J.* 273, 81.

- Kunth, D. y Schild, H., 1986. Preprint IAP, No. 155.
- Kunth, D. y Sevre, F., 1986. *Star Forming Dwarf Galaxies and Related Objects*, ed. D. Kunth, T. X. Thuan y J. Tran Thanh Van, p. 332.
- Laurikainen, E. y Moles, M. 1988. *Astron. J.* 96, 470.
- Leene, A., 1986. *Astron. Astrophys.* 154, 295.
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A. y Torres-Peimbert, S., 1979. *Astron. Astrophys.* 80, 155.
- Maeder, A., 1985. 3^{er} Curso Anglo-Español: Ultimos Estadios de la Evolución Estelar, Granada.
- Maeder, A., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, XXIInd Rencontres de Moriond, ed. T. Xuan Thuan, T. Montmerte y J. Tran Thanh Van, p. 107.
- Malkan, M. A., 1984. Proc. of the Conf. on X-Ray and UV Emission from Active Galactic Nuclei, ed. W. Brickmann y J. Trumper. MPE Report No. 184.
- Markarian, B. D. E., 1972. *Astrofizica* 8, 165.
- Masegosa, J. y Moles, M., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, XXIInd Rencontres de Moriond, ed. T. Xuan Thuan, T. Montmerte y J. Tran Thanh Van, p. 183.
- Massey P., 1985. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 97, 5.
- Massey, P., Conti P. S. y Almandroff T. E., 1987. *Astron. J.* 94, 1538.
- Mathis, J. S., 1970. *Astrophys. J.* 159, 263.
- Mathis, J. S., 1982. *Astrophys. J.* 261, 195.
- Mathis, J. S., 1985. *Astrophys. J.* 291, 247.
- McAlpine, G. M. y Lewis, D. W., 1978. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 36, 587.

- McAlpine, G. M., Lewis, D. W. y Smith, S. B., 1977. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 35, 203.
- McAlpine, G. M., Smith, S. B. y Lewis, D. W., 1977a. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 34, 95.
- McAlpine, G. M., Smith, S. B. y Lewis, D. W., 1977b. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 35, 197.
- McAlpine, G. M. y Williams, G. A., 1981. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 45, 113.
- McCall, M. L., 1982. Tesis, Univ. Texas.
- McMahan, R., Hazard, C. y Terlevich, R., 1988, en preparación.
- Melnick, J., 1979. *Astrophys. J.* 228, 112.
- Melnick, J., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, XXIInd Rencontres de Moriond, ed. T. Xuan Thuan, T. Montmerte y J. Tran Thanh Van, p. 215.
- Melnick, J., Moles, M., Terlevich, R. y García-Pelayo, J., 1987. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 226, 849.
- Melnick, J., Terlevich, R. y Eggleton, P. P., 1985. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 216, 255.
- Melnick, J., Terlevich, R. y Moles, M., 1985. *Rev. Mex. Astron. Astrof.* 11, 91.
- Melnick, J., Terlevich, R. y Moles, M., 1988. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.*, en prensa.
- Miley, G. K., Neugebauer, G. y Soifer, B. T., 1985. *Astrophys. J. Lett.* 293, L11.
- Moles, M., del Olmo, A., Masegosa, J. y Perea, J., 1988. *Astron. Astrophys.* 196, 1.
- Münch, G. y Persson, S. E., 1971. *Astrophys. J.* 165, 241.

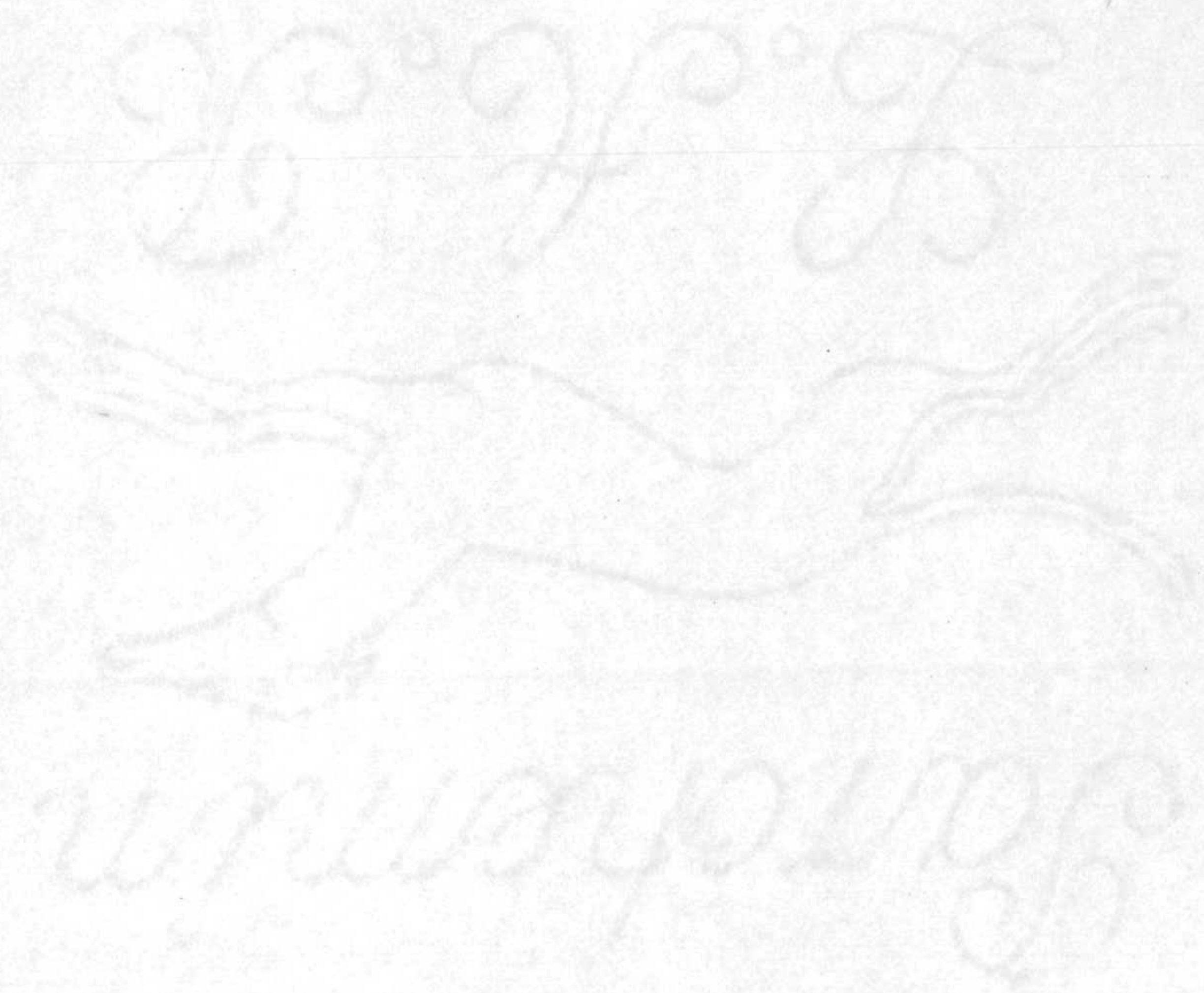
- Neugebauer, G., Soifer, B. T. y Rowan-Robinson, M., 1986. *Structure and Evolution of Active Galactic Nuclei*, ed. G. Giuricin, F. Mardirossian, M. Mezzetti y M. Ramella, p. 11. Reidel, Dordrecht.
- Niemela, J. S., Ruiz, M. T. Phillips, M. M., 1985. *Astrophys J.* 289, 52.
- Norman, C. A., 1987. *Star Formation in Galaxies*, ed. C. J. Persson, U. S. Govt, p. 395.
- Oke, J. B., 1974. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 27, 21.
- Osterbrock D. E., 1974. *Astrophysics of Gaseous Nebulae* (San Francisco:Freeman).
- Osterbrock D. E. y Cohen R. D., 1982. *Astrophys. J.* 261, 64.
- Pagel, B. E. J., 1983. ESO Workshop on Primordial Helium, Garching.
- Pagel, B. E. J., 1985. ESO Workshop on Production and Distribution of C, N, O Elements, Garching.
- Pagel, B. E. J., 1987. *Starbursts and Galaxy Evolution*, XXIInd Rencontres de Morigond, ed. T. Xuan Thuan, T. Montmerte y J. Tran Thanh Van, p. 227
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Blackwell, D. E., Chun, M. S. y Smith, G., 1979. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 189, 95.
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G., Fosbury, R. A. E. y Webster, B. L., 1978. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 184, 569.
- Pagel, B. E. J., Edmunds, M. G. y Smith, G., 1980. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 193, 219.
- Pagel, B. E. J., Terlevich, R. y Melnick, J., 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 1005.
- Peimbert, M., 1967. *Astrophys. J.* 150, 825.
- Peimbert, M., 1977. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 179, 217.
- Peimbert, M. 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 1057.

