

29  
2ej.



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**MORFOLOGIA Y ESPECTROSCOPIA  
DE GALAXIAS H II**

**T E S I S**  
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE  
F I S I C O  
P R E S E N T A :  
SELENE BEATRIZ MEDINA CRESPO

México, D. F.



1994

**FACULTAD DE CIENCIAS  
COMISION ESCOLAR**

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional  
Autónoma de México



## **UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso**

### **DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis está protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Quiero agradecer a mis padres por el apoyo, cariño y comprensión incondicionales que me han brindado siempre. A Violeta y Oya por ser mis mejores amigas y por su gran soporte en los momentos más difíciles. A Javier por su compañía y por darme todo el apoyo y aliento para seguir adelante.

Agradezco especialmente a la Dra. Miriam Peña el haber aceptado dirigir esta tesis, por todas las horas dedicadas a aclarar mis dudas, por sus enseñanzas y comentarios que hicieron posible la realización de todo el trabajo y por su inagotable paciencia gracias a la cual pude concluir esta tesis.

Agradezco a: Dra. Miriam Peña, Dr. Jorge Cantó, Dra. Margarita Rosado, Dr. Julio Martinell y M. en C. Julieta Fierro por haber aceptado fungir como sinodales y por todos sus valiosos comentarios y correcciones que ayudaron a mejorar este trabajo.

Doy las gracias al Instituto de Astronomía de la UNAM por todas las facilidades que hicieron posible la elaboración de esta Tesis. Gracias a todo el personal de cómputo y especialmente a Luis Artemio Martínez por toda la ayuda que recibí en incontables ocasiones. A todo el personal del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir le agradezco todo el apoyo brindado durante la temporada de observación en la que se realizó la mayor parte de este trabajo.

Agradezco a mis mejores amigos por todo el apoyo, confianza y cariño que siempre he recibido de ellos: Luciano G.B., Erika C.G., Estela F.H., Gemma P.M., Jorge D.A., Ofelia T.J., Catalina T.J., Laura, Ana Ma. G.G., Cristobal M.H., Patricia A.C., Jorge O.G., Alberto R.V., Adolfo Z.M., Luis R., Sombra R.A., Lorena A.M., Yaniré G., Cristina G.C., Bárbara P.S., Pedro P. y Ramón M.. Gracias por seguir siendo mis amigos.

Gracias también a la banda en general por haberme aceptado y acogido en su seno.

Agradezco a mi mamá, DGAPA y al proyecto IN 100693 por el apoyo económico durante la realización de esta tesis.

# INDICE

<b>RESUMEN.</b>	1
<b>1. INTRODUCCION.</b>	3
<b>2. LAS GALAXIAS HII.</b>	6
<b>2.1 Las Regiones HII (RHII).</b>	6
2.1.1 Condiciones del medio interestelar.	6
2.1.2 Regiones ionizadas.	7
2.1.3 Estructura de ionización.	11
2.1.4 Expansión de RHII.	12
<b>2.2 Determinación de las condiciones físicas de las RHII.</b>	
2.2.1 Temperatura y densidad electrónicas.	16
2.2.2 Abundancias iónicas.	20
<b>2.3 Las Galaxias HII (GHII).</b>	22
<b>3. MORFOLOGIA DE GHII.</b>	24
<b>3.1 Clasificación morfológica de GHII.</b>	24
<b>3.2 Clasificación morfológica de las GHII del Survey de Calán-Tololo.</b>	27
3.2.1 Obtención y reducción de los datos.	28
3.2.2 Medición de tamaños angulares.	29

<b>4. ESPECTROSCOPIA DE GHII. hfill 43</b>	
4.1 Obtención y reducción de los datos.	43
4.2 Medición y corrección de las líneas.	43
4.3 Abundancias totales.	56
<b>5. RELACION ENTRE LA MORFOLOGIA Y LAS CONDICIONES FISICAS.</b>	62
5.1 Características de la muestra.	62
5.2 Relaciones entre la composición química, las características fotométricas y morfológicas.	63
5.3 Relaciones entre las abundancias químicas y las condiciones físicas.	64
<b>6. CONCLUSIONES.</b>	74
<b>REFERENCIAS.</b>	76

## RESUMEN

Las galaxias HII (**GHII**) son galaxias poco evolucionadas, de baja masa y baja metalicidad. En general su morfología es de tipo irregular o compacta. Se caracterizan por presentar formación estelar intensa que involucra a la mayor parte del objeto. Las estrellas jóvenes y calientes recién formadas ionizan el gas circundante y la galaxia muestra un espectro característico de gas ionizado de baja densidad. Su estudio proporciona información sobre la etapa temprana de formación de galaxias, la formación masiva de estrellas en condiciones de baja metalicidad y la evolución química de las galaxias.

En este trabajo se presenta una muestra de 36 **GHII** constituida por objetos del *Survey* de Calán-Tololo y del *Survey* de la Universidad de Michigan.

Se tomaron imágenes de cada una de las **GHII** de la muestra con diferentes filtros (B, V, R, I). A partir de las imágenes obtenidas, se midió el tamaño angular de cada una de las **GHII** de la muestra, determinándose el diámetro físico en cada caso y clasificándolas según la morfología y el tamaño presentados. Se encontró que el 86 % de las **GHII** aquí estudiadas son galaxias irregulares o compactas de diámetros muy pequeños ( $\sim 2$  kpc).

A partir de datos espectroscópicos, se midieron y corrigieron por extinción los cocientes de las intensidades de las líneas más brillantes con respecto a la línea  $H\beta$  (de la serie de Balmer para el hidrógeno). Con la ayuda de los cocientes de las líneas de los iones O[III] y S[II] y de modelos de ionización, se determinó la temperatura y densidad electrónicas en cada una de las **GHII** para las que se contaba con datos espectroscópicos confiables. También se determinaron abundancias iónicas y, en los casos en que era posible, las abundancias totales de los elementos presentes en la nebulosa. El total de las **GHII**, para quienes pudo hacerse este tratamiento en esta muestra, fue 13.

Se investigó la existencia de posibles correlaciones entre parámetros físicos de la región ionizada, como temperatura electrónica, densidad electrónica, abundancias químicas y la morfología del objeto.

No se encontró una relación evidente entre ninguno de los parámetros y la morfología. Se observaron algunas tendencias, pero ninguna era lo suficientemente clara; además la muestra es demasiado pequeña como para sacar una conclusión definitiva a este respecto.

Sin embargo, sí se encontraron algunas relaciones significativas, tales como una relación muy estrecha entre las abundancias del ión  $O^+$  y del ión  $S^+$ , así como una relación no tan estrecha como la anterior, pero lo suficientemente clara, entre la abundancia del ión  $S^+$  y la temperatura electrónica. También se encontró una clara relación entre la abundancia del oxígeno y la abundancia del neón, dentro de la nebulosa, lo cual ya había sido reportado previamente en la literatura.

Esta muestra es demasiado pequeña como para sacar conclusiones definitivas en el sentido de que no existe una relación evidente y/o estrecha entre las condiciones físicas y la morfología de las **GIII**. Es necesario aumentar el número de los objetos de estudio y obtener mejores datos espectrofotométricos para disminuir el rango de error y obtener así resultados más confiables.

## 1. INTRODUCCION

Las Galaxias HII (**GHII**) se caracterizan por ser de baja luminosidad, presentan exceso en el continuo ultravioleta UV con relación a la emisión en el visible y tienen características espectrales similares a las de las regiones HII (**RHII**) gigantes que delimitan los brazos de las galaxias espirales. Es decir, sus espectros muestran un continuo débil casi plano y numerosas líneas en emisión, a diferencia de las galaxias normales que presentan espectros continuos de tipo estelar.

El estudio de estos objetos se inició con los *surveys* fotométricos orientados a detectar objetos que presentarían grandes excesos en el UV (Haro 1956, Zwicky 1967).

Posteriormente algunas **GHII** fueron detectadas en *surveys* espectroscópicos con prisma objetivo orientados a seleccionar aquellos objetos que presentarían excesos del flujo del continuo UV o bien espectros con líneas en emisión. Algunos de los más amplios han sido: el *Survey* del Observatorio de Byurakan (Markarian 1967, Markarian 1981), el *Survey* de Tololo hecho por Smith, Aguirre, Zemelman (1976); el *Survey* de la Universidad de Michigan, elaborado por MacAlpine y Williams (1981), el *Survey* de Calán-Tololo realizado por Maza et al. (1989), el *survey* espectrofotométrico de **GHII** realizado por Terlevich et al. (1991) (en adelante llamado CEGHII) y el Segundo *Survey* del Observatorio de Byurakan realizado por Markarian et al. (1989).

Searle y Sargent (1970) notaron que algunos objetos extragalácticos de baja luminosidad y baja masa presentaban espectros similares a los de las **RHII** galácticas y, como eran de forma irregular o compacta (cuasi-estelar), les denominaron Regiones HII Extragalácticas aisladas; la explicación que Searle y Sargent le dieron a la similitud entre las características espectrales de estas galaxias y las **RHII** galácticas es que la zona emisora corresponde a una zona de gas ionizado por numerosas estrellas de tipo temprano (asociaciones OB), lo cual explica el aumento del continuo hacia las regiones azules del espectro y la cantidad de fotones capaces de ionizar al gas circundante.

A medida que fueron aumentando los estudios sobre este tipo de galaxias, se notó que se trataba de galaxias de baja luminosidad y que las características espectrales provenían de zonas donde se estaba llevando a cabo una etapa de formación estelar intensa (Kunth et al. 1985), por lo que, posteriormente, Campbell, Terlevich y Melnick (1986) sugirieron llamarlas **Galaxias HII**.

Una de las peculiaridades de las **GHII** es el brote tan violento de formación estelar que presentan. Se ha demostrado que una galaxia cuya masa sea tan pequeña, no puede mantener una formación estelar tan violenta durante toda su vida, suponiendo que el tiempo de vida promedio es de  $\tau \sim 10^9$  años.

Debido a esto, se ha sugerido que, o bien se trata de "brotes" de formación estelar que se presentan eventualmente en alguna región de la Galaxia, o bien que se trata de galaxias jóvenes formando su primera generación de estrellas.

Las líneas en emisión más intensas en este tipo de objetos son líneas de recombinación de H y He y las producidas por excitación colisional de los electrones en los niveles atómicos, las cuales son llamadas líneas "prohibidas" debido a que son emitidas mediante transiciones electrónicas de muy baja probabilidad. Éstas son muy frecuentes en el medio interestelar ionizado, ya que las densidades son muy bajas y permiten el decaimiento radiativo produciendo una emisión de un "fotón prohibido" antes de que ocurra una colisión que desexcite al átomo. Es mediante estas líneas y las de recombinación que es posible hacer una estimación de abundancias iónicas, composición química y condiciones físicas (tales como la temperatura y densidad electrónicas  $T_e$  y  $N_e$ ) de la nebulosa.

Las abundancias de elementos pesados determinadas a través de estas líneas han revelado que las **GHII** son objetos de baja metalicidad en comparación con las abundancias típicas en la vecindad solar. La proporción va de 1/3 a 1/30 veces la metalicidad solar y, en el caso de la galaxia IZw18, esta proporción es 1/50 del valor solar (Dufour, Garnett, Shields 1988).

En lo referente a la morfología, las **GHII** muestran apariencias irregulares y cuasi-estelares. En general son de dimensiones pequeñas (típicamente entre 2 y 4 kpc) y, a veces, presentan varias regiones de emisión distribuidas por toda la galaxia, siendo la más grande de donde proviene la mayor parte de la luz detectada.

Salzer, MacAlpine y Boroson (1989) (en adelante SMB) clasificaron las galaxias con líneas en emisión en varios tipos según su morfología y basándose también en resultados fotométricos que realizaron en ese trabajo. Por su parte, Campos-Aguilar y Moles (1991), también hicieron una clasificación morfológica para las **GHII**.

En este trabajo se estudian las características morfológicas y espectroscópicas de un conjunto de 36 **GIII** del *Survey* Calán-Tololo (Maza et al. 1991), utilizando la clasificación hecha por SMB y, sólo con fines de comparación, la de Campos-Aguilar y Moles (1991). Para fines de completez, se agregaron 14 objetos de la lista dada por SMB.

El capítulo 2 presenta la descripción de los procesos físicos de las **RHII** extendiéndose a las **GIII**. En el capítulo 3 se presentan las características morfológicas de las **GIII** estudiadas en este trabajo utilizando imágenes directas con filtros de banda ancha, obtenidos por nosotros en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN). Los objetos se clasifican de acuerdo a SMB y Campos-Aguilar y Moles (1991). El trabajo realizado sobre datos espectrofotométricos nuevos, así como la determinación de las condiciones físicas, abundancias iónicas y totales de las **GIII** de este trabajo, se presenta en el capítulo 4. En el capítulo 5 se presentan las relaciones obtenidas entre los resultados espectroscópicos y las clasificaciones morfológicas. Las conclusiones se presentan en el capítulo 6.

## 2. LAS GALAXIAS HII.

### 2.1 Las Regiones HII (RHII).

#### 2.1.1 Condiciones del medio interestelar.

El medio interestelar (MI) está compuesto de gas y polvo que puede encontrarse en conglomerados de diferentes condiciones físicas. El gas y polvo en la galaxia se encuentran localizado preferentemente en el disco galáctico. Algunas de estas condiciones físicas son:

- a) *Medio difuso*: Se detecta por medio de la emisión de  $H^0$  en 21 cm; la densidad típica es  $\sim 0.1$  partículas por  $\text{cm}^3$  y las temperaturas de  $10^2$ - $10^3$  K. Está constituido principalmente por H y He que constituyen el 99 % de la masa y algunas trazas de elementos pesados como O, C, Si, N, S, Ne, Fe y Cl. Esta composición química se mantiene prácticamente invariable (excepto algunas pequeñas variaciones en los elementos pesados) en todo el universo observable.
- b) *Nubes moleculares*: Está formado por gas molecular ( $H_2$ , CO,  $H_2O$ ,  $NH_3$ ) y polvo con densidades  $\sim 10^3$ - $10^6$  partículas por  $\text{cm}^3$  y temperaturas del orden  $\sim 10$ -30 K. Estas nubes son conglomerados con tamaños característicos de unos cuantos kpc y se encuentran en el disco galáctico con una escala de altura de aproximadamente 200 pc.
- c) *Nebulosas brillantes*: Hay de dos tipos, de reflexión y de emisión. En el primero el gas, que se encuentra neutro y mezclado con polvo interestelar, refleja la luz de una estrella vecina brillante. El segundo tipo es una nebulosa constituida de gas ionizado rodeando una estrella caliente ( $\geq 30\,000$  K). Estas nebulosas son comunes en torno a estrellas O y B. Contienen principalmente  $H^+$ ,  $e^-$ . Estas nebulosas de emisión se llaman *Regiones HII (RHII)* y se localizan en el disco de la galaxia delineando los brazos espirales.
- d) *Nebulosas planetarias*: Otro tipo de nebulosas ionizadas es la formada por materia eyectada por una gigante roja y que luego es ionizada por el núcleo estelar que tiene gran temperatura superficial. En general tienen forma esférica y son más homogéneas que las anteriores.

- e) *Remanentes de supernova*: También es gas ionizado. La explosión de la supernova hace que el gas de la atmósfera estelar salga eyectado a grandes velocidades, produciendo un frente de choque muy fuerte. El gas del MI es barrido y ionizado debido a estas ondas de choque.

### 2.1.2 Regiones ionizadas.

Aquí se describirán las características físicas más importantes que presenta el gas ionizado de las **RHII** en general.

#### i) Temperatura cinética.

Supongamos un gas monoatómico de densidad  $n$  ( $\text{cm}^{-3}$ ), a una temperatura  $T$ .

Mediante algunos procesos de calentamiento y enfriamiento, el gas del medio interestelar (MI) sufre cambios de temperatura, lo cual resulta en un cambio de la energía interna del gas. Si  $\Gamma$  ( $\text{ergs cm}^{-3} \text{seg}^{-1}$ ) es la tasa de energía interna ganada por el gas y  $\Lambda$  ( $\text{ergs cm}^{-3} \text{seg}^{-1}$ ) es la tasa de energía interna perdida por el gas, el cambio de energía interna por unidad de volumen está dado por:

$$\frac{dE_{\text{int}}}{dt} = n \frac{d}{dt} \frac{3}{2} kT - kT \frac{dn}{dt} = \Gamma - \Lambda .$$

Como la **RHII** es estable, es necesario que exista un equilibrio entre los mecanismos de calentamiento y enfriamiento, por lo que, en condiciones de equilibrio ( $n, T$  ctes.):

$$\Gamma = \Lambda ,$$

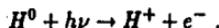
por lo que este equilibrio determina una temperatura  $T$  con la que permanece el gas en lo subsiguiente, mientras se mantenga el equilibrio.

El mecanismo de enfriamiento en las nebulosas es por radiación, siendo el proceso de **excitación colisional**, seguido de la desexcitación radiativa, el mecanismo de enfriamiento más importante. Otro proceso de enfriamiento por radiación es la **emisión libre-libre** o **bremstrahlung**. La recombinación es otro mecanismo que tiene un lugar muy importante en el enfriamiento del gas.

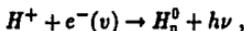
## ii) Equilibrio de ionización.

En las RHII, el gas se mantiene ionizado por la presencia de fotones UV provenientes de la estrella. La zona de gas ionizado está muy bien delimitada y, en caso homogéneo e isotrópico queda contenido en una esfera llamada *esfera de Strömgren*, en honor a B. Strömgren, astrónomo sueco, quien estudió la estructura de estas zonas encontrando que, dentro de estas regiones, el material prácticamente se encuentra totalmente ionizado (Strömgren 1939). También encontró que las regiones están rodeadas de gas neutro y la zona de transición es muy angosta, por lo que se puede definir un radio para la región de gas ionizado llamado *radio de Strömgren* ( $R_S$ ). Dentro de este radio se llevan a cabo ionizaciones y recombinaciones alcanzando un equilibrio de ionización.

Consideremos un gas constituido solamente por átomos de H en el estado base. La fotoionización ocurre cuando los fotones UV, de energía  $h\nu$ , emitidos por la estrella ionizan los átomos neutros del gas al transmitir energía a los átomos de manera que éstos pierden un electrón de sus capas más externas:



La recombinación es el proceso inverso:



y el electrón puede quedar ligado en cualquier nivel excitado  $n$  del  $H^0$ . Conviene hacer notar que las recombinaciones a nivel base tienen energía suficiente como para ionizar otros átomos neutros (i.e.  $h\nu \geq 13.6\text{eV}$ ).

En un elemento de volumen dado, la tasa de recombinación (el número total de recombinaciones por unidad de volumen por unidad de tiempo), se puede expresar como:

$$R = \beta n(e) n(H^+) ,$$

donde  $n(e)$  es la densidad de electrones en el gas,  $n(H^+)$  es la densidad de protones en el gas y  $\beta$  es el coeficiente de recombinación a todos los niveles que depende de la temperatura como (Osterbrock 1989):

$$\beta(T) = 2 \times 10^{-10} T^{-3/2} \text{ cm}^3 \text{ seg}^{-1} .$$

El coeficiente  $\beta$  es la suma de los coeficientes de recombinación a todos los niveles posibles de manera que, si  $\beta_n$  es el coeficiente de recombinación al nivel  $n$ , entonces:

$$\beta = \sum_{n=1}^{\infty} \beta_n.$$

Si  $N_*$  es la tasa de fotones ionizantes emitidos por la estrella, el flujo de fotones ionizantes emitidos por la estrella se escribirá:

$$J_* = \frac{N_*}{4\pi R^2},$$

donde  $R$  es la distancia entre la estrella ionizante y el elemento de volumen considerado.

Si en un elemento de volumen dado,  $J$  es el flujo total de fotones ionizantes, entonces corresponde a la suma del flujo de los fotones ionizantes emitidos por la estrella  $J_*$  y el flujo de la radiación difusa debida a recombinaciones  $J_D$ :

$$J = J_* + J_D.$$

Si  $\alpha$  es la sección eficaz de fotoionización de H y  $n_H$  es la densidad de átomos de hidrógeno neutro del gas neutro, entonces el número de fotoionizaciones por unidad de volumen por unidad de tiempo es:

$$\alpha n_H J.$$

Suponiendo que se trata de un gas constituido únicamente de H el cual se encuentra totalmente ionizado (i.e.  $n(e) = n(H^+) = n$ ), en equilibrio de ionización se debe cumplir que, en una unidad de volumen, la tasa de recombinación sea igual a la tasa de fotoionización:

$$\alpha n_H J = \beta n^2 \tag{2.1}$$

$$\Rightarrow \alpha n_H J = \beta_1 n^2 + n^2 \sum_{n=2}^{\infty} \beta_n.$$

Para los fotones con energías  $h\nu \geq 13.6\text{eV}$ , que corresponden al continuo de Lyman del H, la nebulosa resulta opaca mientras que los fotones con energías  $h\nu \leq 13.6\text{eV}$  se escapan, por lo que la nebulosa resulta transparente para ellos.

De manera que si:

$$\alpha n_H (J_* + J_D) = \beta_1 n^2 + n^2 \sum_{n=2}^{\infty} \beta_n ,$$

y, si se hace la suposición de que todos los fotones ionizantes producidos por la radiación difusa se absorben en el mismo lugar donde son producidos (aproximación *on the spot*, entonces se tiene que:

$$\alpha n_H J_D = \beta_1 n^2 ,$$

por lo que:

$$\alpha n_H J_* = n^2 \beta_2 , \quad \beta_2 = \sum_{n=2}^{\infty} \beta_n \quad [2.2]$$

La integración de la ecuación [2.2] para todo el volumen definido por el  $R_S$  conduce a (Osterbrock 1989):

$$N_* = \frac{4}{3}\pi R_S^3 \beta_2 n^2 ,$$

de donde se deriva:

$$R_S = \left( \frac{3N_*}{4\pi\beta_2 n^2} \right)^{\frac{1}{3}} .$$

De donde se ve que el tamaño de una región fotoionizada en un medio homogéneo depende de la fuente central por medio de  $N_*$  y de la densidad  $n$ .

Las **RHII** reales no tienen simetría esférica ni tampoco son perfectamente homogéneas, sin embargo los modelos homogéneos y simétricos dan una buena descripción

y permiten comprender muchas de las características observadas en las **RHII**. Debido a esto, por lo general se utiliza un modelo de nebulosa usando solamente un medio uniforme con densidad y factor de llenado o *filling factor* independientes del radio para representar la física de una **RHII** galáctica (McCall, Rybsky, Shields 1985).