- Peimbert, M. y Costero, R., 1969. Bol. Obs. Tonnantzintla y Tacubaya 5, 3.
- Peimbert, M. y Spinrad, M., 1970. Astrophys. J. 159, 809.
- Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S., 1971. Astrophys. J. 168, 413.
- Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S., 1974. Astrophys. J. 193, 327.
- Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S., 1977. Month. Not. Roy. Astron. Soc. 179, 217.
- Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S., 1987. Rev. Mex. Astron. Astrof. 15, 117.
- Penston, M. y Pérez, E., 1986. *Structure and Evolution of Active Galactic Nuclei*, ed. G. Giuricin, F. Mardirossian, M. Mezzetti y M. Ramella, p. 669.
- Pérez, E., 1987. Tesis, Univ. Sussex, U. K.
- Persson, C. J. y Helou, G., 1987. Astrophys. J. 314, 513.
- Pronick, I. I., 1973. Soviet Astron. 16, 628.
- Puget, J. L., Leger, A. y Boulanger, F., 1985. Astron. Astrophys. 142, L19.
- Rayo, J. F., Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S., 1982. Astrophys. J. 255, 1.
- Rieke, G. H. y Lefobsky, M. J., 1979. Ann. Rev. Astron. Astrophys. 17, 477.
- Robbins, R. R., 1968. Astrophys. J. 151, 497.
- Rodríguez-Espinosa, J. M., Rudi, R. J. y Jones, B., 1987. Astrophys. J. 312, 555.
- Rosa, M., 1983. ESO Workshop on Primordial Helium, eds. P. A. Sloner, D. Kunth y K. Kjar, p. 317.
- Rosa, M. y D'Odorico, S., 1982. Astron. Astrophys. 108, 339.
- Rosa, M. y Solt, J., 1984. Astron. Astrophys. 130, 29.

- **Rowan-Robinson** 1987. *Star Formation in Galaxies*, ed. C. J. Persson, U. S. Govt, p. 133.
- **Rubin, V. C. y Ford, W. K.** 1983. *Astrophys. J.* 271, 556.
- **Sanders D. B., Young, J. S. Scoville, N. Z. Soifer, B. T. y Danielson, G. E.,** 1987. *Astrophys. J. Lett.* 312, L5.
- **Sanz, L.,** 1986. Tesis, Univ. Granada.
- **Savage, B. D. y Mathis, J. S.,** 1979. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 17, 75.
- **Schild, R. E.,** 1977. *Astron. J.* 82, 337.
- **Searle, L. y Sargent, W. L. W.,** 1972. *Astrophys. J.* 173, 25.
- **Searle, L., Sargent, W. L. W. y Bagnoulo, W. G.,** 1973. *Astrophys. J.* 179, 427.
- **Sellgren, K.,** 1984. *Astrophys. J.* 277, 623.
- **Shaver, P. A., Kunth, D. y Kjar, K.,** 1983. ESO Workshop on Primordial Helium.
- **Shields, G. A.,** 1986. *Pub. Astron. Soc. Pacific* 98, 1072.
- **Shields, G. A. y Searle, L.,** 1978. *Astrophys. J.* 222, 281.
- **Skillman, E. D.,** 1984. Tesis, Univ. Washington.
- **Smith, L. F.,** 1968. *Month. Not. R. Astron. Soc.* 138, 109.
- **Smith, M. G.,** 1975. *Astrophys. J.* 202, 591.
- **Smith, M. G.,** 1976. *Astrophys. J. Lett.* 202, L125.
- **Smith, M. G., Aguirre, C. y Zemelman, M.,** 1976. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 32, 217.
- **Smith, H. A., Lada, C. J., Thronson, H. A., Glaccum, W., Harper, D. A., Lowenstein, R. F. y Smith, J.,** 1983. *Astrophys. J.* 274, 571.

- Stasinska, G., 1978. *Astron. Astrophys.* 66, 257.
- Stasinska, G., 1982. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 48, 299.
- Stasinska, G., Alloin, D. Collin-Souffrin, S. y Joly, M., 1981. *Astron. Astrophys.* 93, 362.
- Talent, B. M., 1980. Tesis, Univ. Rice, Houston, Texas.
- Telesco, C. M. y Harper, D. A., 1980. *Astrophys. J.* 235, 392.
- Telesco, C. M., Harper, D. A. y Lowensten, R. F., 1976. *Astrophys. J. Lett.* 203, L53.
- Terlevich, R., 1982. Tesis, Univ. Cambridge, U.K.
- Terlevich, R. y Melnick, J., 1981. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 195, 839.
- Terlevich, R. y Melnick, J., 1985. *Month. Not. Roy. Astron. Soc.* 213, 841.
- Terlevich, R., Melnick, J., Masegosa, J. y Moles, M., 1988. *Spectrophotometric Catalog of HII Galaxies*, en preparación.
- Terlevich, R., Melnick, J. y Moles, M., 1987. *IAU Symp. 121 Observational Evidences of Activity in Galaxies*, ed. Khachikyan et al. (Reidel) p. 499.
- Thuan, T. X., 1983. *Astrophys. J.* 268, 667.
- Tinsley, B. M., 1980. *Fundamentals of Cosmic Physics* 5, 287.
- Torres-Peimbert, S. y Peimbert, M., 1977. *Rev. Mex. Astron. Astrof.* 2, 181.
- Truran J. W. y Cameron A. G. W., 1971. *Astr. Spa. Sci.* 14, 179.
- Underhill, A. B., 1981. *Astrophys. J.* 244, 963.
- van der Hucht, K. A., Conti, P. S. Landstrom, J. y Stenholm, B., 1981. *Spa. Sci. Rev.* 28, 227.

- Véron-Cetty, M. P. y Véron, P., 1987. *A Catalogue of Quasars and Active Nuclei*, ESO Reprint.
- Vilchez, J. M., 1987. Tesis, Univ. La Laguna.
- Walterbros, R. A. M. y Schwering, P. B. W., 1987. *Astron. Astrophys.* 180, 27.
- Weedman, D. W., 1983. *Astrophys. J.* 266, 479.
- Whitford, A. E., 1958. *Astron. J.* 63, 210.
- Wilson, A. S., 1987. *Star Formation in Galaxies*, ed. C. J. Persson, U. S. Govt, p. 675.
- Yang J., Turner, M. S. Skigman, G. Schramm, D. N. y Olive, K. A., 1984. *Astrophys. J.* 281, 493.
- Zwicky, F., 1967. *Adv. Astron. Astrophys.* 5, 267.
- Zwicky, F., 1971. *Catalogue of Selected Compact Galaxies and of Post-Eruptive Galaxies*. Carnegie Institution of Washington, California Institute of Technology.



APENDICE A

Tabla 1.- Intensidades de la líneas de RHGE

En esta tabla se presentan los datos obtenidos de intensidades relativas a $H\beta$ corregidos de enrojecimiento. La anchura equivalente de $H\beta$, $W\beta$, se da en \AA y el flujo de $H\beta$, $F\beta$, en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$. En la última columna se presenta también el coeficiente de enrojecimiento, $C\beta$, calculado tal y como se explica en el texto. El símbolo S se ha utilizado para indicar el espectro integrado de cada región.

Tabla 2.- Temperaturas y Abundancias iónicas de RHGE

En esta tabla se presentan los parámetros físicos calculados para las regiones HII gigantes extragalácticas. La segunda columna contiene la temperatura electrónica (en K); las columnas tercera, cuarta y quinta las abundancias iónicas de Oxígeno y Neón en unidades de 10^{-4} ; la sexta columna las abundancias de Helio y la última columna la temperatura efectiva en unidades de 10^4 K.

Tabla 1

Objeto	[OII] error	[NeIII] error	[O4363] error	[HeI] error	[O4959] error	[O5007] error	$W\beta$	$\text{Log}F\beta$	$C\beta$
N592A	2.16 (0.25)	0.15 (0.081)	— —	0.03 (0.057)	0.62 (0.095)	1.89 (0.190)	15.10	-13.15	0.16
N592A1	3.06 (0.23)	0.32 (0.049)	— —	— —	0.83 (0.064)	2.34 (0.139)	221.50	-13.89	0.27
N592B	2.18 (0.23)	— —	— —	— —	0.61 (0.067)	1.93 (0.140)	24.70	-13.39	0.52
N592B1	4.34 (0.62)	— —	— —	— —	0.17 (0.067)	0.51 (0.106)	15.10	-14.22	0.51
N592S	2.30 (0.23)	0.19 (0.078)	— —	— —	0.63 (0.077)	1.89 (0.153)	19.40	-12.89	0.17
N595A	3.03 (0.13)	0.02 (0.017)	— —	0.03 (0.013)	0.46 (0.019)	1.30 (0.032)	94.50	-12.51	0.37
N595B	1.47 (0.07)	0.04 (0.018)	— —	0.03 (0.012)	0.55 (0.019)	1.62 (0.038)	113.80	-13.04	0.01
N595C	2.75 (0.10)	— —	— —	0.03 (0.010)	0.34 (0.006)	1.09 (0.013)	983.90	-12.83	0.09
N595S	2.71 (0.11)	0.02 (0.013)	— —	0.03 (0.010)	0.43 (0.013)	1.27 (0.023)	141.00	-12.24	0.24

Tabla 1. continuación

Objeto	[OII] error	[NeIII] error	[O4363] error	[HeI] error	[O4959] error	[O5007] error	$W\beta$	$\text{Log}F\beta$	$C\beta$
N628/IA	3.21 (0.16)	0.10 (0.032)	— —	0.03 (0.015)	0.50 (0.025)	1.53 (0.049)	72.00	-13.30	0.52
N628/IAB	4.76 (0.65)	— —	— —	— —	0.62 (0.250)	2.65 (0.669)	5.10	-14.89	—
N628/IB	4.57 (0.14)	— —	— —	— —	0.32 (0.125)	0.95 (0.158)	17.30	-14.92	—
N628/IS	3.77 (0.21)	0.18 (0.047)	— —	0.04 (0.024)	0.49 (0.032)	1.51 (0.060)	51.10	-12.13	0.67
HO2/AA	2.40 (0.09)	0.32 (0.016)	0.06 (0.007)	0.04 (0.006)	1.25 (0.019)	3.36 (0.044)	248.70	-12.79	0.12
HO2/AA1	2.09 (0.10)	0.35 (0.023)	0.06 (0.009)	0.06 (0.009)	1.37 (0.039)	4.21 (0.102)	189.60	-13.57	0.10
HO2/AS	2.35 (0.09)	0.32 (0.016)	0.06 (0.007)	0.04 (0.006)	1.25 (0.019)	3.37 (0.045)	231.00	-12.79	0.08
N4214/IA	3.89 (0.23)	0.28 (0.059)	0.04 (0.030)	0.02 (0.020)	1.03 (0.059)	3.09 (0.147)	35.80	-12.22	0.22
N4214/IB	6.58 (0.59)	0.21 (0.083)	— —	0.03 (0.030)	0.95 (0.105)	2.68 (0.227)	17.50	-13.37	0.54
N4214/IC	3.58 (0.22)	0.35 (0.035)	— —	— —	0.81 (0.052)	2.91 (0.137)	49.20	-13.77	—
N4214/ID	6.45 (0.90)	0.49 (0.134)	— —	— —	0.58 (0.142)	2.29 (0.341)	9.30	-13.83	—
N4214/IS	4.31 (0.28)	0.30 (0.064)	0.04 (0.036)	0.03 (0.023)	1.00 (0.006)	3.01 (0.198)	30.50	-12.13	0.27

Tabla 1. continuación

Objeto	[OII] error	[NeIII] error	[O4363] error	[HeI] error	[O4959] error	[O5007] error	$W\beta$	$\text{Log}F\beta$	$C\beta$
N2403/IA	3.30 (0.14)	0.08 (0.017)	— —	0.04 (0.012)	0.59 (0.021)	1.66 (0.038)	94.30	-12.23	0.01
N2403/IIA	2.22 (0.10)	— —	— —	0.03 (0.012)	0.37 (0.015)	1.13 (0.027)	122.60	-12.54	0.10
N2403/IIB	3.85 (0.22)	— —	— —	0.08 (0.015)	0.21 (0.017)	0.83 (0.039)	446.00	-13.55	0.48
N2403/IIC	8.15 (0.42)	— —	— —	— —	0.70 (0.070)	2.10 (0.401)	9.30	-14.52	—
N2403/IIS	2.34 (0.10)	— —	— —	0.04 (0.007)	0.34 (0.007)	1.09 (0.015)	477.80	-12.46	0.08
N2403/IIIA	2.83 (0.13)	0.17 (0.071)	— —	0.03 (0.011)	0.47 (0.018)	1.48 (0.036)	109.10	-12.51	0.01
N2403/IIIB	3.43 (0.21)	— —	— —	0.06 (0.019)	0.39 (0.031)	0.91 (0.051)	70.90	-13.48	—
N2403/IIC	4.41 (0.39)	— —	— —	— —	0.39 (0.053)	1.03 (0.097)	49.30	-14.03	—
N2403/IIS	2.98 (0.13)	0.06 (0.019)	— —	0.02 (0.011)	0.46 (0.018)	1.42 (0.034)	104.60	-12.44	0.10

Tabla 1. continuación

Objeto	[OII] error	[NeIII] error	[O4363] error	[HeI] error	[O4959] error	[O5007] error	$W\beta$	$\text{Log}F\beta$	$C\beta$
N2366/IA1	2.06 (0.13)	0.28 (0.037)	0.06 (0.019)	0.06 (0.018)	1.66 (0.076)	4.52 (0.180)	93.00	-13.74	—
N2366/IA2	1.18 (0.07)	0.52 (0.035)	0.10 (0.015)	— —	2.09 (0.061)	5.97 (0.156)	164.00	-13.42	0.26
N2366/IIA	2.02 (0.11)	0.34 (0.040)	0.07 (0.020)	0.02 (0.016)	1.50 (0.052)	4.47 (0.131)	71.00	-13.11	0.23
N2366/IIA1	3.47 (0.23)	0.41 (0.067)	0.08 (0.033)	0.04 (0.028)	1.25 (0.074)	3.52 (0.171)	42.00	-13.62	0.40
N2366/IIB	4.12 (0.47)	— —	— —	— —	0.92 (0.115)	2.36 (0.238)	30.90	-14.52	0.31
N2366/IIS	2.27 (0.13)	0.31 (0.040)	0.08 (0.023)	— —	1.41 (0.054)	4.25 (0.135)	59.50	-12.96	0.13
N2366/IIIA	2.38 (0.14)	0.31 (0.037)	0.04 (0.017)	0.02 (0.014)	0.89 (0.044)	2.74 (0.105)	99.20	-13.41	0.17
N2366/IIIB	2.67 (0.23)	— —	— —	— —	0.31 (0.061)	1.53 (0.176)	68.10	-14.37	—
N2366/IIIS	2.33 (0.14)	0.34 (0.042)	0.05 (0.021)	— —	0.82 (0.044)	2.60 (0.104)	64.30	-13.28	0.14