El factor de llenado o *filling factor* representa la proporción de espacios llenos de gas a espacio total dentro de la nebulosa, es decir,  $f = \frac{V_{\text{ionizada}}}{V_{\text{total}}}$ , proporciona una idea de qué tan homogéneamente está distribuido el gas ionizado dentro de la *esfera de Strömgen*.

Los modelos más sencillos consideran a las **RHII**, entonces, con simetría esférica y al gas homogéneamente distribuido dentro de la *esfera de Strömgen*.

### 2.1.3 Estructura de ionización.

Para que una estrella produzca una **RHII** significativa necesita tener una temperatura:

$$T_{eff} \geq 30\,000\text{ K} ,$$

es decir, se trata de estrellas con tipo espectral más temprano que B0.

A estas temperaturas, la estrella emite una alta proporción de fotones energéticos capaces de ionizar H y algunos elementos pesados, cuyos potenciales de ionización sean del orden del potencial de ionización del H ( $I_H = 13.6\text{eV}$ ), como son: C, N, O, Ne, S, etc.

Cuando la estrella tiene una temperatura:

$$T_{eff} \geq 40\,000\text{ K} ,$$

la energía de los fotones emitidos será tal que podrán producirse elementos de mayor grado de ionización tales como:  $O^{2+}$ ,  $N^{2+}$ ,  $C^{2+}$  y habrá gran cantidad de fotones con energía suficiente como para que exista  $He^+$ . El *radio de Strömgen* ( $R_S$ ) de estas regiones será mayor que el del caso anterior cuando las condiciones de densidad del gas sean las mismas, ya que el número de fotones ionizantes  $N_*$  crece substancialmente con la temperatura de la estrella  $T_*$ .

Los iones no se encuentran distribuidos al azar dentro de la región, sino que se **estratifican**, lo cual quiere decir que los elementos de más alto grado de ionización se encuentran en una región más cercana a la estrella, mientras que los de menor grado de ionización se

encontrarán en las capas más externas de la región (Fig. 2.1). La temperatura del gas será más alta en las zonas más internas y será menos caliente en las capas más alejadas de la estrella ionizante.

Estrellas con temperaturas de:

$$T_* \geq 60\,000 \text{ K},$$

ionizarán **RHII** donde la zona más cercana a la estrella contiene iones como  $\text{He}^{+2}$ ,  $\text{C}^{+3}$ ,  $\text{C}^{+4}$ ,  $\text{N}^{+3}$ ,  $\text{N}^{+4}$ ,  $\text{O}^{+3}$ , etc.

### 2.1.4 Expansión de RHII.

En esta subsección se incluye por completez algo de la dinámica de las **RHII**, aunque no será utilizado más adelante en este trabajo.

Sabemos que el *radio de Strömgen*  $R_S$  de una **RHII** de H puro está dado por:

$$R_S = \left( \frac{3 N_*}{4\pi \beta_2 n^2} \right)^{\frac{1}{2}},$$

donde  $n$  es la densidad del material ionizado dentro de la región y  $\beta_2$  es el coeficiente de recombinación a todos los niveles con número cuántico principal  $n \geq 2$ .

El flujo de fotones ionizantes emitidos por la estrella ioniza primeramente al gas inmediatamente circundante a la estrella. Una vez que la región se encuentra ionizada, algunos iones se recombinan y son fotoionizados por nuevos fotones de la estrella. Este proceso continúa hasta que se alcanza un equilibrio de fotoionización en esa zona.

Como la estrella continúa emitiendo fotones y como la región antes ionizada se encuentra en equilibrio, los fotones de alta energía atraviesan dicha región y llegan hasta el gas neutro que envuelve al gas ionizado, ionizándose a su vez, alcanzando el equilibrio tal como se explicó anteriormente.

De esta manera, se van formando capas sucesivas de gas ionizado a medida que los fotones emitidos por la estrella van atravesando las regiones ionizadas en equilibrio.

Al llevarse a cabo este proceso, la región total de gas ionizado circundante a la estrella va aumentando su tamaño de manera que, si  $J_*$  es el flujo de fotones ionizantes a una distancia  $R$  de la estrella, entonces:

$$J_* dt = n dR,$$

por lo que el frente de ionización se propaga a una velocidad:

$$\frac{dR}{dt} = \frac{J_*}{n},$$

pero como:

$$J_* = \frac{N_*}{4\pi R^2} - \frac{1}{3}R n^2 \beta_2,$$

donde  $\frac{1}{3}RN^2\beta_2$  es el flujo de fotones necesarios para mantener ionizada la esfera, entonces:

$$\frac{dR}{dt} = \frac{N_*}{4\pi R^2 n} - \frac{1}{3}R n \beta_2$$

es la velocidad a la que aumenta el radio de la región ionizada (velocidad a la que se propaga el frente de ionización de la **RHII**).

A medida que el radio de la región ionizada se acerca a  $R_S$ , la velocidad de propagación del frente de ionización disminuye asintóticamente a cero, por lo que el radio de la región ionizada tiende asintóticamente al valor  $R_S$ . Sin embargo, al generarse esta región ionizada de alta temperatura y alta presión, ésta empezará a expandirse sobre el medio circundante más frío, tal como se explica a continuación.

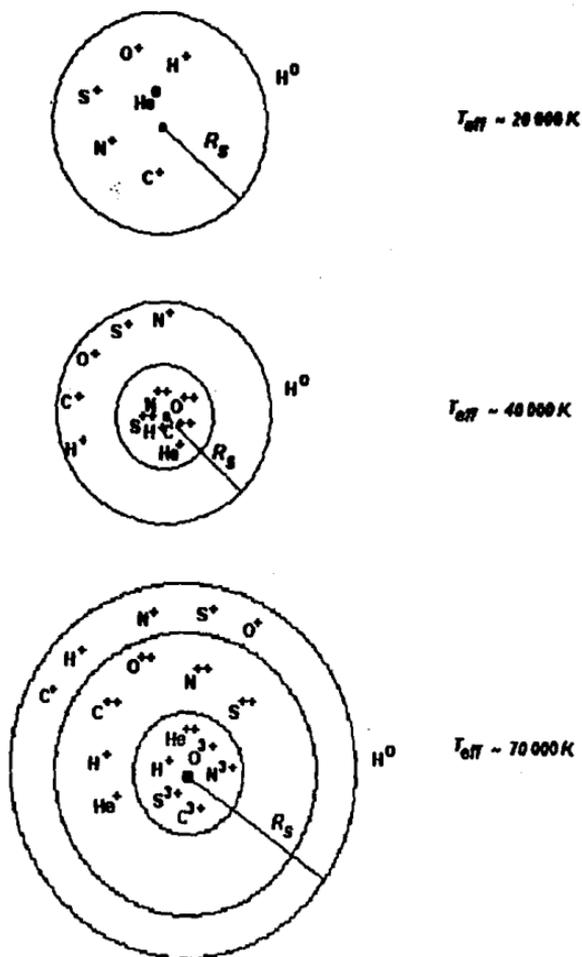


Fig. 2.1 Estructura de ionización para diferentes temperaturas efectivas  $T_{\text{eff}}$ , donde se muestra la estratificación de los iones dentro de la **RHII**.

Si se supone que el MI neutro externo tiene una temperatura típica  $T_0 \sim 100 \text{ K}$  y densidad  $n_0$ , se tendrá que la velocidad del sonido en el MI es:

$$a_0 = \left( \frac{kT}{\mu m_H} \right)^{\frac{1}{2}} \sim 1 \text{ km seg}^{-1},$$

y la presión a la que se encuentra el MI será:

$$P_0 = n_0 k T_0.$$

La región ionizada recién formada, en cambio, tiene una temperatura típica de  $T_1 \sim 10000 \text{ K}$  y densidad  $n_1 \sim 2n_0$ , por lo que la velocidad del sonido dentro de la región será:

$$a_1 \sim 10 \text{ km seg}^{-1},$$

y la presión que se ejerce sobre el medio externo será:

$$P_1 = 2n_0 k T_1.$$

Por lo tanto, se tiene que:

$$\frac{P_1}{P_0} = 2 \frac{T_1}{T_0} \sim 200,$$

por lo que el gas ionizado se expande generando una onda de choque y continuará expandiéndose hasta alcanzar el equilibrio de presión con el medio circundante.

A medida que la región ionizada se expande, su densidad disminuye, de manera que se necesitan menos fotones para mantener ionizado su interior (Ec. {2.2}). Esto hace que sobren fotones ionizantes que ionizarán material neutro circundante a medida que la región se expande en el MI. Esto hace que la región ionizada continúe creciendo en volumen e incorporando masa y continuará expandiéndose hasta que la estrella muera, lo que en general ocurre antes de que se alcance el equilibrio de presiones.

## 2.2 Determinación de las condiciones físicas de las RHII.

### 2.2.1 Temperatura y densidad electrónicas.

Como ya se dijo en la sección 2.1.2, la temperatura de los electrones en una nebulosa en equilibrio térmico está determinada por el equilibrio entre los procesos de calentamiento (básicamente por fotoionización) y los de enfriamiento (por recombinación, excitación colisional y emisión libre-libre).

Cuando un fotón de energía  $h\nu$  es absorbido e induce una ionización de hidrógeno desde el estado base, el fotoelectrón liberado tiene una energía inicial:

$$\frac{1}{2}mv^2 = h\nu - I_H.$$

En equilibrio de ionización estas fotoionizaciones están balanceadas por un número igual de recombinaciones.

En condiciones de equilibrio, todos los procesos de ganancia de energía están balanceados por todos los procesos de pérdida de energía por radiación. La radiación es debida a la excitación colisional de electrones de niveles ligados de los iones abundantes, a la recombinación posterior y a la emisión libre-libre, produciendo una emisión de fotones que pueden escapar de la nebulosa.

Si pudieran observarse todas las líneas en toda la región espectral desde el extremo UV hasta el lejano IR y radio, podría medirse directamente la tasa de enfriamiento en cada punto que se observe de la nebulosa.

El proceso de enfriamiento más eficiente es la emisión debida a excitación colisional. Este tipo de líneas de excitación colisional son llamadas "prohibidas" y provienen de niveles con algunos eV de diferencia con el estado base y que pueden excitarse por colisiones con electrones térmicos. Se llaman "prohibidas" porque provienen de transiciones electrónicas entre subniveles del mismo estado base. Tales transiciones son prohibidas por la regla de selección de conservación de paridad.

Muchas de las líneas más importantes emitidas por este proceso se encuentran en el visible, por ejemplo [OII] $\lambda\lambda$  3726,3729 y [OIII] $\lambda\lambda$  4959,5007.

La determinación de la temperatura electrónica del gas  $T_e$  puede hacerse comparando las intensidades de dos líneas de un mismo ión provenientes de niveles de muy diferentes energías de excitación. En este caso se usaron las líneas emitidas por el ión O(III)  $\lambda\lambda$  4363, 5007 para hacer una estimación de la temperatura electrónica del gas  $T_e$ . En la Fig. 2.2 se muestra la configuración electrónica del ión [OIII] y las transiciones a las que corresponden las líneas mencionadas.

El cociente 5007/4363 se relaciona con la  $T_e$  mediante una expresión del tipo (Osterbrock 1989):

$$\frac{j(5007)}{j(4363)} = \frac{7.73 \exp(3.29 \times 10^4/T)}{1 + 4.5 \times 10^4(N_e/T^{1/2})}$$

asociando una  $T_e$  para diferentes valores de densidad.

En este trabajo se utilizaron los cálculos realizados por Torres-Peimbert y Peña (1990) para estimar la  $T_e$  a partir del cociente 5007/4363 (Fig. 2.3.a).

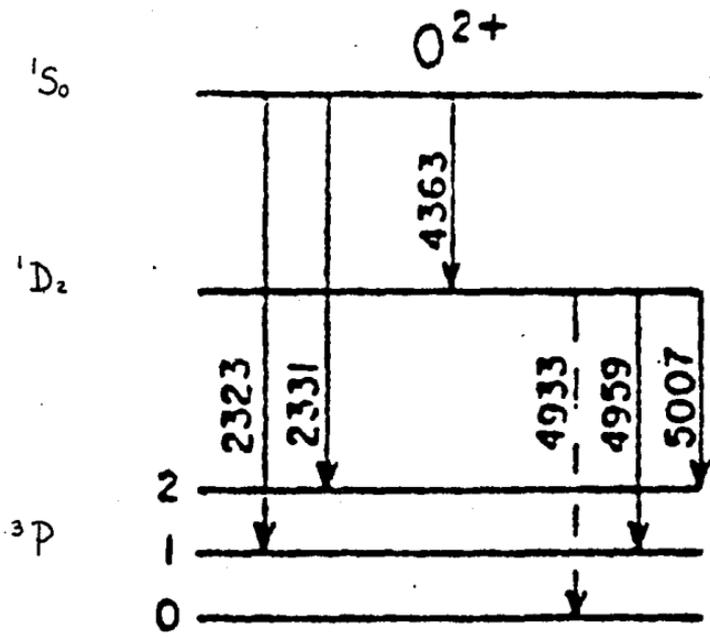


Fig. 2.3 Configuración electrónica del ión  $[OIII]$ .

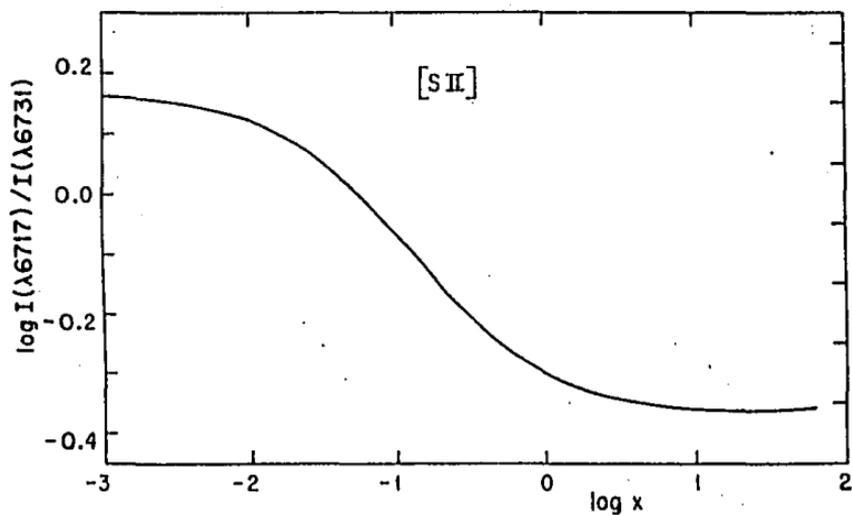
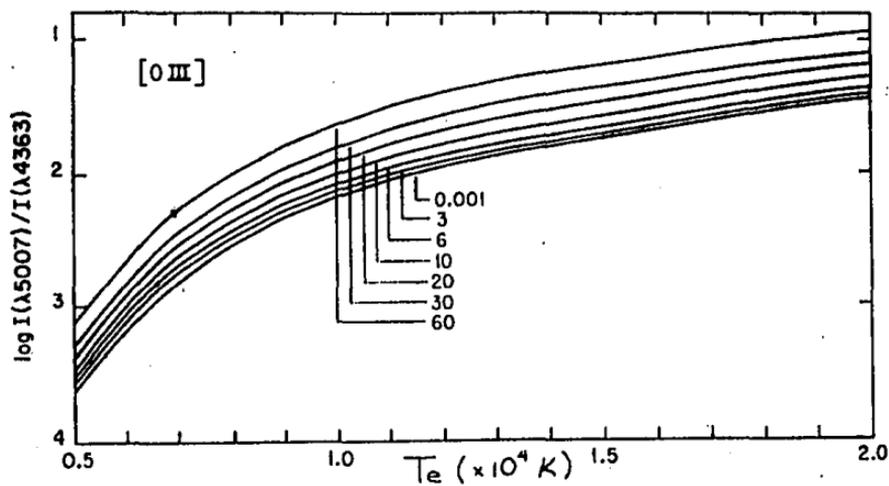


Fig. 2.3: a) Diagnóstico de temperatura para las líneas de [OIII] $\lambda\lambda$  4363, 5007, para diferentes valores de  $x$ ;  
 b) Diagnóstico de densidades de las líneas de [SII] $\lambda\lambda$  6731, 6717.  
 En ambos casos  $x = 10^{-2} N_e / T_e^3$ .

La densidad electrónica  $N_e$  promedio en una nebulosa puede medirse observando los efectos de densidad en la excitación y en la desexcitación colisional. Esto se hace comparando las intensidades de dos líneas provenientes del mismo ión emitidas por diferentes niveles con casi la misma energía de excitación, de modo que el cociente de intensidades relativas a dos niveles dependen solamente de las tasas de excitación colisional que, a su vez, son muy dependientes de  $N_e$ .

Para determinar la densidad electrónica  $N_e$  se usaron las líneas  $\lambda\lambda$  6717 y 6731 del ión  $S^+$ . Estas líneas provienen de niveles con energías de excitación similares, por lo que el cociente resulta insensible a la  $T_e$  y muy dependiente de la  $N_e$ .

En este caso, se resuelven las ecuaciones de equilibrio estadístico y se utilizan los cocientes de intensidades de las líneas del ión  $S^+$  de manera análoga que los cocientes de las líneas del ión  $O^{+2}$  utilizadas para la determinación de la  $T_e$ .

También para calcular la  $N_e$  se utilizaron los cálculos realizados por Torres-Peimbert y Peña (1990) (Fig. 2.3.b).

### 2.2.2 Abundancias iónicas.

Como las líneas en emisión de los espectros en las regiones HII extragalácticas (RHIIE) son en general ópticamente delgadas, puede considerarse que las intensidades medidas de las líneas ofrecen información suficiente para determinar la abundancia del ión que produce dichas líneas.

La intensidad de la radiación emitida por un ión  $X^{+m}$  en una longitud de onda  $\lambda$  depende de la abundancia del ión  $N(X^{+m})$ , de la densidad electrónica  $N_e$  y del coeficiente de emisividad de la línea  $\epsilon$ , el cual depende de los parámetros de los niveles atómicos involucrados en la transición y de la temperatura electrónica  $T_e$ , de manera que:

$$I(\lambda, X^{+m}) = \int N(X^{+m}) N_e \epsilon(\lambda, T_e) ds .$$

En el caso de líneas de recombinación se tiene que:

$$\epsilon \approx T^{-l}, \quad l \approx 1,$$

por lo que las abundancias de H y He calculadas usando sus líneas de recombinación no son muy dependientes de la temperatura.

En el caso de los elementos pesados, cuyas líneas más intensas en el visible son de excitación colisional, el coeficiente de emisividad  $\epsilon$  depende fuertemente de la temperatura, lo cual introduce un factor de error importante en la determinación de la abundancia iónica debido a la imprecisión con la que se haya determinado  $T_e$  o de la existencia de fluctuaciones en la temperatura dentro de la región.

La expresión de la abundancia de un ión  $X^{+m}$  relativa a  $H^+$  puede expresarse como:

$$\frac{N(X^{+m})}{N(H^+)} = K(X^{+m}, \lambda, T_e, N_e) \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)},$$

donde  $K(X^{+m}, \lambda, T_e, N_e)$  es el cociente de emisividad de la línea relativa a la emisividad de  $H\beta$ :

$$K(X^{+m}, \lambda, T_e, N_e) = \frac{\epsilon(H\beta, T_e, N_e)}{\epsilon(X^{+m}, \lambda, T_e, N_e)}.$$

Por lo anterior,  $K$  es una función que depende de los parámetros atómicos del ión tales como los coeficientes de excitación colisional, las probabilidades de emisión espontánea e inducida y de las condiciones físicas de la zona.

$$K(X^{+m}, \lambda, T_e, N_e) = \frac{h\nu(H\beta) \alpha_{ef}(H\beta)}{h\nu(\lambda) q(\lambda)},$$

donde  $\alpha_{ef}(H\beta)$  es el coeficiente de recombinación efectivo para  $H\beta$  y  $q(\lambda)$  es el coeficiente de excitación colisional de la línea (Torres-Peimbert y Peña 1990).

Para estimar el valor de  $K$  para los iones de interés en este trabajo, se utilizaron las funciones calculadas por Torres-Peimbert y Peña (1990), las cuales asignan un valor para  $K$  dependiendo del ión de que se trate, de la temperatura electrónica  $T_e$  y de la densidad electrónica  $N_e$  que se hayan calculado para la región en cuestión.

Las funciones  $K$  dependen muy fuertemente de las condiciones físicas de la región como la  $N_e$  y, mayormente, de  $T_e$ .

Teniendo que:

$$\log \frac{N(X^{+m})}{N(H^+)} = \log K + \log \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)},$$

se calcularon las abundancias iónicas  $O^+$ ,  $O^{2+}$ ,  $S^+$ ,  $Ne^{2+}$ ,  $N^+$ ,  $He^+$  (cap. 4.3.1) para los 36 objetos estudiados en este trabajo.

### 2.3 Las Galaxias HII (GHII).

Las **GHII** son en general galaxias de baja luminosidad ( $-22 \leq M_B \leq -13$ ) y baja masa ( $\sim 10^9 M_\odot$ ) con tamaños de unos cuantos kpc.

Presentan espectros característicos de **RHII** extragalácticas gigantes. La emisión recibida proviene de una o más **RHII**, las cuales dominan la emisión de la galaxia.

Presentan bajas metalicidades y una alta fracción de masa de gas a masa total. Típicamente:

$$\frac{m_H}{m_T} \geq 0.1,$$

donde  $m_H$  es la masa de HI detectado por la emisión en 21 cm y  $m_T$  es la masa total de la galaxia (Osterbrock 1989).

Se ha demostrado que una galaxia de tan baja masa no puede sostener una tasa de formación estelar tan grande como la que presentan las **GHII** durante toda su vida, suponiendo que tienen el tiempo de vida típico de las galaxias  $\tau \sim 10^9$  años, por lo que se piensa que pueden tratarse de "brotes" de formación estelar que se presentan eventualmente y que se alternan con períodos de nula formación estelar.

Otra teoría sugiere que se tratan de galaxias muy jóvenes, de manera que el brote observado corresponde a la primera generación de estrellas.

Debido a la similitud entre los espectros de las **GHII** y las **RHII** extragalácticas gigantes, los mismos conceptos físicos que se utilizan para determinar las condiciones físicas y composición química en las **RHII**, se aplica a las **GHII**.