Tabla 1. continuación

Objeto	[OII] error	[NeIII] error	[O4363] error	[HeI] error	[O4959] error	[O5007] error	$W\beta$	$\text{Log}F\beta$	$C\beta$
IC2574/IA1	1.04 (0.06)	0.38 (0.034)	0.10 (0.018)	— —	1.88 (0.053)	5.37 (0.135)	93.50	-13.20	—
IC2574/IA2	1.59 (0.07)	0.42 (0.023)	0.09 (0.009)	— —	1.53 (0.032)	3.96 (0.073)	225.70	-13.15	—
IC2574/IIA	2.57 (0.13)	0.27 (0.034)	0.05 (0.016)	0.05 (0.015)	1.15 (0.040)	3.39 (0.096)	100.50	-13.09	0.30
IC2574/IIB	2.13 (0.11)	0.26 (0.026)	0.02 (0.009)	0.06 (0.011)	1.26 (0.049)	3.92 (0.126)	124.50	-13.36	0.10
IC2574/IIS	2.36 (0.11)	0.27 (0.028)	0.04 (0.012)	0.08 (0.013)	1.19 (0.035)	3.58 (0.087)	106.20	-12.89	0.14
IC2574/IIAA	2.59 (0.16)	0.44 (0.058)	— —	— —	1.27 (0.057)	3.95 (0.148)	57.20	-13.55	0.53
IC2574/IIAB	2.25 (0.09)	0.39 (0.021)	0.05 (0.007)	0.04 (0.006)	1.62 (0.027)	3.87 (0.056)	288.20	-12.97	0.47
IC2574/IIIA	3.50 (0.21)	0.26 (0.035)	— —	— —	0.98 (0.054)	2.99 (0.132)	84.10	-13.64	0.14
IC2574/IIIB	3.89 (0.29)	0.26 (0.045)	— —	0.06 (0.020)	1.21 (0.087)	3.58 (0.215)	98.80	-14.01	0.14
IC2574/IIIC	5.43 (0.53)	— —	— —	— —	0.47 (0.067)	1.68 (0.162)	67.10	-14.31	0.30
IC2574/IIID	4.41 (0.48)	— —	— —	— —	0.37 (0.162)	1.57 (0.176)	94.90	-14.46	0.01
IC2574/IIIS	3.97 (0.21)	0.39 (0.036)	— —	0.03 (0.014)	0.90 (0.043)	2.80 (0.103)	77.90	-13.37	0.19

Tabla 2

Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
N592A	7712 (2314)	18.00 (2.60)	16.00 (2.20)	5.30 (2.90)	0.06 (0.11)	<3.5
N592A1	8212 (2464)	21.00 (2.40)	15.00 (1.70)	8.10 (1.50)	— —	3.7
N592B	7712 (2314)	18.00 (2.50)	16.00 (2.00)	— —	— —	3.5
N592S	8218 (2465)	15.00 (2.10)	12.00 (1.60)	4.70 (2.00)	— —	
N592B1	8212 (2464)	29.00 (5.00)	3.30 (0.76)	— —	— —	
N595A	8212 (2464)	20.00 (2.10)	8.50 (0.86)	0.46 (0.43)	0.07 (0.03)	<3.5
N595B	7212 (2164)	15.00 (1.50)	18.00 (1.80)	1.80 (0.91)	0.06 (0.02)	<3.5
N595C	7712 (2314)	23.00 (2.20)	9.10 (0.90)	— —	0.06 (0.02)	<3.5
N595S	7712 (2314)	22.00 (2.20)	11.00 (1.10)	0.69 (0.46)	0.07 (0.02)	

Tabla 2. continuación

Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
N628/IA	8293 (2488)	21.00 (2.20)	9.60 (0.99)	2.50 (0.81)	0.06 (0.03)	3.5
N628/IS	9097 (2729)	18.00 (2.00)	6.80 (0.72)	2.80 (0.79)	0.08 (0.05)	
HO2/AA	13726 (705)	3.70 (0.16)	4.50 (0.10)	1.10 (0.06)	0.08 (0.01)	4.25
HO2/AA1	13206 (743)	3.50 (0.18)	6.20 (0.19)	1.40 (0.09)	0.12 (0.02)	4.25
HO2/AS	13997 (697)	3.40 (0.15)	4.30 (0.09)	1.00 (0.05)	0.08 (0.01)	
N4214/IA	11866 (3561)	8.80 (1.00)	6.00 (0.66)	1.60 (0.36)	0.05 (0.04)	42.5
N4214/IB	12410 (3723)	13.00 (1.80)	4.60 (0.60)	1.00 (0.41)	0.06 (0.06)	5.5
N4214/IS	12922 (4153)	7.70 (1.00)	4.70 (0.58)	1.20 (0.30)	0.05 (0.05)	

Tabla 2. continuación

Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
N2403/IA	8597 (2579)	19.00 (2.00)	9.10 (0.92)	1.70 (0.38)	0.08 (0.02)	<3.5
N2403/IAS	8832 (2650)	18.00 (1.80)	8.30 (0.83)	1.50 (0.34)	0.08 (0.02)	
N2403/IIA	7367 (2210)	21.00 (2.10)	11.00 (1.20)	— —	0.06 (0.02)	<<3.5
N2403/IIB	7867 (2360)	30.00 (3.20)	6.40 (0.70)	— —	0.15 (0.03)	3.5
N2403/IIS	7926 (2378)	18.00 (1.80)	8.10 (0.80)	— —	0.08 (0.01)	
N2403/IIIA	7854 (2356)	22.00 (2.20)	12.00 (1.20)	5.50 (2.30)	0.05 (0.02)	<3.5
N2403/IIIB	8354 (2506)	22.00 (2.40)	5.60 (0.63)	— —	0.12 (0.04)	3.5
N2403/IIIS	8218 (2465)	20.00 (2.00)	9.20 (0.93)	1.50 (0.50)	0.05 (0.02)	

Tabla 2. continuación

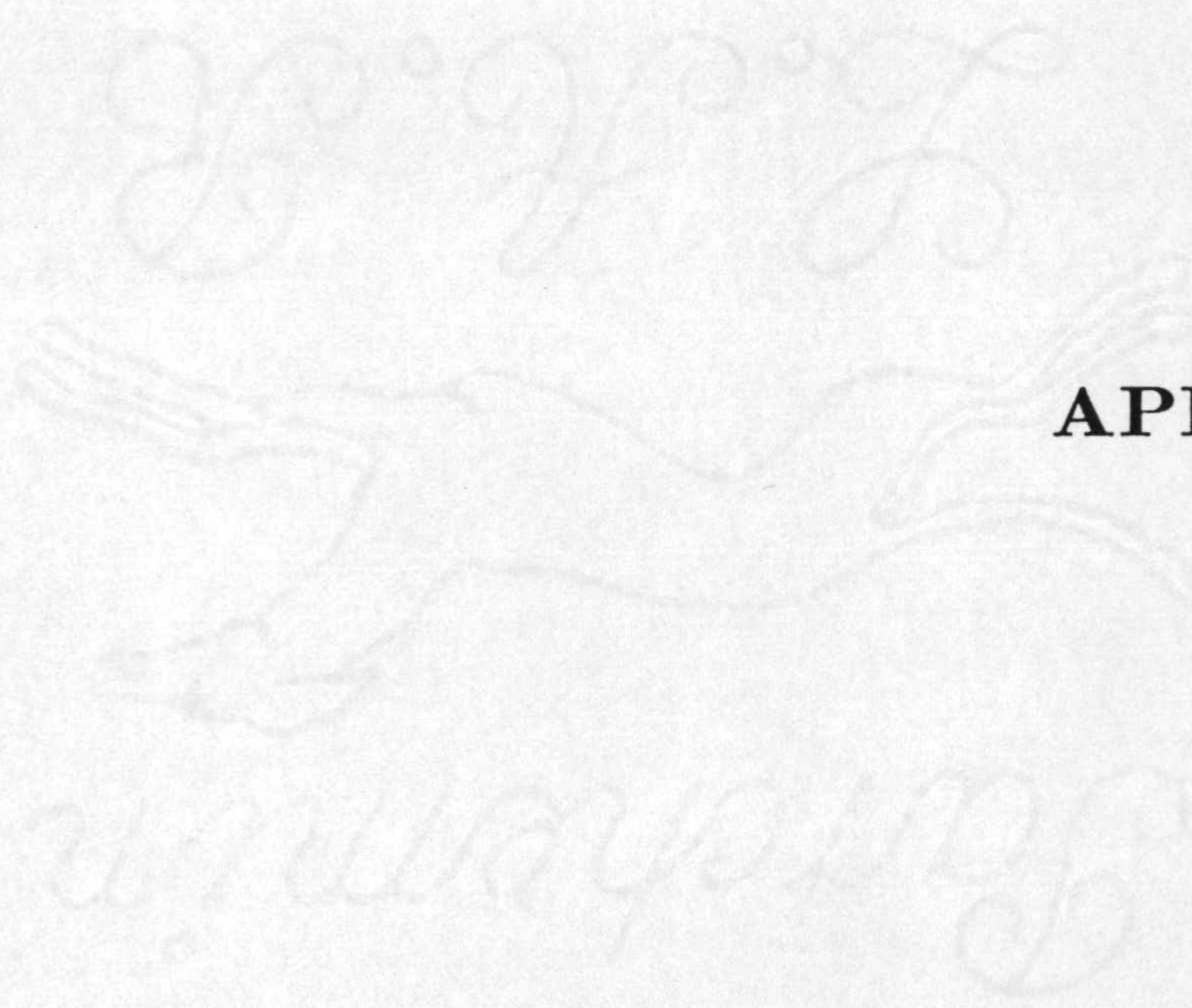
Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
N2366/IA1	12835 (1473)	3.70 (0.28)	7.20 (0.39)	1.20 (0.16)	0.13 (0.04)	4.25
N2366/IA2	13757 (857)	1.80 (0.11)	8.00 (0.26)	1.80 (0.13)	— —	4.5
N2366/IIA	13207 (1540)	3.40 (0.23)	6.60 (0.32)	1.30 (0.16)	0.04 (0.03)	4.3
N2366/IIA1	15520 (3069)	3.90 (0.38)	3.60 (0.29)	1.00 (0.18)	0.08 (0.06)	5.2
N2366/IIB	13180 (3954)	7.00 (1.10)	3.50 (0.49)	— —	— —	4.3
N2366/IIS	14571 (1795)	3.00 (0.21)	4.90 (0.25)	0.90 (0.12)	— —	
N2366/IIIA	13410 (2116)	3.90 (0.31)	3.90 (0.25)	1.10 (0.15)	0.03 (0.03)	4.0
N2366/IIIS	14231 (2696)	3.20 (0.29)	3.20 (0.24)	1.10 (0.15)	— —	

Tabla 2. continuación

Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
IC2574/IA1	14276 (1122)	1.40 (0.09)	6.50 (0.24)	1.20 (0.11)	— —	4.5
IC2574/IA2	15460 (753)	1.80 (0.09)	4.00 (0.10)	1.00 (0.06)	— —	4.7
IC2574/IIA	13167 (1623)	4.40 (0.29)	5.00 (0.25)	1.10 (0.14)	0.10 (0.03)	4.0
IC2574/IIB	9517 (1078)	9.10 (0.59)	15.00 (0.74)	3.30 (0.36)	0.13 (0.02)	3.75
IC2574/IIAA	12381 (3714)	5.20 (0.63)	6.90 (0.72)	2.10 (0.35)	— —	4.0
IC2574/IIAB	12421 (645)	4.50 (0.20)	6.70 (0.15)	1.80 (0.10)	0.07 (0.01)	4.0
IC2574/IIS	11897 (1230)	5.30 (0.31)	6.90 (0.29)	1.50 (0.16)	0.16 (0.03)	
IC2574/IIIA	12605 (3781)	6.70 (0.81)	5.00 (0.53)	1.20 (0.20)	— —	4.25
IC2574/IIIB	13605 (4081)	6.10 (0.79)	4.90 (0.56)	0.93 (0.18)	0.13 (0.04)	5.0
IC2574/IIIC	13105 (3931)	9.40 (1.30)	2.50 (0.35)	— —	— —	4.5
IC2574/IIIS	12552 (3766)	7.70 (0.90)	4.70 (0.49)	1.80 (0.24)	0.05 (0.03)	

Tabla 2. continuación

Objeto	Te error	O ⁺ error	O ⁺⁺ error	Ne ⁺⁺ error	He ⁺ error	T _{eff}
NGC604/A	7442 (280)	19.00 (0.35)	26.00 (0.43)	6.50 (0.43)	0.08 (0.01)	<3.5
NGC604/B	8184 (343)	14.00 (0.22)	12.00 (0.37)	1.80 (0.16)	0.08 (0.01)	<3.5
NGC604/C	8632 (565)	14.00 (0.38)	5.30 (0.12)	0.52 (0.04)	0.07 (0.02)	<3.5
NGC604/D	7805 (530)	13.00 (0.30)	20.00 (0.75)	4.10 (0.16)	0.07 (0.04)	<3.5
NGC604/E	9615 (2885)	11.00 (1.00)	5.60 (0.55)	1.10 (0.12)	0.07 (0.03)	3.5
NGC604S	8488 (273)	13.00 (0.14)	12.00 (0.13)	2.30 (0.05)	0.07 (0.01)	



APENDICE B

Tabla 1.- Resultados Espectroscópicos de Galaxias HII.

Columna (1).- *Redshift*

Columna (2).- Temperatura electrónica en unidades de 10^4 K.

Columna (3).- Logaritmo de la abundancia total de Oxígeno

Columna (4).- Logaritmo de la relación N^+/O^+ .

Columna (5).- Logaritmo de la relación Ne^{++}/O^{++} .

Columna (6).- Logaritmo de la abundancia iónica de Azufre, S^+ .

Columna (7).- Abundancia iónica de Helio, He^+ .

Columna (8).- Anchura equivalente de $H\beta$, $W\beta$, en Å.

Columna (9).- Coeficiente de enrojecimiento, $C\beta$.

Columna (10).- Logaritmo del flujo total en la banda azul debida a emisión de estrellas Wolf-Rayet. El valor -1.00 indica que dicha banda ha sido detectada pero no medida.

Columna (11).- Relación S/N del continuo en la zona de $H\beta$.

Tabla 1.