Ya se había mencionado que las líneas más intensas en los espectros de las **RHH** son las "prohibidas".

De éstas, las más importantes en el visible son:  $[\text{OIII}]\lambda\lambda$  4959, 5007,  $[\text{OII}]\lambda$  3727,  $[\text{NII}]\lambda$  6584 y  $[\text{SII}]\lambda\lambda$  6717, 6731, entre otras, ya que son la fuente principal de enfriamiento (Cap. 2.1.2) y es mediante estas líneas que es posible hacer una estimación de condiciones físicas tales como la temperatura y densidad electrónicas  $T_e$  y  $N_e$  de la nebulosa (Cap. 2.2.1) y de abundancias iónicas, metalicidad (Cap. 2.2.2).

### 3. MORFOLOGIA DE GHII

#### 3.1 Clasificación morfológica de GHII.

A partir de las listas IV y V del *Survey* de la Universidad de Michigan, SMB obtuvieron imágenes con filtro de banda ancha B y V y llevaron a cabo un estudio espectroscópico con prisma objetivo de 166 objetos que presentaban espectros con líneas en emisión. De las imágenes obtuvieron magnitudes absolutas ( $M_B$ ), colores B-V, diámetros aparentes de los objetos y sus morfologías. De la espectroscopía obtuvieron corrimientos al rojo, estimaciones del enrojecimiento, flujos, cocientes y anchos equivalentes de las líneas en emisión.

De estas observaciones encontraron que entre los objetos de las listas IV y V del *Survey* mencionado, habían varias galaxias con núcleo activo del tipo galaxias Seyfert y LINERS y otro tipo de galaxias que tenían excesos UV, espectros con líneas en emisión y que no presentaban características de galaxia con núcleo activo. Estas últimas corresponden a las Galaxias HII (GHII) y las clasificaron de acuerdo a la morfología y a las características fotométricas que presentan. La clasificación es la siguiente:

##### a) Galaxias de brote estelar nuclear (BEN).

Se definen así cuando se trata de brotes de formación estelar en núcleos compactos o semiestelares localizados en galaxias espirales de tamaños típicos. Se requiere que la galaxia tenga una morfología claramente espiral, lo que asegura que la región activa sea verdaderamente nuclear y no un punto caliente o *hot spot* cerca del centro que no esté bien resuelto. Sus espectros son muy similares a los de las RHII galácticas ricas en elementos pesados y se ha mostrado que son fotoionizadas por un gran número de estrellas OB típicas. El diámetro galáctico promedio para los objetos con esta clasificación es:  $D \sim 20$  kpc, y la magnitud absoluta promedio de toda la galaxia:  $M_B = -20.1$

##### b) Galaxias enanas amorfas de brote estelar nuclear (EABEN).

Éstas son mucho más pequeñas y menos luminosas que las BEN clásicas. Todas las galaxias de este tipo tienen disco simétrico y la emisión proviene de una región nuclear brillante (algunas veces estelar). Se les llama amorfas porque no presentan brazos y sus discos no tienen una forma definida.

Sus espectros también son similares a los de las **RHII** galácticas ricas en metales donde el gas se encuentra ionizado por un gran número de estrellas OB típicas. El tamaño y la magnitud absoluta correspondientes a esta clasificación son:  $D \sim 10$  kpc y  $M_B = -18.5$

c) *Galaxias HII con puntos calientes (PCHII).*

Casi siempre son galaxias irregulares. La región de emisión puede localizarse en cualquier región de la galaxia y puede estar formada de uno o más puntos calientes o *hot spots*; generalmente se encuentra fuera del centro. En la mayoría de los casos no existe evidencia contundente de una estructura organizada de disco. El espectro es típico de gas con metalicidad de intermedia a baja, ionizado por estrellas calientes. El tamaño típico para estos objetos es de  $D \sim 10$  kpc y su magnitud absoluta total promedio es de:  $M_B = -18.5$

d) *Galaxias HII enanas con puntos calientes (EPCHII).*

Estas galaxias son similares a las **PCHII**, pero más pequeñas y menos luminosas. Sus espectros son indistinguibles de los provenientes de las galaxias **PCHII**.

Los valores típicos de dimensión y brillo son:  $D \sim 3.8$  kpc y  $M_B = -16.5$

e) *Objetos Sargent-Searle (SS).*

Son los objetos más pequeños y menos luminosos de entre las galaxias con líneas en emisión. Los espectros de estos objetos han mostrado que son galaxias de muy baja metalicidad. Las dimensiones típicas de estos objetos son:  $D \leq 2$  kpc y sus magnitudes se encuentran alrededor de  $M_B = -14.0$

f) *Galaxias irregulares magallánicas (IM).*

Son irregulares con una o más **RHII** gigantes intensas. Tienen apariencias similares a la de la Nube Mayor de Magallanes.

g) *Galaxias irregulares gigantes (IG).*

Se parecen a las de tipo **IM**. Son irregulares y tienen puntos calientes (*hot spots*) de emisión muy lejos de la región central. Tienen corrimientos al rojo bajos y sus tamaños y luminosidades son parecidos a las **BEN** o Seyfert 2,  $D \sim 20$  kpc.

Por otro lado, Campos-Aguilar y Moles (1991) realizaron una clasificación para 71 objetos del Catálogo Espectrofotométrico de Galaxias HII (CEGHII).

En ese trabajo, Campos-Aguilar y Moles se concentraron en la búsqueda de galaxias masivas en las vecindades de las GHII para determinar la influencia del medio ambiente en la aparición de brotes de formación estelar. El criterio que siguieron para determinar si se trataba de un objeto aislado o no, fue la construcción de una caja de 1 Mpc (distancia proyectada tomando  $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1}$ ) y una diferencia en la velocidad de recesión menor que  $500 \text{ km s}^{-1}$ .

Dividieron la muestra de objetos de acuerdo a la metalicidad, colores IRAS, morfología y condiciones en las vecindades, resultando 4 grupos que se describen a continuación.

a) *Satélites.*

Son irregulares, muy pequeñas (del orden de unos cuantos kpc) y se encuentran acompañando a una galaxia mucho más grande, casi siempre espiral, como una galaxia satélite.

b) *Galaxias con brote estelar nuclear (BEN).*

La metalicidad y morfología general indican que son galaxias espirales normales que están experimentando brotes de formación estelar en el núcleo. El análisis de los índices de color IRAS  $60\mu\text{m}/100\mu\text{m}$  y  $25\mu\text{m}/100\mu\text{m}$  muestra que la importancia relativa del brote con respecto a toda la galaxia es moderado. En ese sentido son galaxias con un brote de formación estelar bien localizado.

Todos estos objetos tienen compañeras masivas y por tanto el candidato principal para el mecanismo disparador del brote puede ser la interacción gravitacional galaxia-galaxia. Diferentes análisis de galaxias "normales" interactuantes llevan a la conclusión de que la Tasa de Formación Estelar es mayor en situaciones de interacción, lo cual va en la misma dirección.

c) *Galaxias irregulares azules (IA).*

En el Catálogo del Centro para Astrofísica de Harvard-Smithsonian (CfA) clasifican algunas de estas galaxias como IM o enanas irregulares.

#### d) *Galaxias enanas azules compactas (EAC).*

Están caracterizadas por tener aspecto compacto, metalicidades menores que las típicas solares (i.e. menores que en galaxias normales) y cocientes  $25\mu\text{m}/100\mu\text{m}$  altos.

Esto indica que el brote es la propiedad dominante de estas galaxias. Campos-Aguilar y Moles (1991) encontraron que un 60 % de estos objetos son aislados. En este mismo trabajo encuentran cierta similitud entre las EAC y las BEN de la clasificación de SMB. Sin embargo, el ancho equivalente de  $H\beta$  tiende a ser mayor en las EAC que en las BEN. En este respecto sugieren que el brote en las EAC es más joven que en las BEN, lo cual podría deberse a una baja actividad de formación estelar en el pasado.

De hecho, Lequeux et al. (1979) mostraron que existe una estrecha correlación entre la masa y la metalicidad para galaxias irregulares y EAC. Sin embargo, interpretar este resultado en términos de más baja actividad de formación estelar y por tanto menor enriquecimiento químico no es tan directo, ya que podría solo reflejar la incapacidad no de producir estrellas sino de mantener los metales resultantes como una función de la masa.

Una evidencia clara es que existen EAC aisladas, lo cual hace difícil encontrar un factor desencadenante del brote de formación estelar.

Una vez que el proceso se inicia, parece -sin embargo- que es regulado por las propiedades de la galaxia, independientemente de la naturaleza del factor inductivo. Esto es lo que permite concluir la similaridad de propiedades entre las EAC aisladas y las no-aisladas.

En un trabajo posterior Campos-Aguilar, Moles, Masegosa (1993) relacionan a las galaxias del EAC con la descripción SS y EPCHII de la clasificación de SMB.

### 3.2 Clasificación morfológica de las GHII del Survey de Calán-Tololo.

En este trabajo se estudian 36 GHII del Survey Calán-Tololo (Maza et al. 1991) con ascensión recta entre  $10^{\text{h}}$  y  $15^{\text{h}}$ , 12 con ascensiones rectas entre  $19^{\text{h}}$  y  $05^{\text{h}}$ , de 12 objetos tomados del Survey de la Universidad de Michigan y 8 objetos más de las listas de Zwicky y Markarian. Estos objetos fueron seleccionados debido a que para ellos se cuenta con datos espectrofotométricos de alta calidad que permiten hacer un análisis confiable de las condiciones físicas y las abundancias químicas del gas ionizado.

La magnitud absoluta azul  $M_B$  y el corrimiento al rojo  $z$  de los objetos de las listas de Calán-Tololo, Zwicky y Markarian se tomaron de Peña y Ayala (1993). Para los objetos del *Survey* de la Universidad de Michigan, estos datos se tomaron de SMB.

### 3.2.1 Obtención y reducción de los datos.

Utilizando el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, B.C., la cámara directa y el detector bidimensional CCDMIL se obtuvieron imágenes de los objetos durante las temporadas de observación de los meses febrero, marzo y abril de 1992 (en un total de nueve noches) y en las temporadas del mes de agosto de 1993 (en un total de 8 noches). Las imágenes se tomaron en los diferentes filtros de banda ancha B, V, R, I y, en algunos casos, se obtuvieron imágenes en  $H\alpha$ . También se obtuvieron imágenes de campos de estrellas estándares fotométricas de la lista de Landolt (1993) con los filtros antes mencionados para fines de calibración. Parte de estas observaciones fueron reportadas por Ayala (1992) y Peña y Ayala (1993)

El CCDMIL es un detector CCD Thompson THX31156 con un recubrimiento especial (METACHROME II UV) que aumenta su sensibilidad a la luz azul. El arreglo consta de  $1024 \times 1024$  pixeles de  $19 \times 19$  micras cada uno; el conjunto del telescopio equipado con la cámara directa y el arreglo de pixeles mencionado, tiene una escala de placa de  $0.26'' \text{ pix}^{-1}$ , lo que produce un campo total de  $4.5' \times 4.5'$ . Para mayor información acerca del equipo puede revisarse el Reporte Técnico No.97 realizado por Peña y Torres-Peimbert (1992).

A lo largo de cada noche de observación, se obtuvieron imágenes de calibración tales como de ruido intrínseco (**bias**) y de corriente oscura (**dark**). Éstas últimas solamente se tomaron en las temporadas de observación de los meses febrero, marzo y abril de 1992. La finalidad de las imágenes de calibración es corregir las imágenes de datos por efectos como el ruido intrínseco y la corriente oscura.

Otra imagen de calibración es la de campo plano (**flat-field**), la cual se utiliza para corregir por las diferencias de sensibilidad entre los pixeles. Estas imágenes de calibración se tomaron al término de cada noche de observación para cada filtro. Debe hacerse notar que si los tiempos de exposición para los **flat-field** era más corto que 1 seg., el tiempo de apertura del obturador no resultaba suficiente y se obtenía la imagen del obturador.

El tiempo de exposición para cada imagen depende del filtro usado y de la magnitud del mismo objeto, ya que la sensibilidad del detector a cada banda fotométrica es diferente y los objetos débiles necesitan mayores tiempos de exposición para poder observarse con una buena señal a ruido (S/N). Las imágenes tomadas con el filtro B, tuvieron tiempos de exposición de alrededor de 15 min.; para el filtro V se dieron tiempos del orden de 10 min.; con los filtros R e I los tiempos de exposición fueron del orden de 5 min.

La reducción de datos se realizó en el Instituto de Astronomía de la U.N.A.M. con el paquete de reducción IRAF.

La corrección de las imágenes por **bias**, **dark** y **flat-field** se hizo con la rutina "noao.imred.ccdred.ccdproc". También se editaron los encabezados de las imágenes para incluir algunos datos de interés sobre las imágenes, tales como el tiempo universal, tiempo sideral, filtro utilizado, nombre del objeto observado y la ascensión recta y declinación del mismo, mediante la rutina de IRAF "noao.imred.ccdred.ccdhedit".

### 3.2.2 Medición de tamaños angulares.

A partir de las imágenes obtenidas se estimaron los tamaños de las **GIII** estudiadas tomando como diámetro de la galaxia el tamaño del eje mayor del objeto. El límite del objeto se definió donde el número de cuentas empezaba a ser mayor que  $1\sigma$  del brillo del cielo. Para facilitar este procedimiento se tomaron los diagramas de contornos con la rutina "images.imexamine" de IRAF y se midió el tamaño del eje mayor del contorno más externo. Los diagramas de contorno de los objetos estudiados en este trabajo, se muestran en la Fig. 3.1.

Posteriormente se verificó la precisión del tamaño obtenido para cada objeto superponiendo el contorno más externo sobre la imagen directa del objeto corroborando que este contorno tuviera un brillo mayor que  $1\sigma$  sobre el brillo del cielo.

Para determinar los tamaños angulares de las **GIII** de este trabajo se utilizaron las imágenes tomadas con el filtro V y, en los casos donde no se contaba con esta imagen, se tomaron las imágenes con el filtro R. Estas imágenes fueron escogidas debido a que resultan más brillantes que las imágenes tomadas con los demás filtros. En el caso de IZw18 se utilizó la imagen B ya que no se contaba con imágenes con otros filtros.

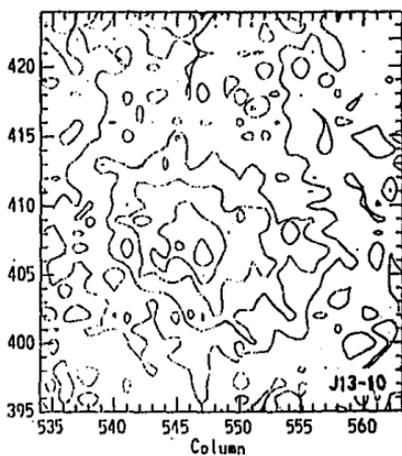
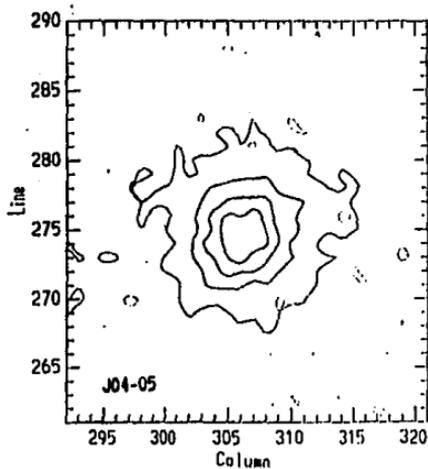
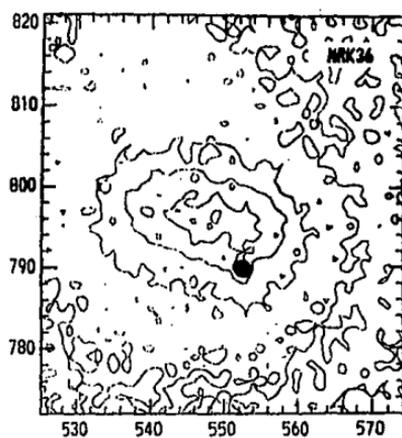
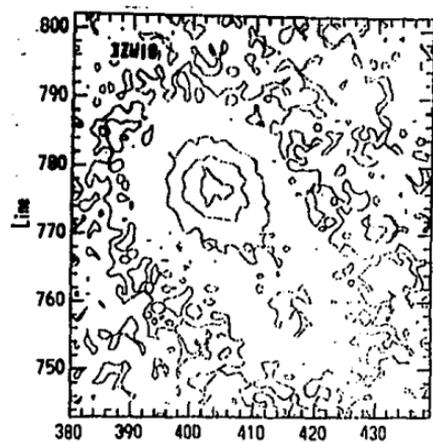


Fig. 3.1 Diagramas de contorno de las **GHI** presentadas para el filtro V y, en su defecto, filtro R. Para IZw18, se utilizó el filtro B, ya que no se contaba con imágenes en otros filtros.

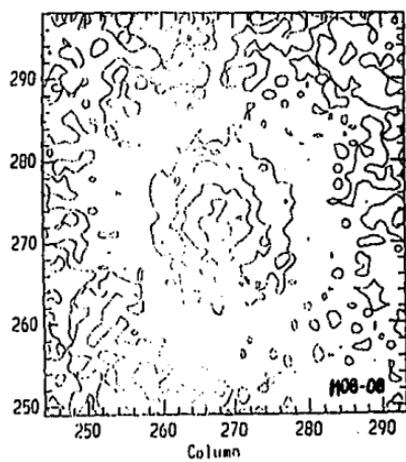
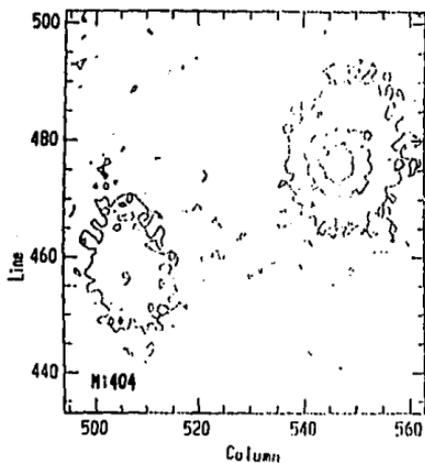
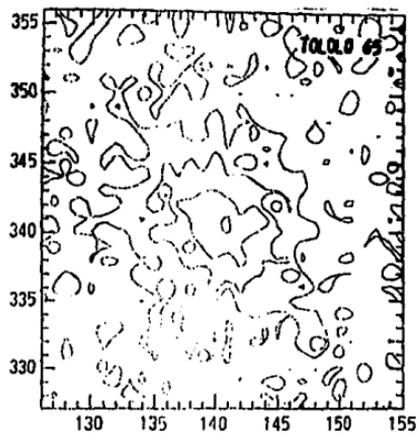
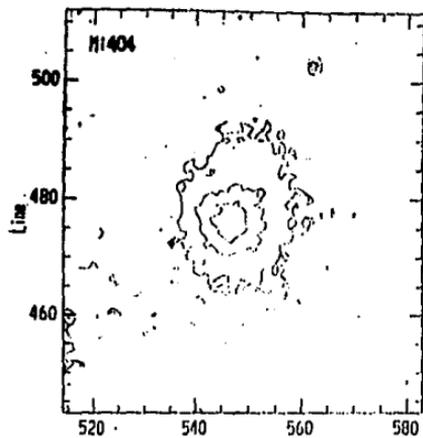


Fig. 3.1 (continuación)

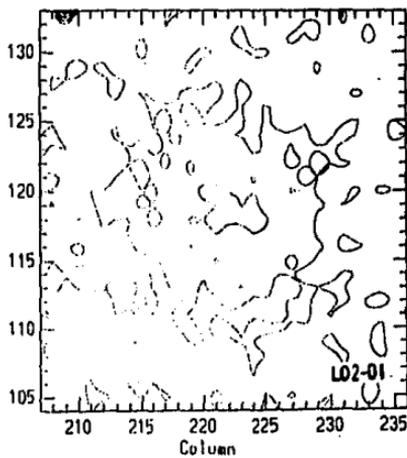
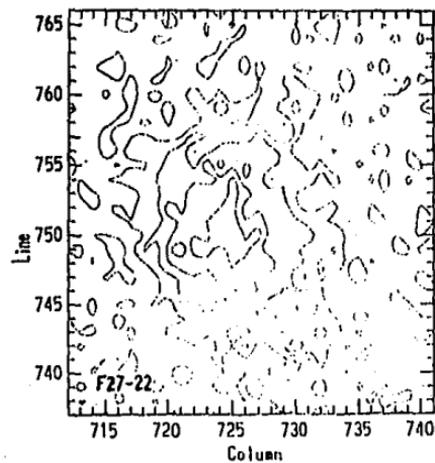
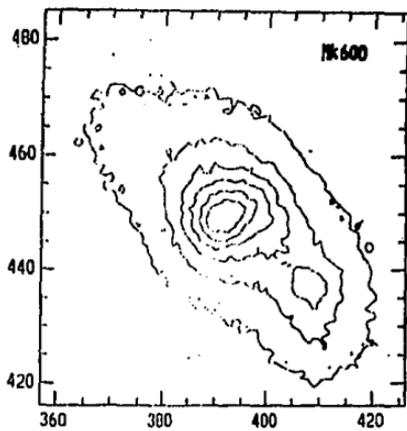
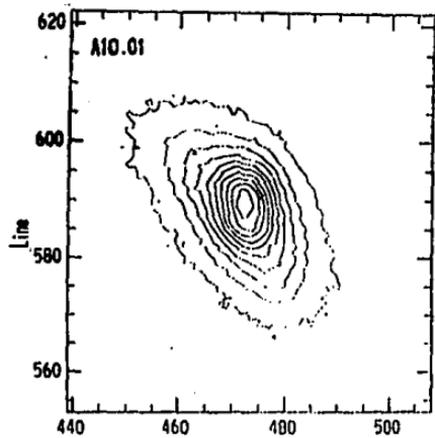


Fig. 3.1 (continuación)

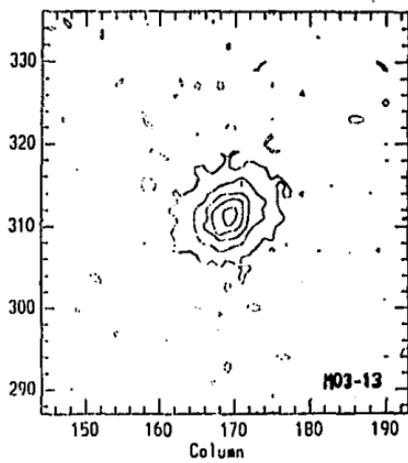
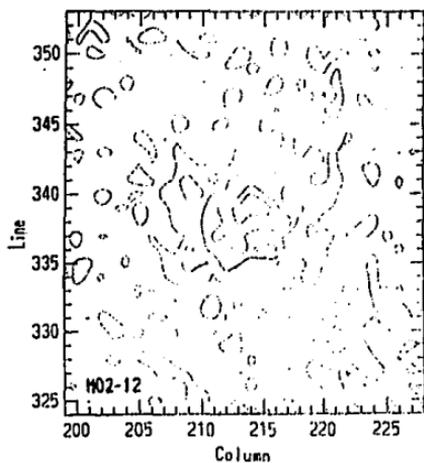
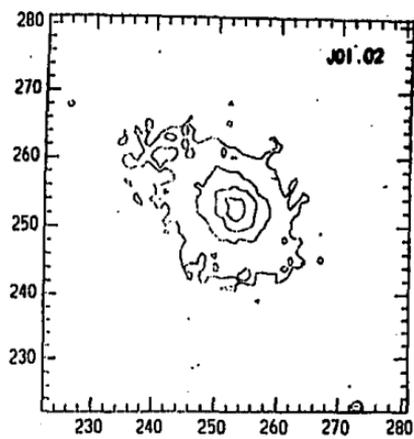
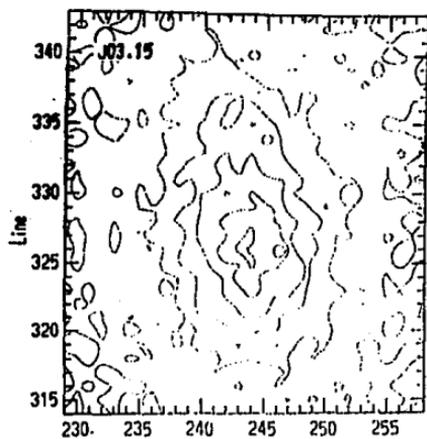


Fig. 3.1 (continuación)

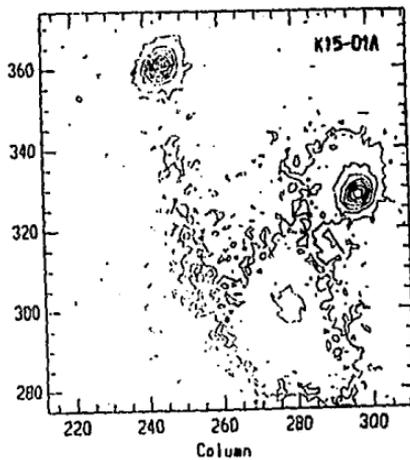
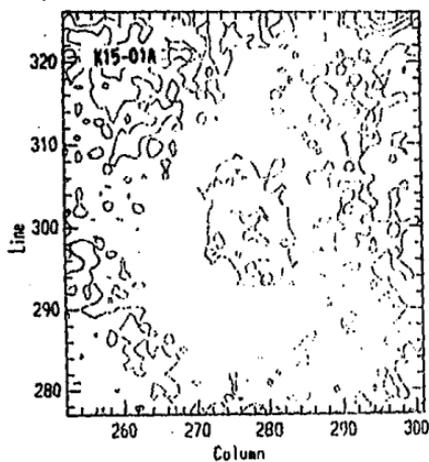
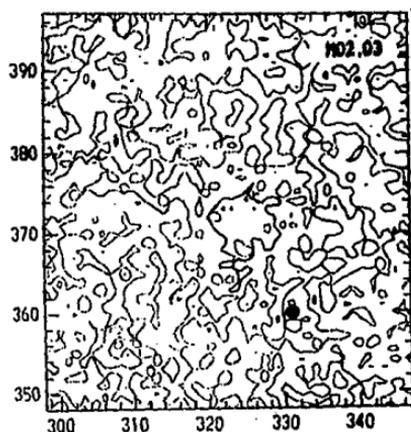
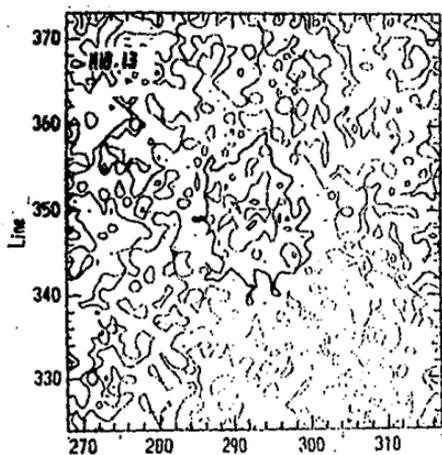


Fig. 3.1 (continuación)

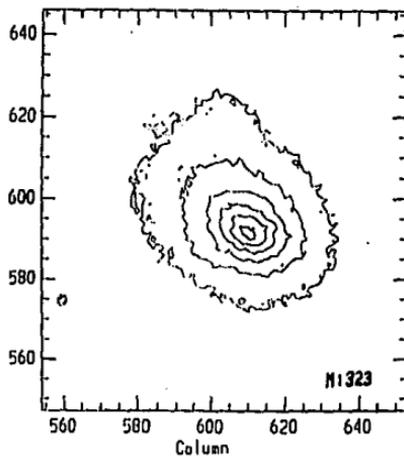
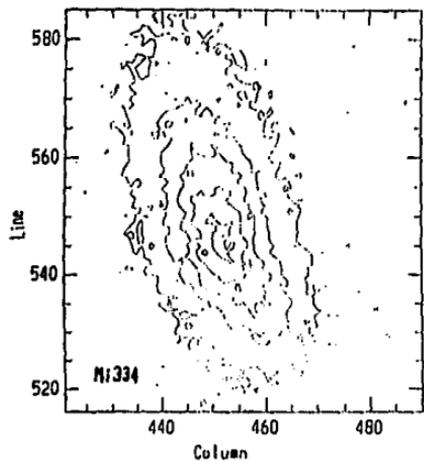
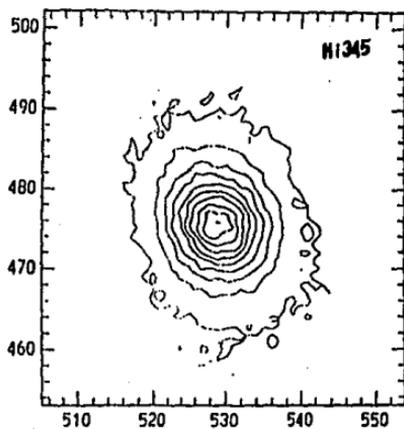
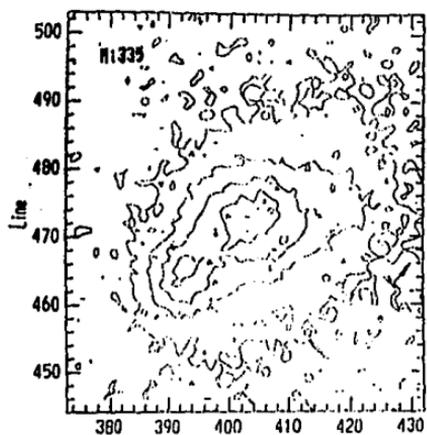


Fig. 3.1 (continuación)

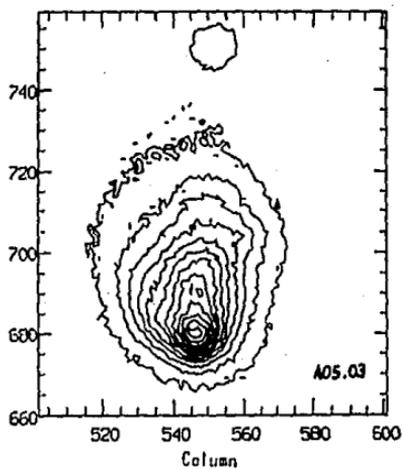
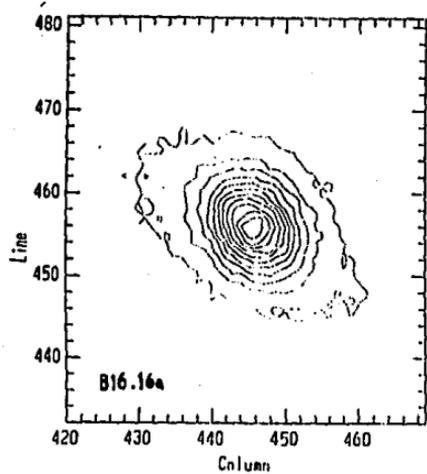
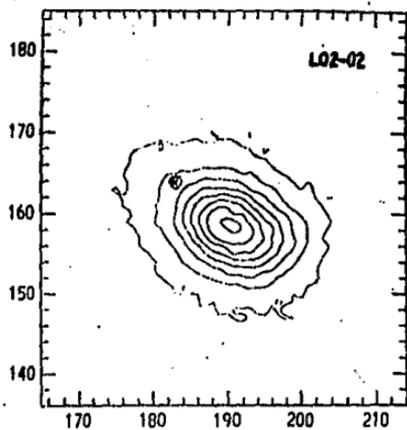
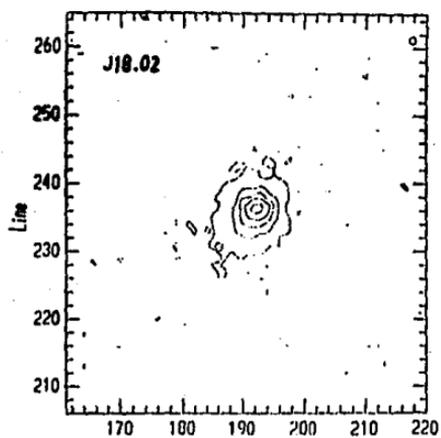


Fig. 3.1 (continuación)

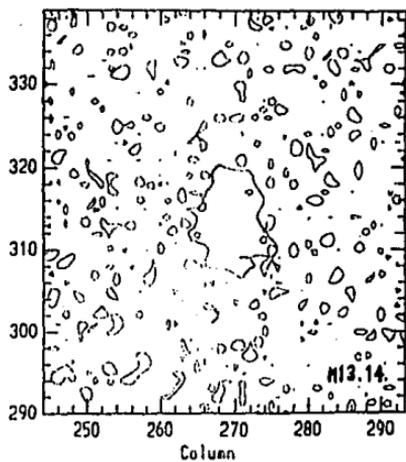
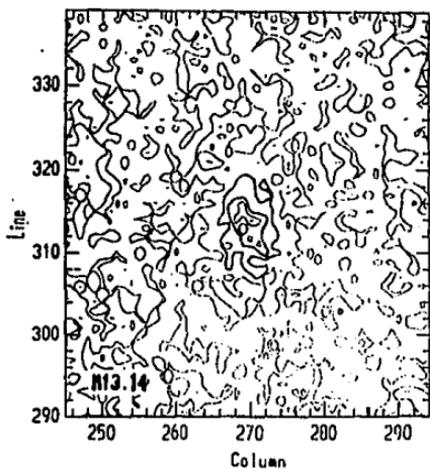
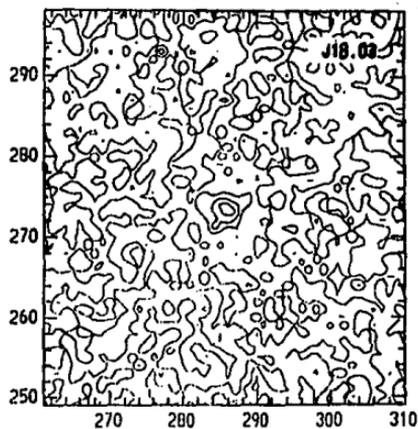
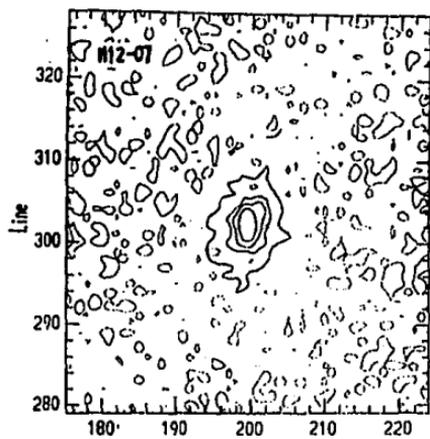


Fig. 3.1 (continuación)

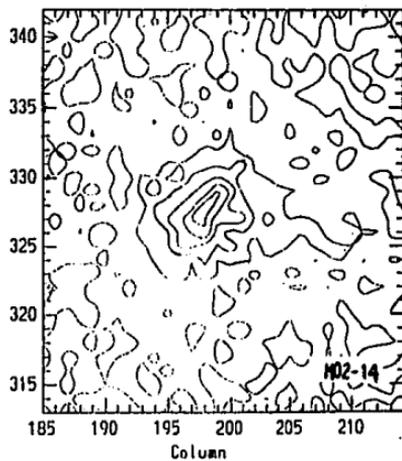
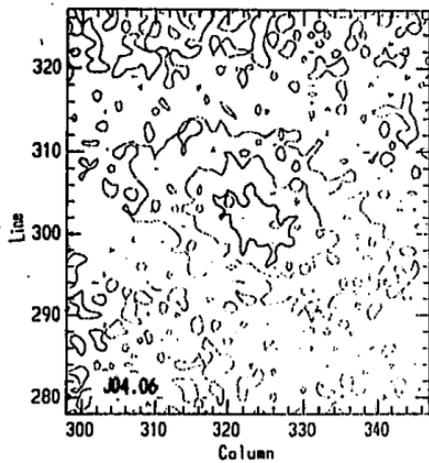
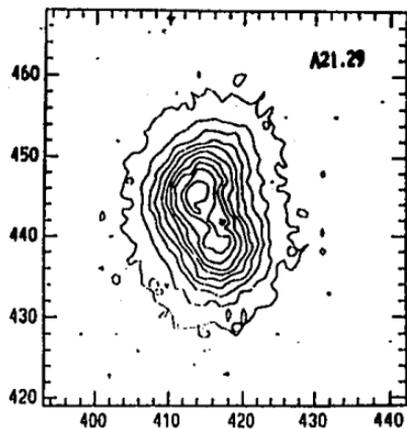
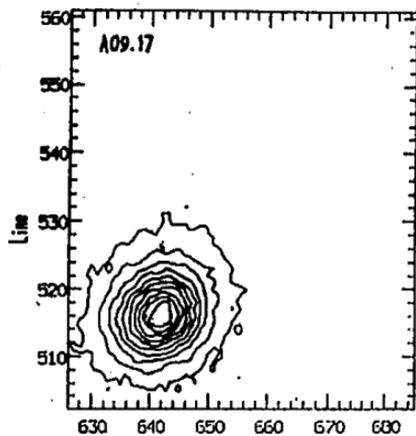


Fig. 3.1 (continuación)

Con el fin de determinar posibles diferencias entre los diámetros aparentes  $D$  determinados con uno u otro filtro, se graficaron los valores calculados para  $D$  obtenidos con las imágenes  $V$  contra los valores obtenidos con las imágenes  $R$ . Esto se hizo en los objetos que contaban con imágenes en ambos filtros. Se notó que era similar el resultado en  $D$  para ambos filtros  $V$  y  $R$ .

El diámetro aparente en segundos de arco de cada uno de los objetos se muestra en la Tabla 3.1. Para dar las dimensiones en segundos de arco, se usó la relación para el CCDMIL (Peña y Torres-Peimbert 1992):

$$0.26'' = 1 \text{ pixel.}$$

Para transformar esta medida a kpc, se utilizó la fórmula dada por SMB:

$$D(\text{kpc}) = 2907 a'' \frac{\left( (1+z) - (1+z)^{\frac{1}{2}} \right)}{H_0 (1+z)^2},$$

tomando  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  y donde  $a''$  es el tamaño angular del objeto en segundos de arco y  $z$  es el corrimiento al rojo del objeto. El error en  $D$  es de  $\sim 1 \text{ kpc}$ , mientras que el error promedio en  $M_B$  es de  $0.25 \text{ mag}$ .

Los tamaños físicos de los objetos junto con los datos de  $M_B$  se emplearon para clasificar morfológicamente a las galaxias según los criterios de SMB.

En la Tabla 3.1 se enlistan los objetos estudiados en este trabajo. En la columna (1) se dan los nombres de los objetos; la columna (2) muestra el diámetro  $D$  medido en kpc; en la columna (3) se indica el corrimiento al rojo  $z$ ; la magnitud absoluta  $M_B$  aparece en la columna (4); en la columna (5) se enumera la clasificación morfológica; los comentarios a las observaciones aparecen en la columna (6).

El 85 % de las galaxias estudiadas mostraron ser pequeñas y cuasi-estelares abarcando desde las **EPCHII** hasta las **SS**. También se encontraron algunas de tipo *Satélite*, aunque no puede decirse si realmente forman un sistema o no, ya que no se tiene información de la distancia de la galaxia masiva. En algunos casos, sin embargo, pueden verse algunos "puentes" de material entre las galaxias lo cual indica que existe tal interacción. De hecho, sólo una de las **GIII** de la muestra puede pensarse como satélite (B16.16a), ya que la imagen muestra una distancia proyectada muy pequeña entre este objeto y una galaxia espiral. Para saber si en efecto se trata de una satélite, debería conocerse la distancia a la

que se encuentra la galaxia espiral y que ésta fuera similar a la de B16.16a.

Tabla 3.1 Características morfológicas y fotométricas

Objeto	$D(\text{kpc})$	$z$	$M_B$	Clasificación	Comentario
F27.22	5.4	0.0632	-19.17	EPCHII	1
IZw18	0.3	0.0036	-14.59	SS	1
J01.02	6.5	0.0340	-19.12	EPCHII	1
J03.15	2.7	0.0122	-17.33	EPCHII	1
J04.05	1.9	0.0148	-15.88	SS	1
J04.06	10.8	0.0148	-17.56	BEN	1
J13.10	1.1	0.0167	-16.72	SS	1
J18.02	2.7	0.0216	-18.89	EPCHII	1
J18.03	4.1	0.0687	-19.51	EPCHII	1
K15.01a	2.3	0.0142	-17.81	EPCHII	1
L02.01	2.2	0.0186	-16.03	EPCHII	1
L02.02	2.3	0.0080	-17.72	EPCHII	1
M02.03	4.6	0.0406	-19.17	EPCHII	1
M02.12	4.6	0.0369	-18.23	EPCHII	1
M02.13	0.9	0.0131	-15.45	SS	1
M02.14	9.7	0.0614	-19.14	PCHII	1
M03.13	4.9	0.0368	-18.71	EPCHII	1
M08.08	1.5	0.0070	-16.87	SS	1
M12.07	4.4	0.0371	-19.27	EPCHII	1
M13.14	2.1	0.0155	-17.10	EPCHII	1
M18.02	1.9	0.0296	-17.17	SS	1
M18.13	2.5	0.0182	-18.85	EPCHII	1
Mrk 36	0.5	0.0032	-15.28	SS	1
Mrk 600	1.2	0.0035	-	SS	2
Tol 65	1.6	0.0103	-16.24	SS	1

Tabla 3.1 (cont.)

Objeto	$D(\text{kpc})$	$z$	$M_B$	Clasificación	Comentario
A05.03n	5.2	0.0183	-20.47	EPCHII	2
A05.03s	5.4	0.0191	-20.47	EPCHII	2
A21.29	15.1	0.1449	-21.46	PCHII	2
A09.17	10.1	0.0548	-	PCHII	2
A10.01	2.0	0.0087	-	EPCHII	2
B16.16a	3.9	0.0223	-	EPCHII	2, 5
Mi 323	2.1	0.0064	} -14	EPCHII	2, 3
Mi 334	4.6	0.0163	} -14	EPCHII	2, 3
Mi 335	2.9	0.0165	} -14	EPCHII	2, 3
Mi 345	2.8	0.0191	} -14	EPCHII	2, 3
Mi 382	2.4	0.0125	-15.03	EPCHII	4
Mi 396	{ 2.7	0.0207	-16.37	EPCHII	4
Mi 404	1.0	0.0123	} -14	SS	2, 3
Mi 439	2.4	0.0037	-15.55	EPCHII	4
Mi 439G	2.4	0.0037	-15.60	EPCHII	4
Mi 448	10.0	0.0182	-19.81	PCHII	4
Mi 455	3.3	0.0128	-16.42	EPCHII	4
Mi 461	0.9	0.0030	-13.69	SS	4
Mi 462n	2.2	0.0034	-15.79	EPCHII	4
Mi 462s	2.2	0.0034	-15.79	EPCHII	4
Mi 463	0.8	0.0043	-13.08	SS	4
Mi 483	2.4	0.0075	-16.34	EPCHII	4
Mi 495	5.6	0.0257	-17.42	EPCHII	4
Mi 568	11.1	0.0482	-18.92	PCHII	4
Mi 625	6.4	0.0248	-18.57	PCHII	4

Tabla 3.1 (cont.)

Objeto	$D(\text{kpc})$	$z$	$M_B$	Clasificación	Comentario
II Zw 40	-	0.0030	-	-	7
C30.09	-	0.0210	-18.67	-	1
M01.06	-	0.0133	-16.47	-	1
J04.07	-	0.0136	-16.95	-	1
J07.01	-	0.0132	-18.27	-	1
K11.10	-	0.0235	-18.83	-	1
A03.03	-	0.0500	-	-	6
B21.03	-	0.0169	-16.16	-	1
B22.06	-	0.0487	-19.11	-	1
B25.07	-	0.0779	-20.53	-	1
F27.25	-	0.0423	-18.17	-	1
C04.01	-	0.0493	-	-	6

1 Observados durante las temporadas de febrero, marzo y abril de 1992.

2 Observados durante las temporadas de agosto de 1993.

3 Los valores  $z$  y  $M_B$  fueron tomados de SMB.

4 Todos los valores fueron tomados de SMB.

5 Con compañera masiva.

6 Valor tomado de Peña et al. (1991).

7 Valor tomado de CEGHII.

## 4. ESPECTROSCOPIA DE GHII

### 4.1 Obtención y reducción de los datos.

Los espectros de las **GHII** que se analizaron en este trabajo fueron tomados durante las temporadas comprendidas en los meses abril, junio, julio y septiembre de 1985 y en los meses enero, marzo y mayo de 1986 con los telescopios de 4 m y 1.5 m del Observatorio Interamericano Cerro Tololo (CTIO), Chile y con el telescopio de 2.5 m del Observatorio de Las Campanas, Chile durante la temporada realizada el mes de febrero de 1989. Tanto las observaciones como la calibración de los espectros obtenidos fueron realizadas por J. Maza y M. Peña y el procedimiento está reportado en Peña, Ruiz, Maza (1991). Las galaxias observadas pertenecen a la lista de objetos publicados por Maza et al. (1989).