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
M 36	0.0020	1.48	-4.14	—	-0.81	-6.64	0.0750	68	0.44	—	6.40
UM 228	0.0980	1.18	-4.00	—	—	—	—	100	0.24	-14.90	13.50
0018+0036	0.0970	1.19	-3.88	—	-0.56	-6.35	0.0560	104	0.25	—	12.80
TO 0030-388	0.0460	1.32	-3.86	—	—	-6.00	—	18	0.57	-14.29	11.30
UM 48	0.0160	0.83	-3.48	-1.09	—	-5.89	0.0760	28	0.56	-13.90	5.60
CS 0102-310	0.0320	1.13	-3.85	—	—	—	0.0740	153	0.27	-14.18	21.40
UM 311	0.0060	0.97	-3.65	-1.30	-0.82	-6.32	0.0800	267	0.07	-14.42	6.80
TO 0121-376	0.0350	1.25	-3.84	—	—	-6.09	—	30	0.32	-14.29	7.20
TO 0226-390	0.0470	1.38	-3.89	—	-0.61	-6.36	0.0730	87	0.41	-14.02	12.00
TO 0242-387A	0.1260	1.01	-3.59	—	-0.60	-6.00	0.1090	60	0.54	-14.84	6.40
TO 0242-387B	0.0470	1.10	-3.74	—	-0.66	-6.31	0.0670	120	0.45	—	1.50
TO 0341-4045W	0.0150	—	—	—	—	—	—	36	1.67	—	11.90
TO 0341-4045E	0.0150	1.36	-3.94	-1.57	-0.76	-6.59	0.0750	214	0.01	—	2.70
TO 0440-381A	0.0410	1.21	-3.80	-1.36	-0.58	—	0.0430	38	0.47	-1.00	6.80
TO 0440-381B	0.0530	1.06	-3.68	-1.34	-0.79	-6.21	0.0690	39	0.96	—	9.40
TO 0440-381C	0.0410	1.07	-3.65	-1.48	-0.63	-6.55	0.0790	35	0.21	—	9.30
TO 0440-381D	0.0410	1.31	-3.84	—	-0.49	-6.55	0.0790	35	0.65	—	10.10
TO 0452-415A	0.0370	1.38	-3.85	—	-0.49	—	—	21	1.25	—	2.80
TO 0452-415B	0.0360	1.43	-3.87	-1.01	—	—	—	11	—	—	2.80
TO 0513-393	0.0500	1.57	-4.09	—	-0.79	—	0.0790	250	0.16	—	2.40
IIZW40	0.0030	1.35	-3.92	-1.21	-0.81	-6.89	0.0720	279	0.93	—	8.10
TO 0559-393	0.0820	1.13	-3.70	-1.49	-0.27	-6.18	0.0910	24	0.92	-14.27	10.50
TO 0633-415	0.0170	1.30	-3.89	-1.43	-0.72	-6.51	0.0820	103	0.27	-14.25	4.80
TO 0645-376A	0.0260	1.12	-3.76	-1.23	-0.76	-6.36	0.0670	58	0.03	-1.00	4.60
TO 0645-376B	0.0260	1.62	-4.14	-1.17	-0.75	-6.68	0.0590	70	0.86	-1.00	5.30
C 0840+1201A	0.0290	1.48	-4.13	—	-0.74	-6.62	0.0570	151	0.31	—	2.60
C 0840+1201B	0.0290	1.31	-4.11	—	—	-6.39	0.0780	106	0.20	—	6.50
C 0840+1201C	0.0300	1.43	-4.08	-1.37	-0.85	-6.62	0.0750	136	0.15	—	4.00
C 0843+162	0.0530	1.08	-3.67	-1.41	-0.71	-6.26	0.0720	38	1.08	-14.13	9.90
C 0942-1928B	0.0330	0.72	-3.42	—	—	—	—	8	0.60	-1.00	7.40
C 0942-1929A	0.0320	0.77	-3.46	-0.72	-0.65	-5.85	0.0760	69	0.65	-14.42	10.40
MK710/HII-N	0.0050	0.58	-3.37	-0.76	—	-5.52	—	21	—	-1.00	3.90
MK710	0.0050	0.58	-3.37	-0.75	—	-5.52	0.0560	41	0.32	-13.70	12.10
TO 1004-296SE	0.0030	0.90	-3.46	-1.49	-0.67	-6.17	0.0730	55	0.38	-14.09	14.90
TO 1004-296NW	0.0030	1.07	-3.68	-1.43	-0.70	-6.43	0.0850	87	0.33	-14.04	17.20
TO 1008-286A	0.0140	1.33	-3.84	-1.36	-0.74	-6.72	0.0980	124	0.24	-1.00	3.80
TO 1008-386B	0.0140	1.14	-3.70	—	-0.64	-6.59	0.0810	141	0.25	-14.74	3.10

Tabla 1. Continuación

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
FAIRALL 2	0.0550	1.45	-4.06	-1.45	-0.62	-6.72	0.0690	145	0.88	—	3.90
FAIRALL 3	0.0040	1.39	-3.97	-1.42	-0.70	-6.62	0.0760	118	0.31	-14.09	16.60
CS 1063+064	0.0040	1.26	-3.96	—	-0.66	-6.43	0.0680	90	0.23	—	22.90
TO 1116-325	0.0020	1.03	-3.66	-1.53	-0.77	-6.64	0.0880	267	0.15	—	2.50
FAIRALL 7	0.0050	—	—	—	—	—	—	29	1.09	-13.52	35.50
UM439 N	0.0030	1.45	-3.97	-1.68	-0.76	-6.70	0.0850	130	0.29	-14.61	4.60
UM 439 ED	0.0050	—	—	—	—	—	—	57	0.29	—	19.20
UM 439 PLUM	0.0040	1.63	-4.07	-1.70	-0.58	-6.35	0.0940	20	0.56	—	6.60
UM 448B(E)	0.0180	1.19	-3.91	-1.07	-0.79	-6.19	0.0860	68	0.10	-13.92	15.50
UM 448A	0.0190	1.07	-3.66	—	-0.35	-6.21	0.0550	44	0.85	—	35.90
UM 448W	0.0180	1.02	-3.65	-1.13	-0.69	-5.92	0.0870	33	0.39	-1.00	19.10
UM 461	0.0030	1.76	-4.28	-1.46	-0.77	-7.25	0.0760	325	0.19	—	5.00
C 1148-2020A	0.0120	1.38	-3.97	-1.50	-0.78	-6.80	0.0820	202	0.10	-13.98	10.20
C 1148-2020B	0.0120	1.34	-3.96	—	-0.66	—	0.0760	84	0.22	-13.84	2.70
TO 1214-277	0.0260	1.85	-4.44	—	-0.93	—	0.0720	310	0.09	—	2.70
TO 1223-359	0.0090	2.02	-4.58	—	-0.71	—	0.0810	156	0.52	—	1.60
TO 1223-388	0.0110	0.68	-3.40	-0.86	—	-5.72	0.0650	35	0.65	—	10.10
F12=1233+04	0.0720	1.19	-3.86	—	—	-6.34	0.2790	44	0.35	—	5.90
TO 1235-350	0.0100	—	—	—	—	—	—	40	1.09	—	7.90
TO 1247-232	0.0480	1.20	-3.86	-1.07	-0.74	—	0.0680	82	0.05	-13.58	7.20
UM 530	0.0700	0.93	-3.63	—	-0.23	-5.82	—	28	0.63	—	27.40
TO 1257-399	0.0420	1.24	-3.87	—	-1.02	-6.12	—	25	0.47	—	15.90
IC 3042 (B)	0.0020	—	—	—	—	—	—	19	0.63	—	15.00
IC 3042 (A)	0.0040	—	—	—	—	—	—	21	0.60	—	18.00
IC 3042 (C)	0.0030	—	—	—	—	—	—	31	0.23	—	17.20
TO 1304-353	0.0140	1.89	-4.34	—	-0.76	-7.46	0.0700	253	0.13	—	4.20
TO 1324-276 N	0.0060	1.71	-3.88	-1.68	-0.39	-6.32	—	7	1.34	—	10.70
TO 1324-276	0.0060	1.16	-3.77	-1.46	-0.70	-6.46	0.0890	115	0.17	-13.93	11.90
UM 598 W	0.0220	0.79	-3.57	—	—	—	—	24	0.71	-14.32	12.20
UM 598	0.0210	0.88	-3.53	-1.06	—	-5.96	—	34	1.49	—	3.20
NGC 5253D	0.0010	1.11	-3.72	-1.58	-0.65	-6.18	0.1070	46	0.22	—	5.40
NGC 5253C	0.0010	1.09	-3.70	-1.41	-0.66	-5.96	0.0860	39	0.25	—	10.10
NGC 5253B	0.0010	1.32	-3.82	-1.66	-0.54	-6.10	0.0660	21	0.43	-1.00	13.40
TO 1345-420	0.0080	1.30	-3.90	-1.76	-0.67	-6.43	0.0890	67	0.31	-1.00	7.40
14-00 12	0.0090	1.19	-3.83	—	-0.96	-6.02	—	97	0.20	—	6.00
14 -00 F 31	0.0240	1.24	-3.82	—	—	-5.72	—	4	—	—	9.80
14-00 16	0.0310	1.33	-3.91	—	-0.90	-6.89	0.0650	131	0.79	—	7.20
14-00 12 AL	0.0070	—	—	—	—	—	—	39	—	—	5.00