Se tomaron espectros con rendija larga en los intervalos de longitud de onda (3000-5000 Å), (4000-7000 Å) y (6000-8000 Å) con una alta señal a ruido (S/N). En cada noche se tomaron tres espectros de estrellas estándares de calibración dados por Stone y Baldwin (1983). La reducción se realizó con la paquetería de reducción estándar de IRAF en el CTIO. El cielo se sustrajo de partes de la rendija en donde no había ninguna evidencia de emisión. Para la mayoría de los objetos, se tuvo una resolución espectral de 6-8 Å cubriendo un rango de longitudes de onda desde 3000 Å hasta 7000 Å.

Los espectros resultaron similares a los espectros típicos de **RHII**, con líneas de emisión intensas superpuestas a un continuo débil que va aumentando hacia las regiones azules del espectro. En la Fig. 4.1 se muestran algunos de los espectros calibrados de las **GHII** observadas.

### 4.2 Medición y corrección de líneas.

A partir de los espectros azul, visual y rojo de los objetos, se midieron los flujos de las líneas observables.

Estos flujos se corrigieron por extinción interestelar usando la fórmula (Osterbrock 1989):

$$\log I(\lambda)/I(H\beta) = \log F(\lambda)/F(H\beta) + c(H\beta) f(\lambda), \quad (4.1)$$

donde  $F(\lambda)$  es el flujo observado de la línea,  $I(\lambda)$  es la intensidad de la línea corregida por extinción,  $c(H\beta)$  es el coeficiente de enrojecimiento logarítmico de  $H\beta$  (se tiene que  $\log I(H\beta) = \log F(H\beta) + c(H\beta)$ ) y  $f(\lambda)$  es la ley de extinción interestelar de la Vía Láctea normalizada a  $H\beta$ , tomada de Whitford (1958).

La extinción puede deberse a la extinción interestelar de nuestra galaxia en la línea de visión, a la extinción propia de la galaxia observada debida a polvo fuera de la **RHII** y a la extinción debida a polvo dentro de la **RHII**. Sin embargo no se espera que existan grandes cantidades de polvo dentro de las **RHII**, ya que se caracterizan por presentar bajas abundancias de elementos pesados, por lo que los flujos observados se corrigieron suponiendo que toda la extinción es externa a la **RHII**.

La ecuación [4.1] corrige por toda la extinción externa a la **RHII**, aplicando el valor adecuado para  $f(\lambda)$ . Los valores de  $f(\lambda)$  de las galaxias observadas no se conocen, sin embargo se tiene evidencia, a partir de observaciones de las Nubes de Magallanes, que los valores de  $f(\lambda)$  para longitudes de onda  $\lambda$  en el visible son muy similares a los de la Vía Láctea, por lo que puede hacerse la suposición de que en el visible los valores de  $f(\lambda)$  para la Vía Láctea no son muy diferentes de los  $f(\lambda)$  en las galaxias observadas.

El coeficiente de enrojecimiento  $c(H\beta)$  se calculó utilizando los valores predichos por la teoría para el decremento de Balmer. Los valores teóricos de los cocientes de líneas de la serie de Balmer producidas exclusivamente por recombinación del ión  $H^+$  fueron calculados por Brocklehurst (1971) y recalculados posteriormente por Hummer y Storey (1987). Los resultados de Hummer y Storey (1987) no difieren en mucho a los obtenidos anteriormente por Brocklehurst (1971).

Para el presente trabajo se tomaron los valores dados por Brocklehurst (1971) en condiciones típicas de **RHII** ( $T_e = 10^4$  K,  $N_e \sim 10^2$  cm<sup>-3</sup>):

$$\log I(H\alpha)/I(H\beta) = 0.45,$$

$$\log I(H\gamma)/I(H\beta) = -0.33,$$

$$\log I(H\delta)/I(H\beta) = -0.58.$$

Estos valores corresponden al caso B de recombinación, el cual se refiere al caso de una nebulosa en donde cada fotón de las líneas de la serie de Lyman se dispersa y/o se absorbe muchas veces, quedando atrapados en la nebulosa, por lo que no son emitidos al exterior. A este tipo de nebulosas donde los fotones quedan atrapados por el gas y no son emitidos al exterior se les llama nebulosas "ópticamente gruesas", de manera que el caso B de recombinación es el caso de un gas ópticamente grueso a fotones de líneas de la serie de Lyman. Bajo las condiciones del caso B de recombinación, cualquier fotón emitido en una transición  $n^2P \rightarrow 1^2S$  es absorbido inmediatamente en las vecindades de la nebulosa, poblando el nivel  $n^2P$  de otro átomo.

El coeficiente de enrojecimiento  $c(H\beta)$  se calculó a partir de los cocientes  $H\alpha/H\beta$ ,  $H\gamma/H\beta$  y  $H\delta/H\beta$ . En los objetos para los cuales no se tenía  $H\beta$  se usaron los cocientes con respecto a  $H\alpha$  y después se transformaron a cocientes con respecto a  $H\beta$ .

Se encontró que el valor obtenido de  $c(H\beta)$  en cada objeto aumenta a medida que disminuía la longitud de onda, de manera que:

$$c(H\delta/H\beta) \geq c(H\gamma/H\beta) \geq c(H\alpha/H\beta).$$

Este efecto puede deberse a la absorción estelar subyacente en las líneas de la serie de Balmer. Sin embargo, el valor de  $\log I(\lambda)/I(H\beta)$  calculado para los tres valores de  $c(H\beta)$  resultó prácticamente igual, por lo que, en general prefirió usarse el cociente  $H\gamma/H\beta$ , que se miden sobre el mismo espectro, para determinar el coeficiente de enrojecimiento  $c(H\beta)$ , excepto en los objetos para los que no se tenía  $H\gamma$  medida. En tales casos se tomó el cociente  $H\alpha/H\beta$ .

En la Tabla 4.1 se presenta el logaritmo de las intensidades absolutas relativas a  $H\beta$ , los flujos medidos de  $H\alpha$ , los valores obtenidos para  $c(H\beta)$  y los anchos equivalentes de  $H\beta$ . También se muestra el valor de la ley de extinción interestelar  $f(\lambda)$  para las diferentes longitudes de onda  $\lambda$ . El error estimado en los valores de los cocientes  $\log I(\lambda)/I(H\beta)$  depende de la intensidad de la línea; en las líneas cuyas intensidades son:  $I(\lambda) \gg I(H\beta)$ , el error es  $\sim 5\%$ , mientras que, para las líneas cuyas intensidades son:  $I(\lambda) \ll I(H\beta)$ , el error es  $\sim 10\%$ . Este mismo criterio se aplica para estimar los errores de  $c(H\beta)$ .

Se procedió a calcular los valores de  $T_e$  y  $N_e$  de acuerdo al procedimiento descrito en la sección 2.2.1. Los valores obtenidos para  $T_e$  y  $N_e$  en los objetos del presente trabajo se enlistan en la Tabla 4.2. El error estimado para los valores de  $T_e$  es de 1000 K.

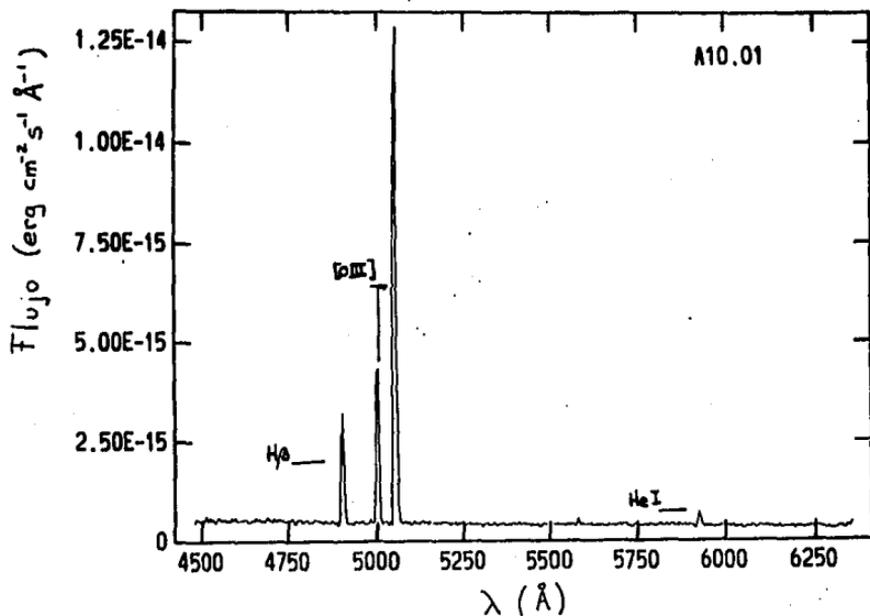


Fig. 4.1 Espectros calibrados de algunas de las GHII presentadas.

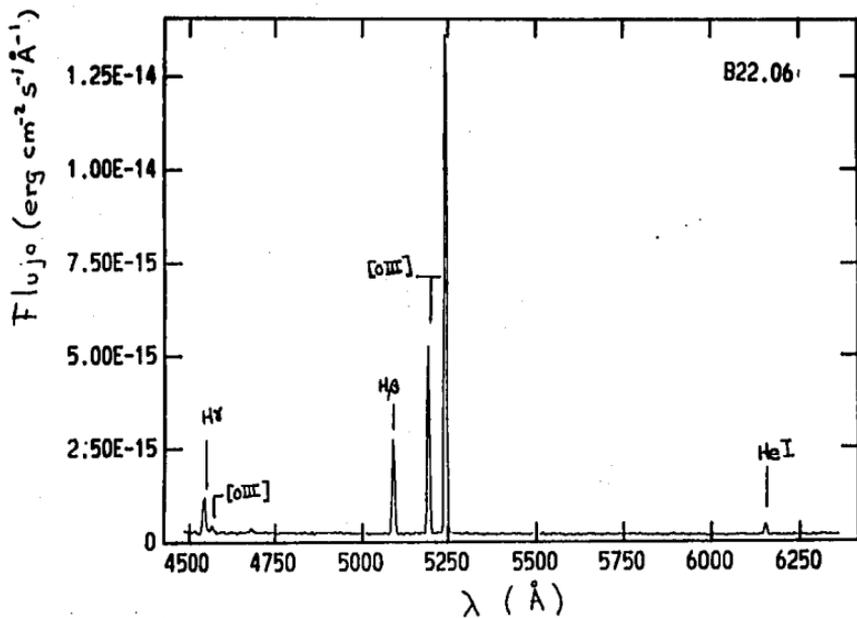


Fig. 4.1 (continuación)

Tabla 4.1 Intensidades desproyectadas relativas a H $\beta$ 

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$				
			C04.01	A05.03n	A05.03s	A09.17	A10.01
3727	[OII]	+0.255	-0.35	-	-	+0.37	+0.46
3836	H9	+0.240	-1.16	-	-	-1.47	-
3869	[NeIII]	+0.235	-0.30	-	-	-0.39	-0.24
3889	HeI	+0.225	-0.72	-	-	-0.75	-0.75
3968	[NeIII]	+0.205	-0.53	-	-	-0.65	-0.64
4102	H $\delta$	+0.172	-0.60	-	-	-0.62	-0.68
4340	H $\gamma$	+0.125	-0.33	-	-	-0.32	-0.33
4363	[OIII]	+0.124	-0.79	-	-	-1.47	-1.15
4471	HeI	+0.078	-1.42	-	-	-1.42	-1.51
4686	HeII	+0.043	-1.72	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	+0.00	-	-	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	+0.32	-	-	+0.10	+0.20
5007	[OIII]	-0.033	+0.78	-	-	+0.57	+0.67
5876	[HeI]	-0.208	-0.97	-	-	-0.94	-1.07
6300	[OI]	-0.284	-1.85	-1.23	-1.22	-1.31	-1.37
6312	[SIII]	-0.286	-1.91	-1.87	-1.86	-1.89	-1.67
6548	[NII]	-0.320	-	-1.04	-1.04	-	-0.48
6563	H $\alpha$	-0.322	+0.45	+0.45	+0.45	+0.45	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-1.58	-0.59	-0.59	-0.54	-0.98
6678	HeI	-0.339	-1.56	-1.49	-1.50	-1.44	-1.54
6717	[SII]	-0.343	-1.43	-0.55	-0.56	-0.68	-0.68
6731	[SII]	-0.344	-1.46	-0.71	-0.71	-0.76	-0.85
7136	[ArIII]	-0.426	-1.50	-1.18	-1.20	-1.13	-1.19
$c(H\beta)$			+0.40	+0.30	+0.48	+0.56	+0.56
$\log F(H\alpha)$ (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$ )			-13.07	-12.66	-12.66	-13.10	-13.63†
$EW(H\beta)$ (Å)			233.1	-	-	63.8	51.2

 †  $\log F(H\beta)$ .

Tabla 4.1 (cont.)

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$				
			A03.03	B16.16a	A21.29	B21.03	B22.06
3727	[OII]	+0.255	-	+0.52	+0.51	+0.29	+0.33
3836	H9	+0.240	-	-	-	-	-1.20
3869	[NeIII]	+0.235	-	-0.40	-0.52	-0.32	-0.26
3889	HeI	+0.225	-	-0.77	-0.76	-0.61	-0.77
3968	[NeIII]	+0.205	-	-0.70	-0.76	-0.60	-0.52
4102	H $\delta$	+0.172	-	-0.67	-0.58	-0.66	-0.62
4340	H $\gamma$	+0.125	-	-0.33	-0.35	-0.33	-0.32
4363	[OIII]	+0.124	-	-1.25	-	-0.67	-1.21
4471	HeI	+0.078	-	-1.37	-	-	-1.19
4686	HeII	+0.043	-	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	-	+0.00	-	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	-	+0.11	-	+0.31	+0.27
5007	[OIII]	-0.033	-	+0.58	-	+0.80	+0.74
5876	[HeI]	-0.208	-0.91	-0.99	-0.94	-0.94	-0.92
6300	[OI]	-0.284	-1.63	-1.07	-1.04	-1.70	-1.21
6312	[SIII]	-0.286	-1.80	-	-	-1.64	-1.71
6548	[NII]	-0.320	-	-1.17	-0.86	-	-1.11
6563	H $\alpha$	-0.322	+0.45	+0.45	+0.45	+0.45	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-1.08	-0.72	-0.37	-1.18	-0.81
6678	HeI	-0.339	-1.52	-1.42	-1.56	-1.44	-1.34
6717	[SII]	-0.343	-1.04	-0.79	-0.83	-0.62	-0.63
6731	[SII]	-0.344	-1.15	-0.73	-0.95	-0.94	-0.74
7136	[ArIII]	-0.426	-1.23	-1.19	-	-	-1.04
$c(H\beta)$			+0.53	+0.56	+0.59	+0.40	+0.48
$\log F(H\alpha)$			-13.17	-13.82†	-13.41	-14.43†	-13.33
$EW(H\beta)$			-	58.8	-	38.1	-

 †  $\log F(H\beta)$ .

Tabla 4.1 (cont.)

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$				
			B25.07	F27.25	F27.22	Mi382*	Mi396*
3727	[OII]	+0.255	-	-	+0.21	-0.12	0.003
3836	H9	+0.240	-	-	-1.32	-	-
3869	[NeIII]	+0.235	-	-	-0.30	0.004	-0.36
3889	HeI	+0.225	-	-	-0.73	-	-
3968	[NeIII]	+0.205	-	-	-0.49	-0.70	-0.65
4102	H $\delta$	+0.172	-	-	-0.57	-0.81	-0.59
4340	H $\gamma$	+0.125	-0.33	-0.33	-0.34	-0.33	-0.33
4363	[OIII]	+0.124	-0.92	-0.92	-1.09	-0.62	-1.22
4471	HeI	+0.078	-1.42	-1.34	-1.21	-	-
4686	HeII	+0.043	-	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	+0.30	+0.34	+0.30	+0.27	+0.31
5007	[OIII]	-0.033	+0.78	+0.77	+0.78	+0.73	+0.79
5876	[HeI]	-0.208	-1.03	-0.98	-0.96	-	-1.20
6300	[OI]	-0.284	-1.50	-1.57	-1.38	-	-
6312	[SIII]	-0.286	-1.81	-1.78	-1.79	-	-
6548	[NII]	-0.320	-	-1.60	-	-	-
6563	H $\alpha$	-0.322	+0.45	+0.45	+0.45	-	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-1.25	-1.34	-0.96	-	-1.13
6678	HeI	-0.339	-1.68	-1.46	-1.54	-	-
6717	[SII]	-0.343	-1.07	-1.13	-0.90	-	-
6731	[SII]	-0.344	-1.22	-1.22	-1.02	-	-1.20
7136	[ArIII]	-0.426	-	-1.27	-1.24	-	-
$c(H\beta)$			+0.32	+0.40	+0.40	+0.80	+1.16
$c(H\beta)^1$						-	+0.25
$\log F(H\alpha)$			-13.29	-13.44	-13.14	-14.15†	-13.74†
$EW(H\beta)$			-	278.2	146.5	140	142

†  $\log F(H\beta)$ .

\* Todos los datos tomados de CEGHII

<sup>1</sup> Coeficiente de enrojecimiento calculado con H $\alpha$ .

Tabla 4.1 (cont.)

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$				
			Mi439*	Mi439G*	Mi448*	Mi455*	Mi461*
3727	[OII]	+0.255	-0.05	+0.62	+0.56	+0.23	-0.32
3836	H9	+0.240	-	-	-	-	-
3869	[NeIII]	+0.235	-0.27	-0.30	-0.55	-0.05	-0.31
3889	HeI	+0.225	-	-	-	-	-
3968	[NeIII]	+0.205	-0.57	-1.02	-0.99	-0.39	-0.55
4102	H $\delta$	+0.172	-0.70	-1.01	-0.59	-0.50	-0.64
4340	H $\gamma$	+0.125	-0.33	-0.33	-0.33	-0.33	-0.33
4363	[OIII]	+0.124	-0.89	-1.03	-1.42	-0.71	-0.79
4471	HeI	+0.078	-1.37	-1.36	-1.34	-1.04	-1.44
4686	HeII	+0.043	-	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	+0.41	+0.15	+0.03	+0.34	+0.33
5007	[OIII]	-0.033	+0.88	+0.62	+0.43	+0.80	+0.81
5876	[HeI]	-0.208	-1.00	-0.95	-1.03	-1.04	-1.01
6300	[OI]	-0.284	-1.65	-	-1.11	-	-1.86
6312	[SIII]	-0.286	-	-	-	-	-
6548	[NII]	-0.320	-1.47	-	-0.84	-	-
6563	H $\alpha$	-0.322	+0.45	+0.45	+0.45	-	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-1.43	-1.03	-0.41	-	-1.73
6678	HeI	-0.339	-1.54	-1.02	-	-	-1.52
6717	[SII]	-0.343	-1.04	-0.59	-0.57	-	-1.41
6731	[SII]	-0.344	-1.23	-0.82	-0.72	-	-1.50
7136	[ArIII]	-0.426	-	-	-	-	-
$c(H\beta)$			+0.07	+0.53	+0.75	+0.84	+0.07
$c(H\beta)^1$			+0.03	+0.042	+0.32	-	+0.03
$\log F(H\alpha)$			-13.44†	-13.90†	-12.98†	-14.02†	-13.20†
$EW(H\beta)$			160	19	43	52	342

 †  $\log F(H\beta)$ .

\* Todos los datos tomados de CEGHII.

 1 Coeficiente de enrojecimiento calculado con H $\alpha$ .

Tabla 4.1 (cont.)

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$				
			Mi462n*	Mi462s*	Mi463*	Mi483*	Mi495*
3727	[OII]	+0.255	+0.28	+0.21	+0.06	+0.61	+0.83
3836	H9	+0.240	-	-	-	-	-
3869	[NeIII]	+0.235	-0.34	-0.31	-0.33	+0.12	+0.08
3889	HeI	+0.225	-	-	-	-	-
3968	[NeIII]	+0.205	-0.59	-0.62	-0.60	-0.65	-0.54
4102	H $\delta$	+0.172	-0.64	-0.65	-0.62	-0.63	-1.52
4340	H $\gamma$	+0.125	-0.33	-0.33	-0.31	-0.33	-0.33
4363	[OIII]	+0.124	-0.99	-0.99	-0.83	-0.99	-0.79
4471	HeI	+0.078	-	-1.53	-1.31	-	-
4686	HeII	+0.043	-	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	+0.19	+0.28	+0.27	+0.29	+0.27
5007	[OIII]	-0.033	+0.68	+0.75	+0.75	+0.74	+0.75
5876	[HeI]	-0.208	-1.06	-0.97	-0.97	-0.20	-
6300	[OI]	-0.284	-	-1.57	-	-	-
6312	[SIII]	-0.286	-	-	-	-	-
6548	[NII]	-0.320	-	-	-	-	-
6563	H $\alpha$	-0.322	+0.45	+0.45	+0.46	+0.45	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-	-1.24	-1.11	-1.08	-
6678	HeI	-0.339	-	-	-	-	-
6717	[SII]	-0.343	-	-1.03	-	-	-
6731	[SII]	-0.344	-0.60	-1.10	-	-	-
7136	[ArIII]	-0.426	-	-	-	-	-
$c(H\beta)$			+0.21	+0.13	+0.00	+1.59	+1.96
$c(H\beta)^1$			+0.41	+0.13	+0.00	+0.14	+0.57
$\log F(H\alpha)$			-13.43†	-13.24†	-13.85†	-13.87†	-14.03†
$EW(H\beta)$			69	124	119	26	42

†  $\log F(H\beta)$ .

\* Todos los datos fueron tomados de CEGHII.

<sup>1</sup> Coeficiente de enrojecimiento calculado con H $\alpha$ .

Tabla 4.1 (cont.)

$\lambda_0$	ión	$f(\lambda)$	$\log I(\lambda)/I(H\beta)$			
			Mi568*	Mi625*	IIZw40*	Mrk36*
3727	[OII]	+0.255	+0.08	+0.91	-0.34	+0.03
3836	H9	+0.240	-	-	-	-
3869	[NeIII]	+0.235	-0.39	+0.35	-0.25	-1.40
3889	HeI	+0.225	-	-	-	-
3968	[NeIII]	+0.205	-0.71	-	-0.60	-0.68
4102	H $\delta$	+0.172	-0.66	-	-0.69	-0.69
4340	H $\gamma$	+0.125	-0.30	-0.33	-0.33	-0.33
4363	[OIII]	+0.124	-1.03	-0.54	-1.01	-0.95
4471	HeI	+0.078	-	-	-1.41	-
4686	HeII	+0.043	-	-	-	-
4861	H $\beta$	+0.000	+0.00	+0.00	+0.00	+0.00
4959	[OIII]	-0.022	+0.34	+0.28	+0.40	+0.26
5007	[OIII]	-0.033	+0.80	+0.76	+0.88	+0.73
5876	[HeI]	-0.208	-1.07	-	-1.05	-1.09
6300	[OI]	-0.284	-	-0.94	-1.92	-
6312	[SIII]	-0.286	-	-	-	-
6548	[NII]	-0.320	-	-	-1.70	-
6563	H $\alpha$	-0.322	-	+0.45	+0.45	+0.45
6584	[NII]	-0.325	-	-	-1.27	-
6678	HeI	-0.339	-	-	-1.25	-
6717	[SII]	-0.343	-	-	-1.29	-0.98
6731	[SII]	-0.344	-	-0.67	-1.30	-0.97
7136	[ArIII]	-0.426	-	-	-	-
$c(H\beta)$			+0.00	+2.47	+0.87	+0.58
$c(H\beta)^{\dagger}$			+0.00	+1.59	+0.69	+0.49
$\log F(H\alpha)$			-13.92 $\dagger$	-13.51 $\dagger$	-13.00 $\dagger$	-13.36 $\dagger$
$EW(H\beta)$			184	10	268	70

$\dagger \log F(H\beta)$ .

\* Todos los datos fueron tomados de CEGHII.

$\dagger$  Coeficiente de enriquecimiento calculado con H $\alpha$ .

Tabla 4.2 Condiciones físicas y abundancias iónicas

Objeto	$12 + \log X^{+m}/H^+$								
	$T_e$ ( $\times 10^3$ K)	$N_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	O <sup>+</sup>	O <sup>+2</sup>	N <sup>+</sup>	Ne <sup>+2</sup>	He <sup>+</sup>	S <sup>+</sup>	S <sup>+2</sup>
C04.01	17.45	608	6.38	7.66	5.17	6.92	11.23	4.72	-
A05.03n	11.50 <sup>1</sup>	(100	-	7.93 <sup>1</sup>	6.53 <sup>2</sup>	-	10.87 <sup>1</sup>	5.90 <sup>2</sup>	6.21
A05.03s	11.50	(100	-	7.93 <sup>1</sup>	6.53 <sup>2</sup>	-	10.80 <sup>1</sup>	5.89 <sup>2</sup>	6.22 <sup>†</sup>
A09.17	11.20	233	7.73	7.98	6.60	7.42	11.28	5.82	6.24
A10.01	13.65	(100	7.52	7.83	5.97	7.28	11.18	5.59	6.17
A03.03	16.30 <sup>1</sup>	130	6.90 <sup>1</sup>	7.76 <sup>1</sup>	5.72 <sup>2</sup>	6.86 <sup>1</sup>	11.01 <sup>2</sup>	5.12 <sup>2</sup>	5.80
B16.16a	13.55	1164	7.59	7.75	6.24	7.13	11.28	5.63	-
A21.29	13.00 <sup>1</sup>	100	7.64 <sup>2</sup>	7.68 <sup>1</sup>	6.63 <sup>2</sup>	7.08 <sup>2</sup>	10.95 <sup>2</sup>	5.52 <sup>2</sup>	-
B21.03	20.00	(100	6.87	7.56	5.47	6.76	11.00	5.31	5.71
B22.06	12.00	142	7.58	8.06	6.27	7.45	10.97	5.79	6.31
B25.07	15.15	(100	7.22 <sup>1</sup>	7.81	5.61	7.14 <sup>1</sup>	10.88	5.13	5.88
F27.25	15.35	235	6.77 <sup>1</sup>	7.79	5.50	7.00 <sup>1</sup>	10.93	5.09	5.87
F27.22	13.00	114	7.34	7.99	6.04	7.30	10.93	5.44	6.12
J13.10 <sup>1</sup>	11.70	-	-	8.15	6.39	-	11.06	-	-
J04.05 <sup>1</sup>	14.20	230	7.49	7.78	6.04	7.09	11.11	5.76	-
J04.06 <sup>1</sup>	13.00	-	7.70	7.77	-	7.28	11.04	-	-
J04.07 <sup>1</sup>	10.80	550	8.13	8.17	6.67	7.54	10.94	5.91	-
J07.01 <sup>1</sup>	14.60	(100	7.13	7.88	6.00	7.12	11.03	5.56	-
J01.02 <sup>1</sup>	14.70	680	7.66	7.31	7.11	6.75	10.89	5.98	-
J03.15 <sup>1</sup>	10.00	(100	8.30	8.21	6.53	7.69	-	6.26	-
J18.02 <sup>1</sup>	11.00	(100	7.50	8.12	6.12	7.38	11.00	5.77	-
M08.08 <sup>1</sup>	10.00	(100	8.07	7.92	6.80	7.16	10.95	6.01	-
M02.13 <sup>1</sup>	16.00	-	6.94	7.75	-	7.05	10.95	-	-
M18.02 <sup>1</sup>	13.00	-	7.41	7.86	-	7.21	-	-	-
M03.13 <sup>1</sup>	10.00	800	7.97	8.11	6.64	7.43	10.95	6.11	-
M02.12 <sup>1</sup>	11.50	-	7.47	8.15	-	7.49	11.01	-	-
M02.03 <sup>1</sup>	14.40	-	7.40	7.75	5.97	7.13	11.10	-	-
M18.13a <sup>1</sup>	12.50	320	7.83	7.99	6.35	-	10.93	5.77	-
M18.13b <sup>1</sup>	16.00	-	7.59	7.66	-	-	-	5.85	-

<sup>1</sup> Valores tomados de Peña et al. (1991).

<sup>2</sup> Valores calculados a partir del valor de  $T_e$  tomado de Peña et al. (1991).

<sup>3</sup> Todos los valores fueron calculados a partir de datos de CEGHII.

Tabla 4.2 (cont.)

Objeto	$T_e$ ( $\times 10^3$ K)	$N_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$12 + \log X^{+m}/H^+$						
			O <sup>+</sup>	O <sup>+2</sup>	N <sup>+</sup>	Ne <sup>+2</sup>	He <sup>+</sup>	S <sup>+</sup>	S <sup>+2</sup>
M12.07 <sup>1</sup>	10.00	-	8.10	8.14	-	7.38	10.80	-	-
M13.14 <sup>1</sup>	10.90 hfill	-	7.76	8.08	-	7.31	10.97	-	-
M02.14 <sup>1</sup>	13.50	-	7.43	7.84	-	7.18	10.98	-	-
L02.01 <sup>1</sup>	15.40	-	6.69	7.81	5.49	7.03	10.92	5.49	-
L02.02 <sup>1</sup>	11.00	(100	8.25	7.92	6.42	-	10.89	5.97	-
K15.01a <sup>1</sup>	11.50	-	7.93	7.73	-	7.27	10.83	-	-
K11.10 <sup>1</sup>	12.00	-	-	8.11	6.48	-	-	5.79	-
C30.09 <sup>1</sup>	13.00	(100	7.76	7.95	6.38	7.20	10.95	5.65	-
Mi382 <sup>3</sup>	20.00	-	(6.68	(7.49	-	7.08	-	-	-
Mi396 <sup>3</sup>	11.50	-	7.50	8.17	6.04	7.41	10.68	-	-
Mi439 <sup>3</sup>	14.30	(100	7.12	7.98	5.53	7.19	10.90	5.42	-
Mi439G <sup>3</sup>	10.10	(100	8.35	8.16	6.27	7.68	10.92	6.15	-
Mi448 <sup>3</sup>	13.30	(100	7.85	7.61	6.61	7.01	10.86	5.96	-
Mi455 <sup>3</sup>	18.90	-	7.09	7.61	-	7.07	10.89	-	-
Mi461 <sup>3</sup>	17.00	245	6.64	7.72	5.04	6.95	10.91	4.98	-
Mi462n <sup>3</sup>	15.70	-	7.35	7.68	-	7.00	10.85	-	-
Mi462s <sup>3</sup>	14.70	302	7.36	7.81	5.65	7.11	10.94	5.47	-
Mi463 <sup>3</sup>	17.20	-	7.01	7.65	5.65	6.92	10.95	-	-
Mi483 <sup>3</sup>	13.50	-	7.87	7.91	5.88	7.66	10.70	-	-
Mi495 <sup>3</sup>	18.20	-	7.73	7.59	-	7.25	-	-	-
Mi568 <sup>3</sup>	13.50	-	7.34	7.97	-	7.15	10.83	-	-
Mi625 <sup>3</sup>	20.00	-	(7.71	(7.52	-	(7.43	-	-	-
IIZw40 <sup>3</sup>	12.80	562	7.00	8.11	5.75	7.37	10.84	5.34	-
Mrk36 <sup>3</sup>	15.50	794	7.11	7.73	-	5.96	10.82	5.53	-

<sup>1</sup> Valores tomados de Peña et al. (1991).

<sup>2</sup> Valores calculados a partir del valor de  $T_e$  tomado de Peña et al. (1991).

<sup>3</sup> Todos los valores fueron calculados a partir de datos de CEGHII.

### 4.3 Abundancias totales.

Como se describió en la sección 2.2.2, las abundancias iónicas se calcularon usando:

$$\log \frac{N(X^{+m})}{N(H^+)} = \log K + \log \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)}.$$

Se obtuvieron las abundancias iónicas de  $O^+$ ,  $O^{+2}$ ,  $S^+$ ,  $Ne^{+2}$ ,  $N^+$ ,  $He^+$ , que se muestran en la Tabla 4.2. Los errores estimados para los valores de abundancias iónicas van del 5% al 10% en el logaritmo.

La abundancia total de un elemento, relativa a H, es igual a la suma de las abundancias de todos sus iones presentes en la región:

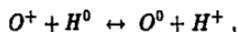
$$\frac{N(X)}{N(H)} = \frac{N(X^+) + N(X^{+2}) + N(X^{+3}) + \dots}{N(H^+)}.$$

Para la abundancia total de oxígeno se usó la expresión:

$$\frac{N(O)}{N(H)} = \frac{N(O^+) + N(O^{+2})}{N(H^+)},$$

considerando que, en una **RHII**, las únicas especies iónicas del O son  $O^+$  y  $O^{+2}$ .

No se consideró la abundancia de  $O^0$  debido a que el potencial de ionización del O es muy similar al del H, por lo que se espera que no exista  $O^0$  dentro de la región. Otra razón que apoya esto es la reacción de transferencia de carga:



que hace que no existan cantidades importantes de  $O^+$  en la zona de  $H^0$  ni  $O^0$  en la zona de  $H^+$ .

Sin embargo, en todos los objetos se detecta la línea  $[OI]\lambda 6300$ , pero se considera que no proviene del interior de la región ionizada sino de una pequeña región de transición en el cascarón de la *esfera de Strömgren* o del exterior de la región.

Por otro lado, las temperaturas de las estrellas ionizantes no son suficientes como para crear estados de ionización en el O mayores que  $O^{+2}$ , ya que se necesitarían temperaturas mayores que 60 000 K (Osterbrock 1989).

En el caso del He, se utilizó la línea  $HeI\lambda$  5876 para determinar la abundancia de  $He^+$  en la región de manera que:

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

es decir, se supone que no existe  $He^0$  ni  $He^{+2}$  dentro de las regiones ionizadas.

Esto se deduce de los resultados de los modelos de estructuras de ionización que predicen que las temperaturas de las estrellas ionizantes no son suficientes para ionizar el  $He^+$ , por lo que sólo se tendrá  $He^0$  y  $He^+$  dentro de la región. Por otro lado, las regiones observadas son de alta excitación, por lo que no se considera que existan cantidades importantes de  $He^0$ .

Desafortunadamente, muchos elementos, como son N, Ne, Ar y otros, tienen algunos iones que no emiten en el visible, por lo que sus abundancias totales deben inferirse por medio de otros métodos, siendo algunos de éstos métodos semiempíricos basados en la similitud de los potenciales de ionización (Costero y Peimbert 1969); otros métodos se basan en modelos complejos de estructuras de ionización (por ejemplo Barker 1983, Mathis y Rosa 1991).

Para el presente trabajo se utilizó el método del factor de corrección por ionización  $i_{cf}$ , el cual se multiplica por la suma de las abundancias iónicas observables de un elemento, tomando así en cuenta la existencia de los estados de ionización no observados.

Las expresiones para  $i_{cf}$  que se usaron en este trabajo fueron tomadas de Peña et al. (1991) y son las siguientes:

Para el N:

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

Para el Ne:

$$i_{cf}(Ne) = \frac{N(O)}{N(O^{+2})}$$

De manera que el cálculo de las abundancias totales de N y Ne se obtiene de las expresiones:

$$\frac{N(N)}{N(H)} = i_{cf}(N) \frac{N(N^+)}{N(H^+)},$$

$$\frac{N(Ne)}{N(H)} = i_{cf}(Ne) \frac{N(Ne^{2+})}{N(H^+)}.$$

Para el S existe el problema de que su potencial de ionización es más bajo que el del H, por lo que debería esperarse la presencia de S<sup>+</sup> fuera de la región y la presencia de especies de mayores grados de ionización en el gas ionizado. Sin embargo, sólo se detectan las líneas [SII]λλ 6717, 6731 y, en algunos casos, también la línea [SIII]λ 6312.

En vista de lo anterior, se han sugerido diferentes  $i_{cf}$  para la determinación de la abundancia total de S en regiones ionizadas.

Para este trabajo se utilizaron tres diferentes  $i_{cf}(S)$ :

$$(a) \quad i_{cf}(S) = \left( 1 - \left( 1 - \left( \frac{O^+}{O} \right) \right)^3 \right)^{-\frac{1}{2}},$$

$$(b) \quad i_{cf}(S) = \frac{O^+ + O^{+2}}{O^+},$$

$$(c) \quad \log i_{cf}(S) = A_0 + A_O F(O) + A_S F(S) + A_{OO} F(O)^2 + A_{OS} F(O)F(S) + A_{SS} F(S)^2,$$

donde:

$$F(O) = \log \frac{O^+}{O^{+2}}, \quad F(S) = \log \frac{S^+}{S^{+2}}$$

y donde:

$$A_0 = 0.322, A_O = -0.293, A_S = -0.498, A_{OO} = 0.244, A_{OS} = -0.217, A_{SS} = 0.265.$$

La expresión (a) se tomó de Barker (1983), la expresión (b) de Peimbert y Torres-Peimbert (1977) y la expresión (c) de Mathis Rosa (1991).

Fue notable la discrepancia entre los valores para la abundancia total de S determinados por los tres diferentes *i(cf)* (ver Cap.5), por lo que no se sugiere ningún valor definitivo para la abundancia total de S en este trabajo, limitando los resultados a dar las abundancias iónicas  $N(S^+)$  y  $N(S^{+2})$ .

Los valores calculados para las abundancias totales se dan en la Tabla 4.3. Los errores en las abundancias totales van del 5% al 10% en el logaritmo. Sin embargo, debe tomarse en cuenta el hecho de que el cálculo de las abundancias totales está basado en modelos teóricos y empíricos, como ya se señaló anteriormente, por lo que los resultados serán más o menos confiables en la medida de la confiabilidad de los modelos usados.

Tabla 4.3 Abundancias totales

Objeto	$12 + \log X/H$						
	O	N	Ne	He	S <sub>1</sub>	S <sub>2</sub>	S <sub>3</sub>
C04.01	7.68	6.47	6.94	10.95	7.15	5.94	6.96
A05.03 <sub>n</sub>	7.93 <sup>1</sup>	-	-	10.87 <sup>1</sup>	-	-	-
A05.03 <sub>s</sub>	7.93 <sup>1</sup>	-	-	10.80 <sup>1</sup>	-	-	-
A09.17	8.17	7.04	7.61	10.94	7.02	6.43	6.82
A10.01	8.00	6.45	7.45	10.83	7.05	6.32	6.75
A03.03	7.82 <sup>1</sup>	6.64 <sup>2</sup>	6.92 <sup>1</sup>	11.01 <sup>3</sup>	6.97 <sup>2</sup>	6.05 <sup>2</sup>	6.80 <sup>2</sup>
B16.16 <sub>a</sub>	7.98	6.63	7.36	10.91	-	-	-
A21.29	7.96 <sup>2</sup>	6.95 <sup>2</sup>	7.36 <sup>2</sup>	10.95 <sup>2</sup>	-	-	-
B21.03	7.64	6.24	6.84	11.00	6.68	5.98	6.63
B22.06	8.18	6.87	7.57	10.97	7.22	6.50	7.03
B25.07	7.91 <sup>1</sup>	6.30 <sup>1</sup>	7.24 <sup>1</sup>	10.88	6.96 <sup>1</sup>	6.05 <sup>1</sup>	6.64 <sup>1</sup>
F27.25	7.83 <sup>1</sup>	6.56 <sup>1</sup>	7.04 <sup>1</sup>	10.93	7.19 <sup>1</sup>	6.14 <sup>1</sup>	7.00 <sup>1</sup>
F27.22	8.08	6.78	7.39	10.93	7.18	6.32	6.94
J13.10 <sup>1</sup>	)8.15	-	-	11.06	-	-	-
J04.05 <sup>1</sup>	7.96	6.51	7.27	11.10	-	-	-
J04.06 <sup>1</sup>	8.04	-	7.55	11.04	-	-	-
J04.07 <sup>1</sup>	8.38	6.99	7.75	)10.95	-	-	-
J07.01 <sup>1</sup>	7.95	(6.94	7.19	11.03	-	-	-
J01.02 <sup>1</sup>	7.82	7.27	7.26	)10.89	-	-	-
J03.15 <sup>1</sup>	8.41	6.82	7.89	-	-	-	-
J18.02 <sup>1</sup>	8.21	6.83	7.57	11.00	-	-	-
M08.08 <sup>1</sup>	8.30	7.03	7.54	)10.95	-	-	-
M02.13 <sup>1</sup>	7.81	-	7.11	10.95	-	-	-
M18.02 <sup>1</sup>	8.01	-	7.36	-	-	-	-
M03.13 <sup>1</sup>	8.36	7.03	7.68	10.95	-	-	-
M02.12 <sup>1</sup>	8.23	-	7.57	11.00	-	-	-
M02.03 <sup>1</sup>	7.92	6.49	7.28	11.04	-	-	-
M18.13 <sub>a</sub> <sup>1</sup>	8.22	6.74	-	10.93	-	-	-
M18.13 <sub>b</sub> <sup>1</sup>	7.92	-	-	-	-	-	-

Tabla 4.3 (cont.)

Objeto	12 + log X/H						
	O	N	Ne	He	S <sub>1</sub>	S <sub>2</sub>	S <sub>3</sub>
M12.07 <sup>1</sup>	8.42	-	7.66	)10.80	-	-	-
M13.14 <sup>1</sup>	8.25	-	7.48	10.97	-	-	-
M02.14 <sup>1</sup>	7.98	-	7.32	10.98	-	-	-
L02.01 <sup>1</sup>	7.87	(6.40	7.09	10.92	-	-	-
L02.02 <sup>1</sup>	8.41	6.58	-	)10.89	-	-	-
K15.01a <sup>1</sup>	8.14	-	7.68	)10.83	-	-	-
K11.10 <sup>1</sup>	)8.11	-	-	)10.85	-	-	-
C30.09 <sup>1</sup>	8.17	6.79	7.42	10.95	-	-	-
Mi382 <sup>4</sup>	(7.55	-	7.14	-	-	-	-
Mi396 <sup>4</sup>	8.25	6.79	7.49	10.68	-	-	-
Mi439 <sup>4</sup>	8.04	6.45	7.25	10.90	-	-	-
Mi439G <sup>4</sup>	8.57	6.49	8.09	10.92	-	-	-
Mi448 <sup>4</sup>	8.05	6.81	7.45	10.86	-	-	-
Mi455 <sup>4</sup>	7.72	-	7.18	10.89	-	-	-
Mi461 <sup>4</sup>	7.75	6.15	6.98	10.91	-	-	-
Mi462n <sup>4</sup>	7.85	-	7.17	10.85	-	-	-
Mi462s <sup>4</sup>	7.94	6.23	7.24	10.94	-	-	-
Mi463 <sup>4</sup>	7.74	6.38	7.01	10.95	-	-	-
Mi483 <sup>4</sup>	8.19	6.20	7.94	10.70	-	-	-
Mi495 <sup>4</sup>	7.97	-	7.63	-	-	-	-
Mi568 <sup>4</sup>	8.06	-	7.24	10.83	-	-	-
Mi625 <sup>4</sup>	(7.93	-	(7.84	-	-	-	-
II Zw 40 <sup>4</sup>	8.14	6.89	7.40	10.84	-	-	-
Mrk 36 <sup>4</sup>	7.82	-	6.05	10.82	-	-	-
IZw 18 <sup>5</sup>	7.24	5.99	6.56	-	-	--	-

<sup>1</sup> Valores tomados de Peña et al. (1991).

<sup>2</sup> Valores calculados tomando  $T_e$  y algunas abundancias iónicas de Peña et al. (1991).

<sup>3</sup> Valores calculados tomando  $T_e$  de Peña et al. (1991).

<sup>4</sup> Valores calculados a partir de los datos tomados de Terlevich et al. (1991).

<sup>5</sup> Valores tomados de Dufour et al. (1988).

S<sub>1</sub>: Tomando  $i_{cf}(S)$  de Mathis y Rosa (1991).

S<sub>2</sub>: Tomando  $i_{cf}(S)$  de Barker (1983).

S<sub>3</sub>: Tomando  $i_{cf}(S)$  de Peimbert y Torres-Peimbert (1977).

## 5. RELACION ENTRE LA MORFOLOGIA Y LAS CONDICIONES FISICAS

En los dos capítulos anteriores se presentan los resultados de las condiciones físicas y composición química obtenidos para los objetos estudiados en este trabajo, así como una descripción morfológica para cada uno de ellos.

En este capítulo se analizarán estos resultados y se buscarán las posibles correlaciones entre las características físicas y la morfología de los objetos.