Tabla 1. Continuación

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
TO 1400-41A	0.0020	1.48	-4.01	—	-0.77	—	—	268	0.14	—	17.30
TO 1400-410B	0.0010	1.42	-4.02	-1.49	-0.76	-6.85	0.0860	250	0.10	—	7.20
NGC 5408 (b)	0.0010	—	—	—	—	—	—	5	—	—	47.90
NGC5408 B	0.0010	—	—	—	—	—	—	249	0.27	-1.00	16.10
NGC 5408 (A)	0.0020	—	—	—	—	—	—	247	—	—	27.30
NGC 5408 (S)	0.0020	—	—	—	—	—	—	10	—	—	16.50
C 1409+1200	0.0560	1.24	-3.79	-1.33	-0.68	—	0.1040	127	0.09	-1.00	3.40
NGC 5669 (A)	0.0090	1.06	-3.67	—	-0.89	-6.27	—	187	0.64	—	2.70
NGC 5669	0.0060	1.13	-3.66	—	-0.51	-6.44	0.0570	201	0.73	—	6.30
NGC 5669 (B)	0.0040	1.21	-3.62	—	—	-6.30	—	35	0.73	—	6.80
TO 1457-262 B1	0.0160	1.20	-3.78	—	-0.48	-6.52	0.0670	82	0.83	—	13.30
TO 1457-262 C	0.0160	1.25	-3.74	—	—	-6.11	—	41	0.51	—	7.00
TO 1457-262A	0.0170	1.17	-3.78	-1.57	-0.84	-6.35	0.0900	87	0.22	—	9.20
TO 1457-262F	0.0170	1.09	-3.68	-1.60	-0.70	-6.24	0.0750	28	0.66	—	4.40
TO 1457-262 E	0.0190	1.15	-3.76	—	—	-6.11	—	30	0.66	—	13.50
TO 1457-262B2	0.0170	1.16	-3.76	—	-0.75	-6.46	0.0720	62	0.07	—	5.90
C 1517+0959	0.0230	1.33	-3.84	—	—	-6.41	—	44	0.68	—	6.20
C 1543+091	0.0380	1.59	-4.21	-1.62	-0.82	-7.13	0.0790	212	0.07	—	4.80
TO 1924-416	0.0090	1.47	-4.09	-1.42	-0.72	-6.74	0.0700	71	0.09	—	14.80
Z05=CS1942	0.0330	0.84	-3.51	—	—	-5.66	0.0820	42	0.73	—	24.50
TO 2146-391	0.0300	1.63	-4.28	—	—	—	0.0710	304	—	-1.00	2.80
TO 2240-384	0.0760	1.64	-4.21	—	—	—	—	260	0.04	—	4.70
TO 2300-3458(2)	0.1840	1.38	-3.86	—	-0.47	—	—	63	1.00	—	—
TO 2259-3950	0.0290	0.75	-3.48	—	-0.24	-5.85	0.0730	25	0.41	-13.98	19.90
UM 160W1	0.0080	1.44	-4.13	—	-0.53	—	—	110	0.35	—	1.30
UM 160W	0.0080	1.46	-4.05	-1.57	-0.72	-6.64	0.0520	258	0.41	—	1.20
UM 160E1	0.0080	1.49	-4.08	—	-0.41	-6.60	—	73	0.67	—	0.80
UM 160E	0.0080	1.54	-4.12	—	—	—	—	32	0.43	—	1.50
MKN 9	0.0170	1.50	-4.06	—	-0.58	-6.44	0.0710	77	0.61	—	19.80
F301	0.0030	1.20	-3.79	-1.62	-0.60	-6.28	0.0840	38	0.63	—	11.50
UM 238	0.0140	1.43	-3.96	—	-0.72	—	—	149	0.22	—	0.70
CS0042-2622	0.1050	1.62	-4.21	—	-0.63	—	—	224	0.03	—	3.50
UM 133	0.0050	1.97	-4.44	—	-0.84	—	0.1600	93	0.66	—	1.40
UM 382	0.0120	2.57	-4.62	—	-0.37	—	—	140	1.13	—	0.80
UM 396	0.0210	1.12	-3.73	-1.63	-0.81	-7.23	0.0520	142	0.95	—	3.50
TO 0306-405	0.0470	1.39	-3.96	-1.67	-0.70	-6.57	0.0760	80	0.38	—	5.60
N 1487 C	0.0030	1.50	-4.14	-1.19	-0.72	-6.41	0.0760	56	0.34	—	3.40
N 1487 A	0.0030	1.40	-4.12	-0.97	-0.28	-6.11	0.0820	18	0.32	—	8.10

Tabla 1. Continuación

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
N 1487 B	0.0030	1.74	-4.30	-1.06	-0.50	-6.21	0.0490	29	0.46	—	4.20
C 0357-3914	0.0750	1.49	-4.11	—	-0.73	—	0.0700	154	0.37	—	2.50
TO 0527-394	0.0150	1.59	-4.14	—	-0.70	—	0.0660	24	0.49	—	4.40
TO 0614-375A	0.0670	1.71	-4.15	—	-0.68	—	0.0580	53	0.61	—	5.20
TO 0614-375B	0.0330	1.13	-4.05	-0.31	—	-5.57	0.1630	8	—	—	9.80
MARK 709	0.0510	2.02	-4.39	-1.52	-0.74	-6.74	—	31	0.98	—	4.20
CS 0953-174	0.0120	1.82	-4.42	—	-0.80	—	0.0520	209	0.12	—	0.60
TO 0957-278	0.0030	1.18	-3.79	-1.67	-0.66	-6.20	0.0520	29	0.42	—	10.30
UM 455	0.0130	1.97	-4.32	—	-0.85	—	—	48	1.48	—	4.00
TO 1147-283	0.0060	1.44	-4.06	-1.47	-0.65	-6.28	0.0730	46	0.25	—	5.50
UM 463	0.0040	1.76	-4.26	-1.28	-0.72	-6.82	0.0820	127	0.09	—	2.10
UM 462	0.0030	1.45	-4.04	-1.64	-0.71	-6.72	0.0740	124	0.25	—	3.80
UM 462 KNOTB	0.0030	1.61	-4.20	—	-0.67	—	0.0670	65	0.22	—	4.20
UM 462 KNOTA	0.0030	1.46	-4.03	-1.52	-0.68	-6.66	0.0750	149	0.25	—	5.90
UM 468	0.0370	1.27	-3.85	—	-0.39	-6.16	—	30	0.77	—	15.00
UM 469	0.0580	1.25	-3.95	-1.16	-0.71	-6.57	0.0410	68	0.49	—	5.30
TO 1156-346	0.0080	1.40	-3.91	-1.47	-0.74	-6.96	0.0630	111	0.56	—	5.80
12+12 12	—	2.03	-4.74	—	-0.30	-6.80	—	109	0.57	—	8.00
UM 483	0.0080	1.16	-3.68	-1.81	-0.48	-6.57	0.0560	27	0.82	—	8.30
1210F-38	0.0790	1.63	-4.06	—	-0.74	—	—	135	0.16	—	0.50
1212+1148	0.0230	1.61	-3.92	—	—	—	—	50	2.16	—	6.20
MARK 1315	0.0020	1.24	-3.89	—	-0.84	-6.77	0.1160	391	—	—	0.90
UM 495	0.0270	1.47	-3.88	—	-0.63	—	—	43	0.65	—	6.90
UM 564	0.0510	1.46	-3.97	—	—	-6.25	—	48	0.52	—	1.90
UM 568	0.0480	1.38	-3.95	—	-0.77	—	0.0580	184	0.31	—	1.10
TO 1327-380	0.0260	0.95	-3.39	-2.07	-0.55	-6.59	0.0600	53	0.89	—	3.80
TO 1334-326	0.0120	1.41	-3.97	—	-0.76	—	0.0880	263	0.18	—	2.30
MARK 507	0.0200	1.37	-3.83	—	-0.59	—	—	54	0.83	—	2.00
TO 2138-405	0.0550	2.02	-4.37	—	-0.56	-6.96	0.0710	140	0.68	—	9.50
UM 9	0.0170	1.79	-4.21	—	—	-6.10	—	15	0.23	—	4.30
UM 17	0.0270	1.08	-3.67	-1.30	-0.22	—	—	13	0.57	—	4.70
UM 254	0.0440	1.44	-4.10	—	-0.70	-7.28	—	70	0.50	—	2.60
UM 60	0.0380	—	—	—	—	—	—	2	—	—	6.00
UM 61	0.0370	1.10	-3.80	—	—	—	—	17	0.10	—	2.50
UM 274	0.0130	—	—	—	—	—	—	4	0.85	—	9.50
UM 78	0.0400	0.86	-3.55	-1.10	-0.38	—	—	10	—	—	9.30
UM 304	0.0160	0.75	-3.49	-0.70	—	-5.66	0.0930	18	1.00	—	4.40
TO 0104-388	0.0210	1.20	-3.74	—	-0.56	-6.14	0.1080	49	0.38	—	10.20