### 5.1 Características de la muestra

La muestra de objetos clasificados en este trabajo consta de 36 **GHII** del *Survey Calán-Tololo*. De estos 36 objetos, 22 resultaron **EPCHII**, 10 fueron **SS**, 3 **PCHII** y solamente hubo 1 objeto **BEN**. Esto indica que los objetos de tipo **EPCHII** ocupan un 61 %, mientras que los **SS** representan un 28 %. Los de tipos **PCHII** y **BEN** cuentan solamente con un 8 y 3 % respectivamente. Al incluir los 14 objetos tomados de **SMB**, los porcentajes resultan: **SS**, 24 %; **EPCHII**, 62 %; **PCHII**, 12 %; **BEN**, 2 %.

La muestra de **SMB** consta de 166 **GHII** de las cuales 109 pertenecen a los tipos **SS**, **EPCHII**, **PCHII**, **EABEN** y **BEN**. Además de éstas, se encuentran 3 **IG** y 5 **IM**, con lo que el total de **GHII** de la muestra es de 117 objetos, resultando las demás, galaxias con núcleo activo. Las **GHII** de la muestra de **SMB** siguen una distribución de: 12 **SS**, 36 **EPCHII**, 30 **PCHII**, 15 **EABEN** y 16 **BEN**. Esto resulta en: **SS**, 10 %; **EPCHII**, 31 %; **PCHII**, 26 %; **EABEN**, 13 %; **BEN**, 14 %; **IM**, 4 %; **IG**, 2 %.

Esto indica que la muestra de **GHII** del presente trabajo presenta, en promedio, un número mayor de objetos **SS** y **EPCHII** que la muestra de **SMB**.

Esto se debe a que los objetos de este trabajo son de muy alta excitación y de alto brillo. Fueron escogidos así debido a que permiten una determinación más confiable de las condiciones físicas y de las abundancias iónicas que las obtenidas de objetos de menor grado de excitación y menor brillo.

En la Fig 5.1 se muestra la distribución de las **GHII** en tipos morfológicos de la muestra del presente trabajo en comparación con la distribución en tipos morfológicos de las **GHII** de la muestra de **SMB**.

En la Fig. 5.2 se graficó el corrimiento al rojo  $z$  contra la magnitud absoluta  $M_B$ . En esta gráfica se observa que los objetos débiles ( $-17 \leq M_B \leq -14$ ) sólo fueron incluidos hasta un valor de  $z \leq 0.02$ . Las **GIII** de bajo brillo más lejanas resultan muy débiles como para obtener de ellas espectros de alta calidad, por lo que, para  $z \geq 0.06$ , sólo se incluyeron las **GIII** más brillantes ( $M_B \leq -19$ ). Por otro lado se encuentra que no existen objetos brillantes ( $M_B \leq -18$ ) cercanos ( $z \leq 0.02$ ), excepto 5: A05.03n, A05.03s, M18.13, J18.03 y Mi448, los cuales tienen clasificación morfológica: **EPCHII**, **EPCHII**, **EPCHII**, **EPCHII** y **PCHII** respectivamente.

## 5.2 Relaciones entre las composición química, las características fotométricas y morfológicas.

Como el parámetro más importante para clasificar morfológicamente a las **GIII** es el tamaño de éstas, se hizo una gráfica para observar cómo se comporta la abundancia de O/H con respecto al tamaño de los objetos de la muestra. El resultado se presenta en la Fig. 5.3. En esta figura se aprecia que los objetos del tipo **SS** abarcan un intervalo muy amplio de metalicidades ( $7.2 \leq O/H \leq 8.4$ ), el cual es prácticamente todo el intervalo de metalicidades que presentan las **GIII**. Las **GIII** del tipo **PCHII** se encuentran en un intervalo de metalicidades de  $7.5 \leq O/H \leq 8.6$ . Los objetos **PCHII** abarcan el intervalo de metalicidades  $7.9 \leq O/H \leq 8.2$ . El objeto **BEN** se encuentra en medio de este último rango. Esto indica que, a medida que el tamaño angular de las **GIII** disminuye, éstas abarcan un rango más amplio de metalicidades extendiéndose hacia metalicidades menores, mientras que la abundancia de O/H se vuelve más o menos constante alrededor de  $\log O/H \sim 8.00$  a medida que el tamaño angular de las **GIII** aumenta.

En la Fig. 5.4 se muestra una gráfica de la abundancia de oxígeno relativa a hidrógeno contra la magnitud absoluta ( $12 + \log O/H$  vs.  $M_B$ ). Los objetos están representados con distintos símbolos según sus morfologías. En ella se observa una cierta tendencia que indica que no se detectan objetos débiles de alta metalicidad ( $M_B \geq -15$ ,  $O/H \geq 7.9$ ), así como tampoco se observan objetos brillantes de baja metalicidad ( $M_B \leq -16$ ,  $O/H \leq 7.7$ ).

La ausencia de **GIII** brillantes de muy baja metalicidad y la presencia de objetos débiles de baja metalicidad, indicaría que los primeros no existen o son muy escasos, ya que, de lo contrario, deberían ser fácilmente detectados. La relación encontrada por Skillman et al. (1989) se muestra con una línea punteada.

La ausencia de objetos débiles de alta metalicidad puede deberse a un efecto de selección, ya que el O es el principal enfriador del gas y, al ser abundante, la nebulosa se encuentra tan fría que las líneas de excitación colisional resultan demasiado débiles para ser detectadas. Resultados similares se obtuvieron en trabajos previos (Peña y Ayala 1993, Izotov et al. 1992). Por otra parte, Skillman, Kennicutt, Hodge (1989) realizaron un estudio de galaxias enanas encontrando una relación entre  $M_B$  y la abundancia O/H. Esta relación no se encontró en los objetos de la muestra presente resultando una gráfica con gran dispersión, al igual que lo encontrado en Peña y Ayala (1993) e Izotov et al. (1992).

También se observa que los objetos no presentan una secuencia en cuanto a su clasificación morfológica, ya que en el caso de los objetos de clasificación SS, si bien se encuentran en su mayoría en el extremo de baja luminosidad y baja metalicidad, hay algunos en la región de metalicidades  $O/H \geq 8.00$  y luminosidades  $M_B \leq -16$ .

Así mismo, los objetos PCHII se encuentran en el extremo de alta luminosidad ( $M_B \leq -19$ ), pero no presentan una metalicidad particularmente alta ( $O/H \leq 8.1$ ), mientras que los objetos EPCHII se encuentran dispersos a lo largo de toda la relación.

Esto indicaría que las GHII de clasificación SS son, en su mayoría, más débiles que los demás tipos morfológicos, pero abarcan todo el rango de metalicidades de las GHII. Tampoco se encuentra una clara correlación entre la luminosidad y la metalicidad, al contrario de lo sugerido por Skillman et al. (1989) y SMB, ya que los objetos presentan una gran dispersión tal como lo encontrado por Peña y Ayala (1993) e Izotov et al. (1992).

### 5.3 Relaciones entre las abundancias químicas y las condiciones físicas.

En la Fig. 5.5 se graficó la abundancia del ión  $S^+$  contra la abundancia del ión  $O^+$  ( $12 + \log S^+/H^+$  vs.  $12 + \log O^+/H^+$ ) encontrándose una relación bastante estrecha entre ambas. El objeto de menor abundancia de  $O^+$  entre toda la muestra, después de IZw18, es Mi461.

En esta figura se observa que la abundancia de  $S^+$  aumenta a medida que aumenta la abundancia de  $O^+$ . Esta relación no presenta una secuencia en la clasificación morfológica.

Debido a que se encuentra una estrecha relación entre las abundancias de  $S^+$  y  $O^+$ , se estudió el comportamiento de la abundancia de  $S^+$  con la  $T_e$ , para averiguar si era éste el factor que determina la relación antes señalada (Fig. 5.6).

De la gráfica se observa que los puntos se encuentran algo dispersos, sin embargo, si se encuentra, para los objetos de esta muestra, cierta tendencia en el sentido de que en los objetos con  $T_e$  muy altas ( $T_e \geq 18 \times 10^3$  K) no se observa la presencia del ión  $S^+$ . La interpretación de esta gráfica resulta en que esta dependencia entre  $S^+$  y  $T_e$  se debe a que los objetos de alta  $T_e$  son al mismo tiempo los de mayor grado de ionización, es decir, ionizados por un cúmulo estelar con alta temperatura efectiva  $T_{eff}$ , por lo que el S se encuentra en estados de mayor grado de ionización ( $S^{2+}$ ,  $S^{3+}$ , ... )

En la Fig. 5.7 se presenta la relación N/O vs. O/H. En ella se observará que no existe correlación alguna entre la variación en la cantidad de N/O en relación con la variación de O/H, encontrándose una gran dispersión de N/O a un O/H dado. El valor medio de  $\log N/O$  es  $\sim -1.5 \pm 0.1$  para todo el intervalo de O/H.

Este resultado había sido reportado previamente por otros autores y fue ampliamente discutido por Garnett (1990), quien atribuye el comportamiento de estos parámetros a las oscilaciones que sufre el cociente N/O debido a los múltiples brotes de formación estelar que parecen ocurrir en estas galaxias.

De manera esquemática se tiene que, durante la vida del brote, la galaxia se enriquece rápidamente de O debido a la producción de las estrellas masivas, mientras que el N no se enriquece, por lo que la cantidad de N/O decrece a medida que aumenta la cantidad de O; al terminar la evolución de las estrellas masivas, el cociente N/O crece debido a la aportación de N por las estrellas de masa intermedia. Al ocurrir un nuevo brote, el O aumentará nuevamente de manera rápida con la consecuente disminución de N/O y así sucesivamente.

En la Fig. 5.8 se grafica la abundancia de Ne relativa a H contra la abundancia de O relativa a H. Se encuentra una relación lineal entre estos dos parámetros de la manera:

$$\log Ne/H = 1.09 \pm 0.06 \log O/H - 1.37 \pm 0.49.$$

Esta misma relación ya había sido reportada por Peña et al. (1991) para una muestra más pequeña de **GHII**. Relaciones similares han sido reportadas en la literatura por Vigroux, Stasinska, Comte (1987) para una muestra de **RHII** extragalácticas y por Henry (1989) para un conjunto de 170 nebulosas planetarias galácticas y extragalácticas.

Esta relación es una evidencia de que el Ne y el O son producidos mediante los mismos procesos en las estrellas de alta masa.

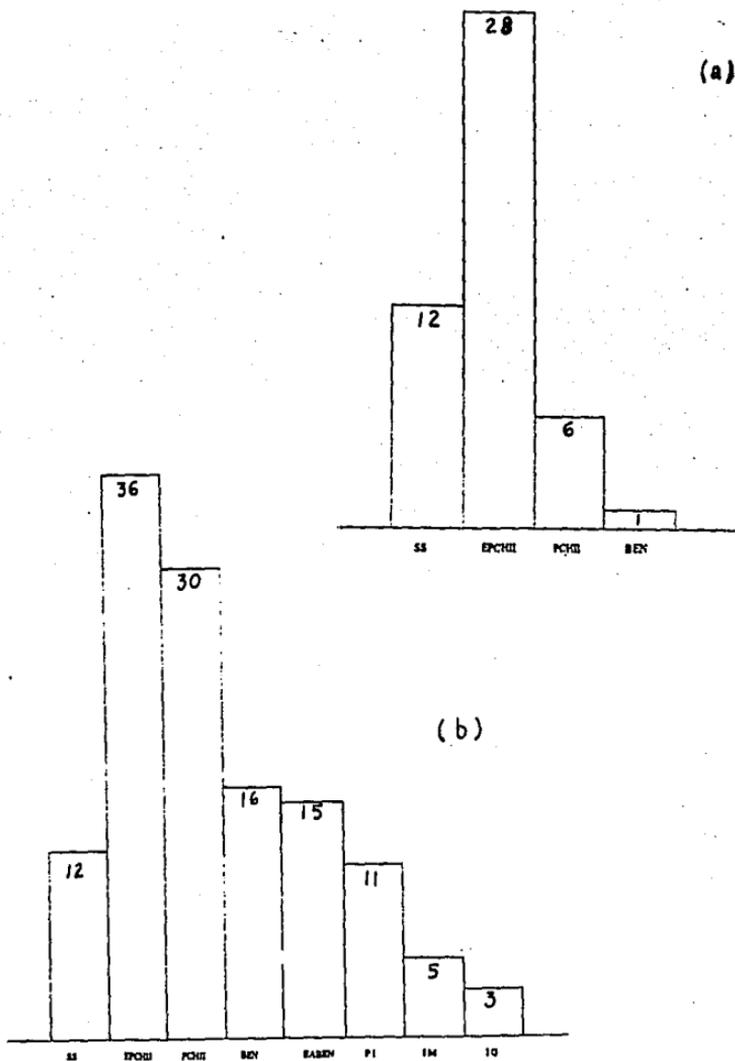


Fig. 5.1 Distribución del número de galaxias con respecto al tipo morfológico:  
 a) Distribución del presente trabajo,  
 b) Distribución del trabajo de SMB.

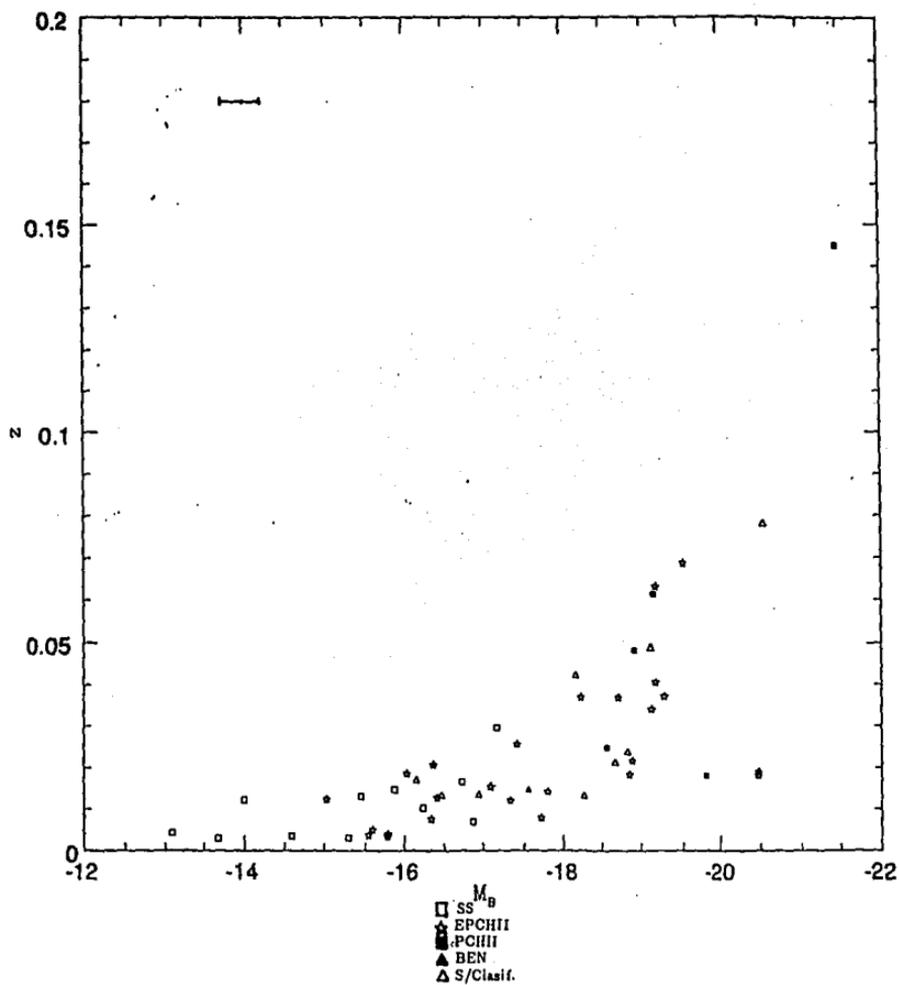


Fig. 5.2 Corrimiento al rojo ( $z$ ) contra magnitud absoluta ( $M_B$ ).  
 Las barras de error se indican con un símbolo cruzado en todas las figuras.

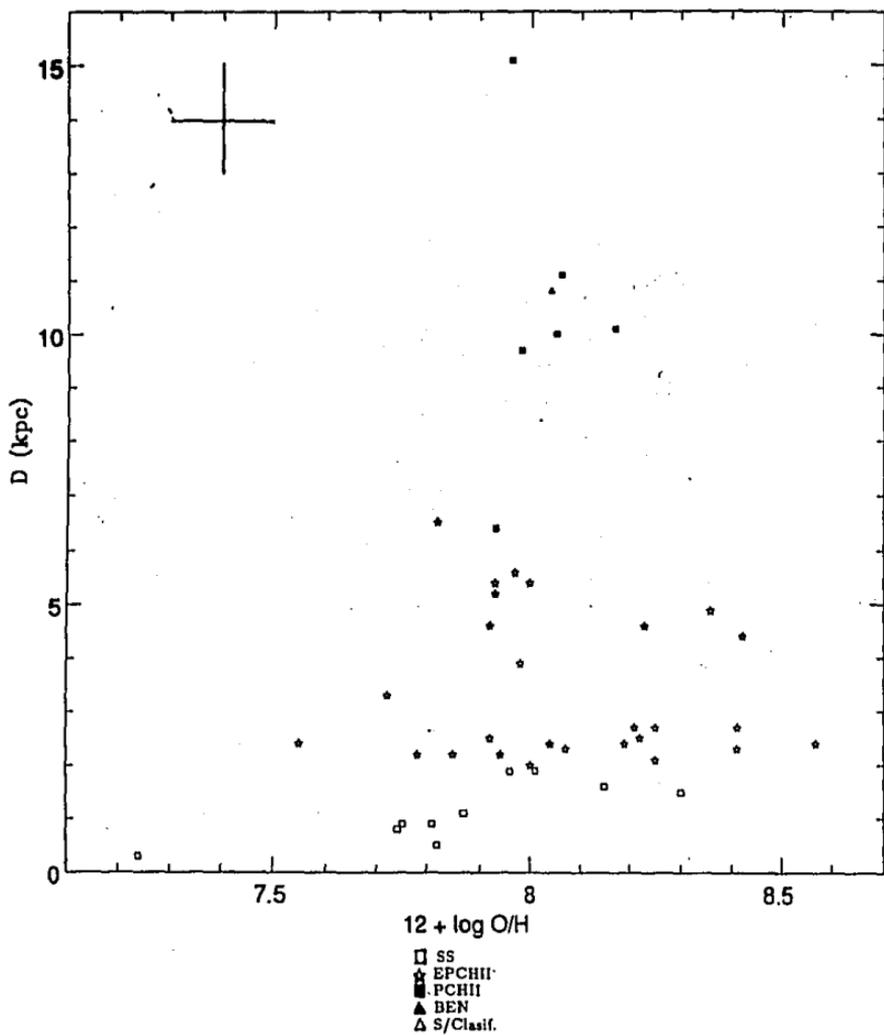


Fig. 5.3 Diámetro aparente ( $D$ ) contra abundancia de O relativa a H (O/H).

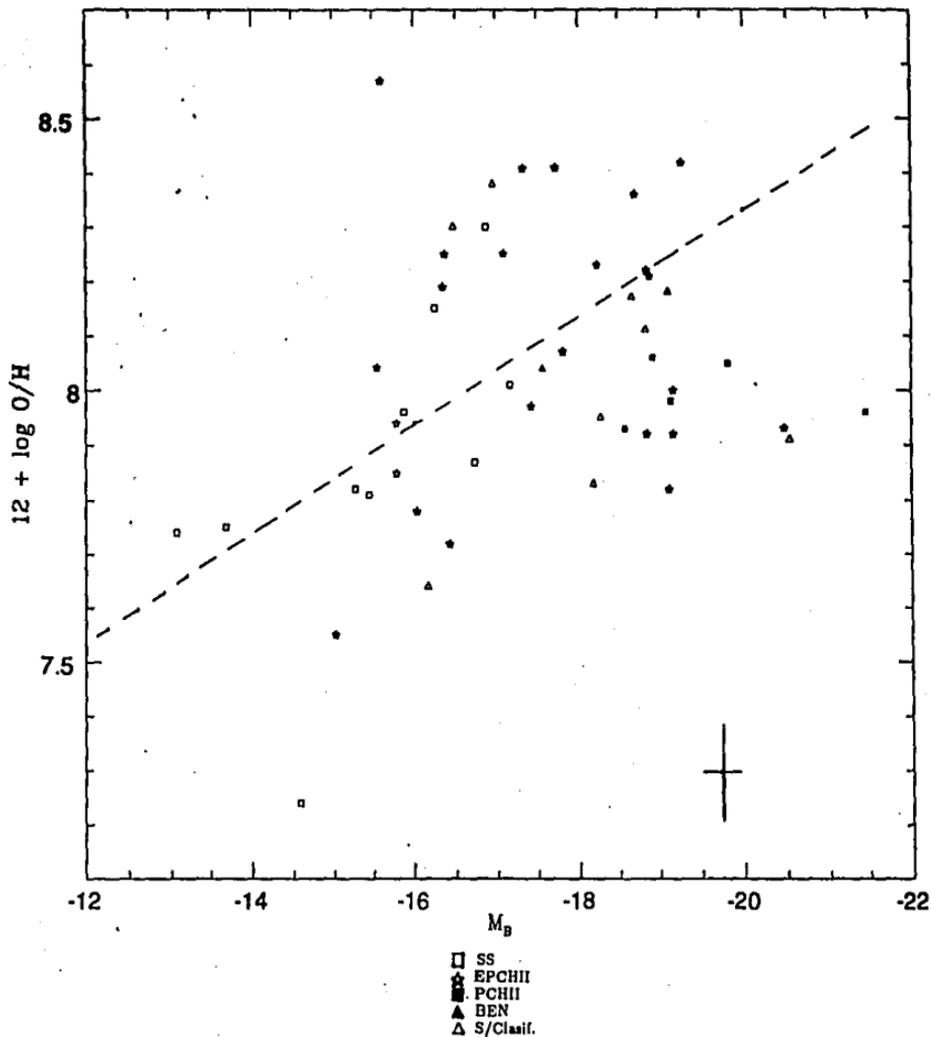


Fig. 5.4 Abundancia de O relativa a H (O/H) contra magnitud absoluta ( $M_B$ ).  
 La línea punteada representa la relación de Skillman et al. (1989).