Tabla 1. Continuación

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
UM 307	0.0230	0.97	-3.60	-1.48	-0.36	-6.37	0.0740	27	0.93	—	5.50
UM 308	0.0160	0.78	-3.45	-1.07	-0.10	-5.96	0.0720	34	0.84	—	4.50
UM 309	0.0040	1.21	-3.82	—	-0.53	—	0.0260	359	1.21	—	0.40
UM 93	0.0320	—	—	—	—	—	—	5	—	—	8.40
TO 0117-414P1	0.0180	—	—	—	—	—	—	59	—	—	2.40
TO 0117-414P2	0.0170	—	—	—	—	—	—	8	—	—	5.10
UM 317	0.0540	—	—	—	—	—	—	47	0.83	—	2.30
UM 103	0.0450	1.38	-3.59	-1.03	-0.29	—	0.0290	16	1.53	—	8.10
UM 150	0.0430	0.84	-3.51	-1.00	—	-5.64	0.0540	33	1.08	—	2.50
UM 152B	0.0180	—	—	—	—	—	—	12	0.32	—	3.50
UM 152E	0.0180	—	—	—	—	—	—	10	0.32	—	4.90
UM 152A	0.0180	—	—	—	—	—	—	8	0.32	—	4.00
UM 152W	0.0180	—	—	—	—	—	—	9	0.45	—	5.00
UM 391	0.0210	0.75	-3.47	-0.91	—	-6.00	0.1930	10	—	—	9.10
UM 418	0.0260	—	—	—	—	—	—	13	0.42	—	12.50
TO 0332-3417	0.1820	—	—	—	—	—	—	68	0.22	—	—
TO 0538-416	0.0450	1.33	-3.88	—	-0.68	-6.29	—	50	0.44	—	3.00
TO 0618-402	0.0350	2.21	-4.46	—	-0.65	-6.72	—	51	0.23	—	2.30
MARK 5	0.0080	0.69	-3.40	—	—	-5.64	0.0570	29	0.57	—	36.50
MRK 1201	0.0180	—	—	—	—	—	—	11	0.42	—	10.10
C 0902+1448	0.0500	1.51	-3.89	—	—	-5.02	—	1	—	—	26.10
C 0902+1448P1	0.0520	0.89	-3.57	—	—	-5.85	—	24	1.18	—	17.00
C 0902+1448P2	0.0500	0.84	-3.56	—	—	-5.74	—	23	1.43	—	13.70
C 0902+1448NU	0.0500	—	—	—	—	—	—	—	1.00	—	22.20
C 0902+1448CO	0.0500	1.30	-3.84	—	—	-6.11	—	12	1.50	—	17.20
C 0902+1448P4	0.0500	—	—	—	—	—	—	—	1.00	—	26.60
C 0932+2159	0.2400	1.20	-3.86	—	-0.60	—	—	77	0.68	—	1.70
C 0945-2219	0.0140	1.25	-3.88	—	—	—	—	80	0.25	—	1.10
MRK 632	0.0390	1.06	-3.67	-0.52	—	-5.85	—	4	1.29	—	8.30
TO 1114-263	0.0700	1.02	-3.63	-1.16	—	-5.85	—	8	0.75	—	6.20
UM 421	0.0400	0.89	-3.58	—	—	-5.01	—	5	—	—	10.00
UM 467	0.0190	—	—	—	—	—	—	6	—	—	8.80
UM 476 GA	0.0030	0.72	-3.52	-1.20	—	-5.74	—	17	0.65	—	5.40
UM 476	0.0030	0.92	-3.60	-1.60	—	-6.11	—	75	0.65	—	2.20
UM 477	0.0040	0.53	-3.31	—	—	-5.05	0.0420	22	0.84	—	17.10
MARK 1318	0.0050	1.18	-3.85	—	-0.75	-6.34	0.0730	121	0.34	—	5.70
UM 499	0.0070	0.75	-3.44	—	—	-5.85	0.0540	32	0.93	—	56.40
UM 501	0.0080	1.27	-3.91	—	—	—	—	123	0.31	—	2.20

Tabla 1. Continuación

UM 500	0.0070	1.46	-3.91	—	—	-6.89	—	133	0.66	—	1.80
UM 505	0.0040	0.89	-3.59	-1.21	-0.70	-5.89	0.0980	86	0.16	—	3.30
UM 506	0.0050	0.72	-3.46	-0.95	—	—	—	46	0.11	—	2.00
NGC 4688-I	0.0040	—	—	—	—	—	—	495	0.08	—	3.90
NGC 4688-II	0.0040	—	—	—	—	—	—	88	0.08	—	5.10
UM 523	0.0030	1.25	-3.89	—	-0.50	—	—	30	—	—	1.70
UM 533	0.0040	—	—	—	—	—	—	101	—	—	7.30
TO 1258-363	0.0150	1.26	-3.84	—	-0.46	-6.41	0.0690	42	0.60	—	6.40
UM 601	0.0280	0.81	-3.51	-0.87	—	-5.80	0.0770	22	0.37	—	6.00
N5291KNOTB	0.0140	1.06	-3.68	-1.07	-0.61	-6.05	0.0410	100	0.68	—	1.70
UM 623	0.0340	1.00	-3.61	-1.18	—	-6.07	—	43	1.06	—	3.30
TO 1358-325	0.0030	1.18	-3.87	—	-0.79	-6.37	0.0880	166	0.13	—	6.40
TO 1400-397	0.0290	1.20	-3.87	—	—	—	—	65	0.21	—	2.90
UM 653	0.0380	1.12	-3.75	-1.67	-0.74	—	—	54	0.07	—	3.40
TO 2010-382	0.0190	—	—	—	—	—	—	13	0.12	—	6.80
TO 2016-394	0.0090	—	—	—	—	—	—	8	0.09	—	13.90
TO 2151-410	0.0330	—	—	—	—	—	—	21	0.87	—	31.60
UM 163	0.0320	—	—	—	—	—	—	4	1.41	—	7.30
UM 167	0.0090	0.83	-3.51	-0.85	-0.37	-5.96	0.0560	28	0.94	—	20.80
UM 3	0.0210	1.08	-3.80	—	—	—	—	33	0.20	—	1.70
UM 4E	0.0200	1.43	-3.86	—	—	—	—	5	0.80	—	2.30
UM 4W	0.0210	1.30	-3.86	-1.84	-0.53	—	0.0740	30	0.80	—	2.90
UM 5	0.0180	1.14	-3.70	-1.03	—	-6.15	0.1400	6	0.67	—	8.00
UM 13N	0.0440	0.84	-3.54	—	—	—	—	51	0.16	—	1.00