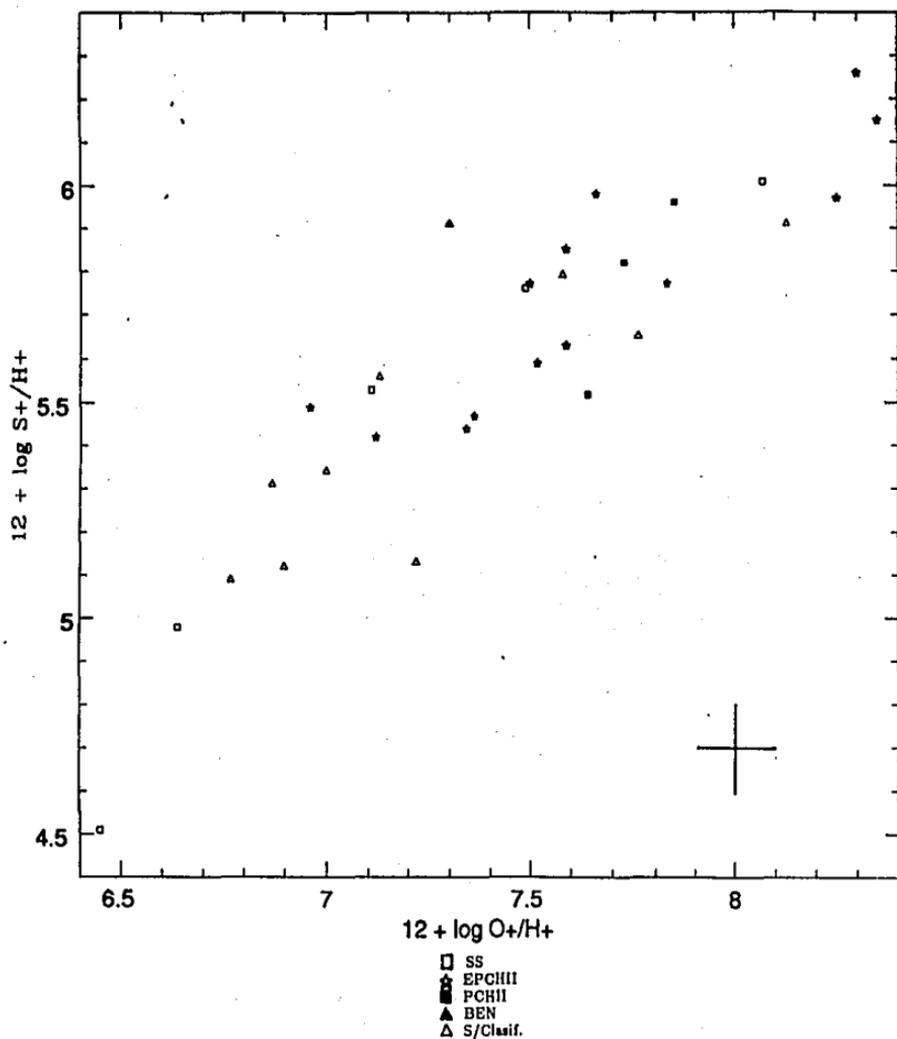


Fig. 5.5 Abundancia de SII relativa a HII ( $S^+/H^+$ ) contra abundancia de OII relativa a HII ( $O^+/H^+$ ).

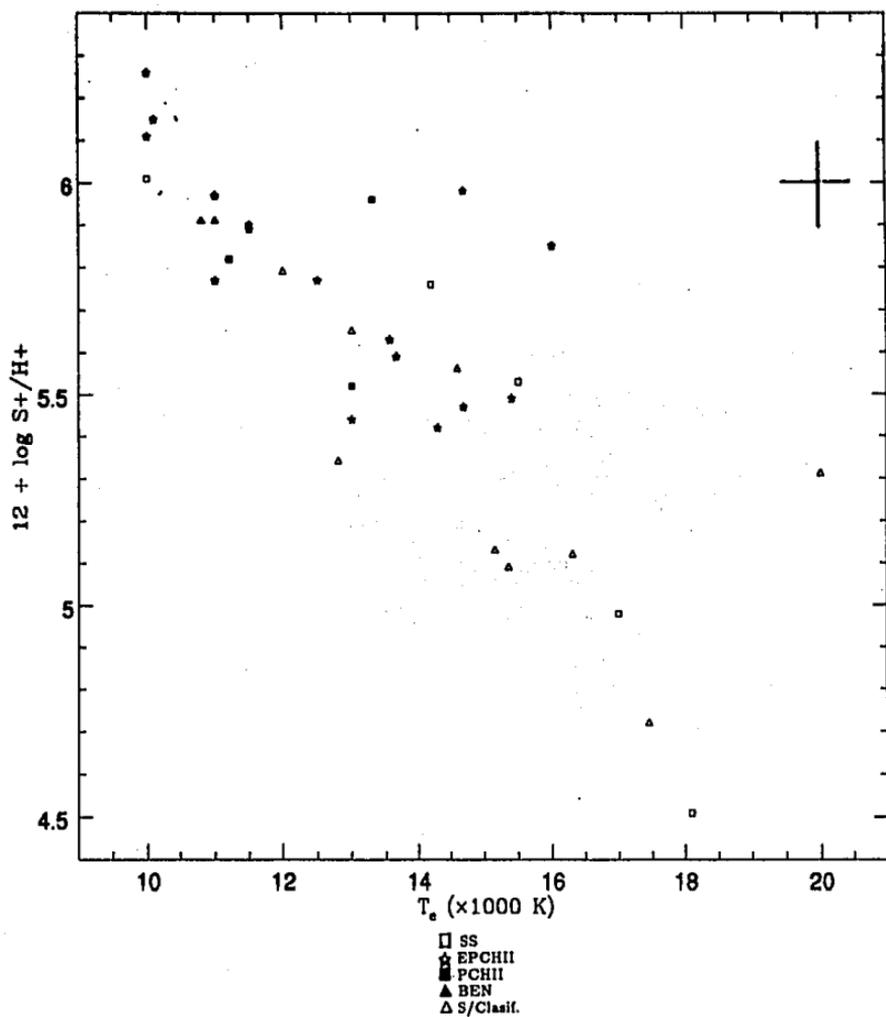


Fig. 5.6 Abundancia de SII relativa a HII ( $S^+/H^+$ ) contra temperatura electrónica ( $T_e$ ).

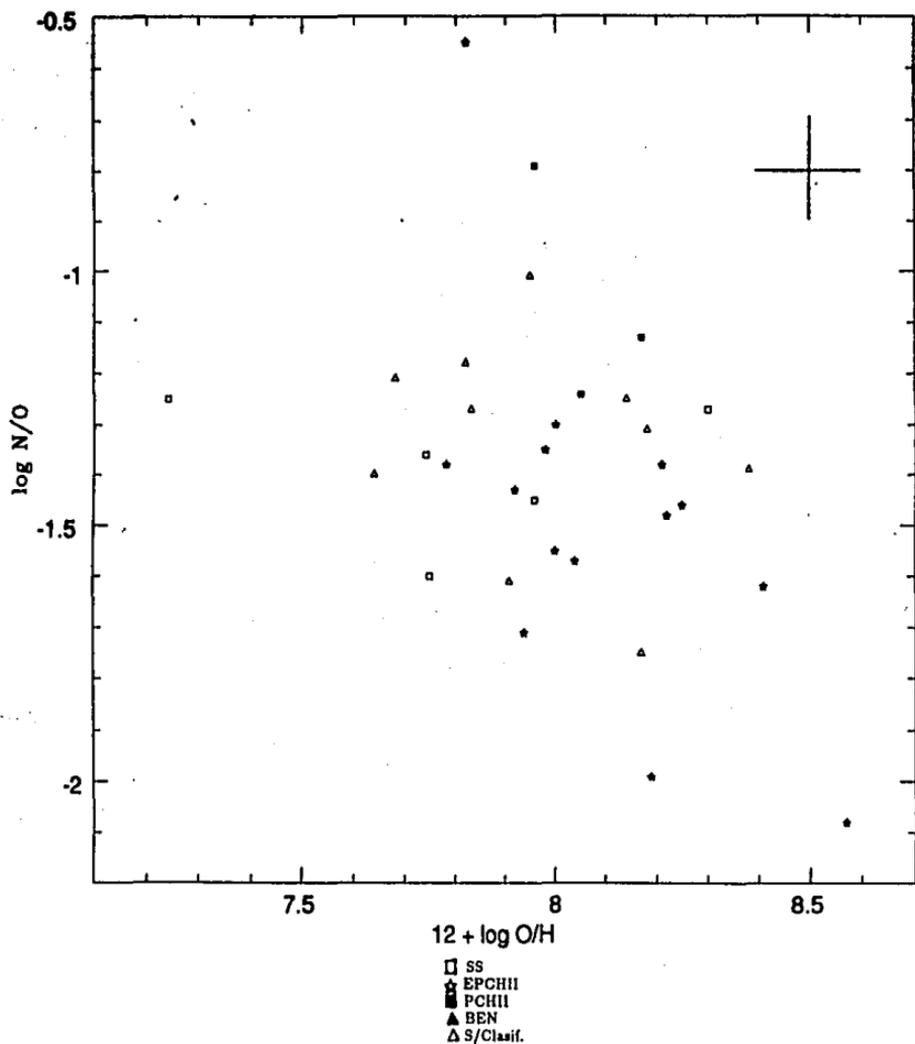


Fig. 5.7 Abundancia de N relativa a O (N/O) contra abundancia de O relativa a H (O/H).

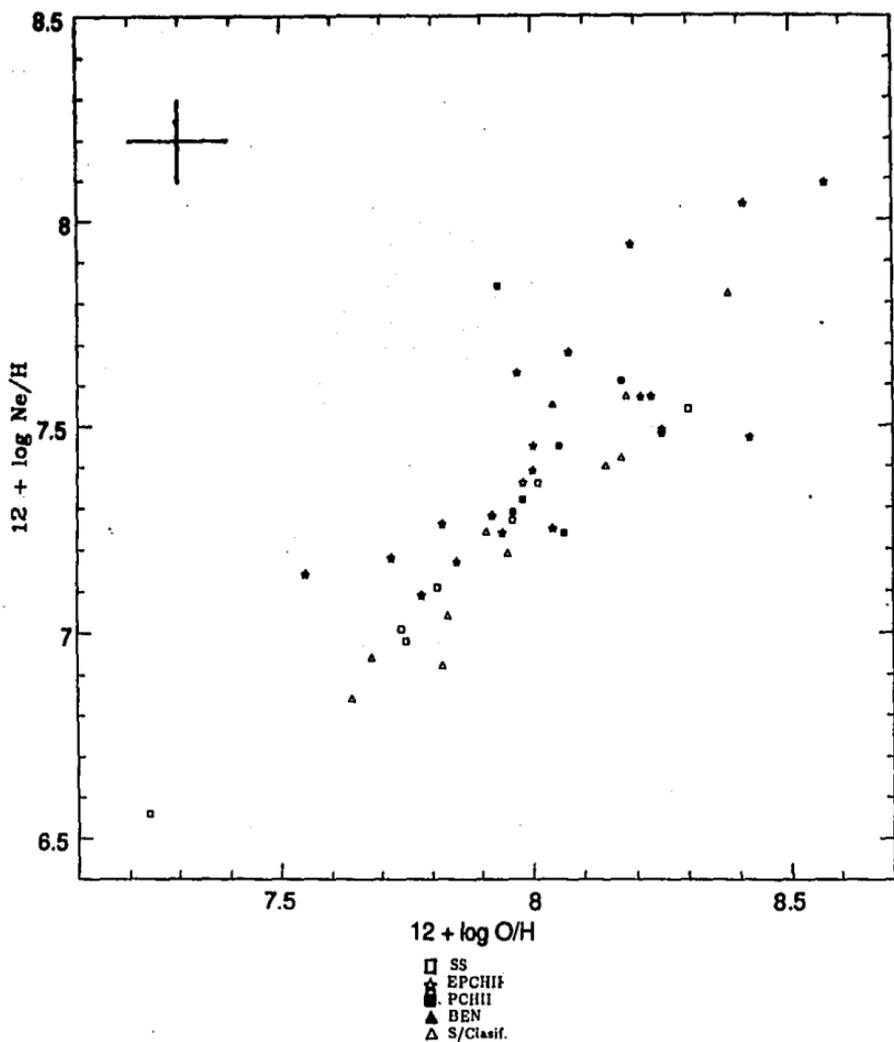


Fig. 5.8 Abundancia de Ne relativa a H (Ne/H) contra abundancia de O relativa a H (O/H).

## 6. CONCLUSIONES

La muestra de objetos clasificados morfológicamente en este trabajo consta de 36 **GHII** del *Survey* de Calán-Tololo. Se ha determinado el diámetro físico en kpc a cada una de ellas y se les ha asignado una clasificación morfológica de acuerdo a la clasificación hecha por SMB (Cap.3). Para fines de completez, se agregaron a las **GHII** de la muestra de Calán-Tololo 14 objetos de la lista dada por SMB, para los cuales existen datos espectrofotométricos confiables. Para estas últimas se adoptaron los valores dados ahí para tamaños angulares en segundos de arco ( $\alpha$ ), tamaños físicos en kiloparsecs ( $D$ ), corrimientos al rojo ( $z$ ), magnitudes absolutas ( $M_B$ ) y el tipo morfológico que les había sido asignado.

De los 36 objetos de la muestra, 22 resultaron **EPCHII**, 10 fueron **SS**, 3 **PCHII** y solamente hubo 1 objeto **BEN**. Esto indica que los objetos de tipo **EPCHII** ocupan un 61 %, mientras que los **SS** tienen un 28 %. Los de tipos **PCHII** y **BEN** cuentan solamente con un 8 y 3 % respectivamente. Al incluir los 14 objetos tomados de SMB, los porcentajes resultan: **EPCHII** 62 %, **SS** 24 %, **PCHII** 12 %, **BEN** 2 %.

Se determinaron las condiciones físicas y abundancias de elementos pesados en 13 de la **GHII** de la muestra para las cuales no se contaba con valores determinados previamente en la literatura (Cap.4). Así mismo, se usaron las intensidades de líneas para 16 objetos dados por **CEGHII**, con el fin de calcular  $T_e$ ,  $N_e$  y las abundancias iónicas de  $O^+$ ,  $O^{+2}$ ,  $N^+$ ,  $Ne^{+2}$ ,  $He^+$  y  $S^+$  en estos objetos. De los 16 objetos agregados, 14 pertenecen a los objetos de SMB y los otros 2 son IIZw40 y Mrk36.

Se encontró que todos los objetos presentan baja metalicidad ( $O/H \leq 8.43$ ) con una metalicidad promedio de  $O/H = 7.98$ .

Se encontraron 4 objetos con brillo intrínseco mucho mayor que el promedio ( $M_B \leq -21$ ), A05.03n, A05.03s, M18.13 y Mi448, cuyos tamaños angulares se encontraban dentro de los típicos de las **GHII** ( $2.5 \text{ kpc} \leq D \leq 10 \text{ kpc}$ ). El brillo intrínseco de estos 4 objetos es comparable con el brillo de las galaxias masivas ( $M_B \sim -22$ ).

En este trabajo se encontró una gran dispersión en la relación entre  $O/H$  y  $M_B$  al igual que lo obtenido en resultados previos (Izotov et al. 1992, Peña y Ayala 1993), por lo que se concluye que no existe una correlación evidente, al contrario de lo encontrado por Skillman et al. (1989). Tampoco se encontró una relación entre los tipos morfológicos y la metalicidad como la encontrada por SMB.

Esto último puede deberse a los sesgos de la presente muestra, ya que ésta consta de **GHII** de alta excitación y, además, en esta muestra no se encontraron objetos de los tipos morfológicos **EABEN**, **IM**, **IG** y solamente se presenta una **BEN**, lo cual puede deberse a que todas las **GHII** del presente trabajo tienen corrimientos al rojo  $z$  pequeños.

Se encontró una clara relación entre las abundancias  $\log O/H$  y  $\log Ne/H$ , tal y como se observó en Peña et al. (1991).

En el caso de  $\log O/H$  vs.  $\log N/O$ , se encontró la misma tendencia que en trabajos previos tales como Peña et al. (1991) y Garnett (1990). En este último, se discute que la gran dispersión no es debida a errores en la medición de la abundancia de  $N$ , sino que puede deberse a oscilaciones del cociente  $N/O$  debidas a los múltiples brotes de formación estelar producidos en estas galaxias.

El resultado más importante en el presente trabajo es la estrecha correlación encontrada entre la abundancia de los iones  $S^+$  y  $O^+$ . Se encontró una muy fuerte relación entre estos dos iones permitiendo el ajuste de una recta cuya ecuación queda descrita por:

$$\log S^+/H^+ = 0.72 \pm 0.04 \log O^+/H^+ - 3.14 \pm 0.28,$$

con coeficiente de correlación  $r = 0.88$ .

La importancia de este resultado radica en la posibilidad de determinar la abundancia total de  $S$  en base a una relación del estilo:

$$\frac{S^+}{O^+} = \frac{S}{O}.$$

Otra ventaja sería la posibilidad de determinar la abundancia del ión  $O^+$  a partir de esta relación, ya que las líneas  $[SII]\lambda\lambda$  6717, 6731 son detectadas con mayor facilidad y precisión que la línea  $[OII]\lambda$  3727.

También se encontró una correlación entre la abundancia del ión  $S^+$  y la  $T_e$ , aunque no tan estrecha como la anteriormente descrita. Estas dos relaciones pueden ser un reflejo del índice de excitación, ya que se observa que a menor  $T_e$ , mayor es la cantidad encontrada de  $S^+$  y viceversa.

Aún cuando ambas relaciones encontradas ( $S^+$  vs.  $O^+$  y  $S^+$  vs.  $T_e$ ) muestran una estrecha correlación, deben mejorarse disminuyendo el error en las medidas de estas cantidades para poder utilizarlas con mayor confiabilidad.

## REFERENCIAS

- Ayala S. 1992, *Tesis de Licenciatura*, Universidad Nacional Autónoma de México.
- Barker T. 1983, *Ap. J.* **267**, 630.
- Brocklehurst M. 1971, *M. N. R. A. S.* **153**, 471.
- Campbell A.W., Terlevich R., Melnick J. 1986, *M. N. R. A. S.* **223**, 811.
- Campos-Aguilar A. y Moles M. 1991, *As. & Ap.* **241**, 358.
- Campos-Aguilar A., Moles M., Masegosa J. 1993, *As. J.* **106**, 1784.
- Costero R. y Peimbert M. 1970, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya* **5**, 229.
- Dufour R., Garnett D.R., Shields G.A. 1988, *Ap. J.* **332**, 752.
- Garnett D.R. 1990, *Ap. J.* **363**, 142.
- Haro G. 1956, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya* **2**, 8.
- Henry R.B.C. 1989, *M. N. R. A. S.* **241**, 453.
- Hummer D. y Storey P.J. 1987, *M. N. R. A. S.* **224**, 801.
- Izotov Yu.I., Lipovetsky V.A., Guseva N.G., Kniasev A.Yu. 1992, *The feedback of chemical evolution on the stellar content of galaxies*, eds. D. Alloin y G. Stasinska, Publication de l'Observatoire de Paris, p.134.
- Kunth D. Martin J.M., Maurogordato S., Vigroux L. 1985, *Star forming dwarf galaxies*, eds. D. Kunth, T.X. Thuan, J. Trinh Van, Frontières, p.89.
- Landolt A. 1973, *As. J.* **78**, 959.
- Landolt A. 1983, *As. J.* **88**, 439.
- Lequeux J., Peimbert M., Rayo J.F., Serrano A, Torres-Peimbert S. 1979, *As. & Ap.* **80**, 155.
- MacAlpine G.M. y Williams G.A. 1981, *Ap. J. Suppl. Ser.* **45**, 113.
- MacCall M.L., Rybsky P.M., Shields G.A. 1985, *Ap. J. Suppl. Ser.* **57**, 1.
- Markarian B.E. 1967, *Astrofizica* **3**, 263.
- Markarian B.E., Lipovetsky V.A., Stepanian D.A. 1981, *Astrofizica* **17**, 619.
- Markarian B.E., Lipovetsky V.A., Stepanian J.A., Erastova L.K., Shapovalova A.I. 1989, *Comm. Special Astrophys. Observ.* **62**, 5.

- Mathis J.S. y Rosa M.R. 1991, *As. & Ap.* **245**, 625.
- Maza J., Ruiz M.T., González L.E., Wichjniesky M. 1989, *Ap. J. Suppl. Ser.* **69**, 349.
- Maza J., Ruiz M.T., Peña M., González L.E., Wischnjesky M. 1991, *As. & Ap. Suppl. Ser.* **89**, 389.
- Melnick J., Heydari-Malayeri M., Leisy P., *As. & Ap.* **253**, 16.
- Osterbrock D. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, ed. University Science Books.
- Peimbert M. y Torres-Peimbert S. 1977, *M. N. R. A. S.* **179**, 217.
- Peña M. y Ayala S. 1993, *Rev. Mex. Astron. y Astrof.* **27**, 171.
- Peña M. y Torres-Peimbert S. 1992, *Reporte Técnico No.97 del Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México.*
- Peña M., Ruiz M.T., Maza J. 1991, *As. & Ap.* **251**, 417.
- Salzer J.J., MacAlpine G.M., Boroson T.A. 1989, *Ap. J. Suppl. Ser.* **70**, 447. (SMB)
- Salzer J.J., MacAlpine G.M., Boroson T.A. 1989, *Ap. J. Suppl. Ser.* **70**, 479. (SMB)
- Sargent W.L.W. y Searle L. 1970, *Ap. J. Lett.* **162**, L155.
- Skillman E.D., Kennicutt R.C., Hodge P.W. 1989, *Ap. J.* **347**, 875.
- Smith M.G., Aguirre C., Zemelman M. 1976, *Ap. J. Suppl. Ser.* **32**, 217.
- Stone R.S.P. y Baldwin J.A. 1983, *M. N. R. A. S.* **204**, 347.
- Strömgren B. 1939, *Ap. J.* **89**, 529.
- Terlevich R., Melnick J., Masegosa J., Moles M., Copetti M.V.F. 1991, *As. & Ap. Suppl. Ser.* **91**, 285. (CEGHII)
- Torres-Peimbert S. y Peña M. 1990, *Reporte Técnico No. 87 del Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México.*
- Vigroux L, Stasinska G., Comte G. 1987, *As. & Ap.* **172**, 15.
- Whitford A.E. 1958, *As. J.* **63**, 210.