

3
2 ej.



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

FOTOMETRIA DE BANDA ANCHA 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:

SANDRA ANGELICA AYALA GOMEZ

FALLA EN ORIGEN

Ciudad Universitaria

México, D.F., 1992



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.

INDICE

CAPITULO 1:

1.1	Introducción.	1
1.1.1	Las galaxias H II.	2
1.1.2	El Survey Calán-Tololo.	9

CAPITULO 2:

2.1	La fotometría.	11
2.1.1	Ecuaciones básicas de la fotometría.	11
2.1.2	Sistemas fotométricos.	15
2.1.3	Sistema fotométrico UBVRI.	16
2.1.4	Estrellas estándares fotométricas.	17
2.1.5	El detector CCD.	18
2.2	Observaciones.	20
2.2.1	Adquisición de imágenes.	20
2.3	Reducción de datos.	23
2.3.1	Correcciones a la respuesta instrumental.	23
2.3.2	Magnitudes instrumentales.	26
2.3.3	Calibración de la magnitud instrumental.	29

2.3.4	Magnitudes aparentes de los objetos problema.	33
CAPITULO 3:		
3.1	Análisis de datos.	39
3.1.1	Magnitudes absolutas.	39
3.2	Los colores de las galaxias H II.	50
3.2.1	Diagramas color-color.	50
3.2.2	Diagrama (V-R, B-V).	57
3.2.3	Diagrama (R-I, B-V).	60
3.2.4	Diagrama (V-I, B-V).	62
3.2.5	Diagrama (R-I, V-R).	64
3.2.6	Diagrama (V-I, V-R).	67
3.2.7	Discusión de los diagramas color-color.	69
CAPITULO 4:		
4.1	La relación Metalicidad-Luminosidad.	71
4.2	La relación Metalicidad-Magnitud absoluta azul.	74
4.2.1	Diagramas de Metalicidad-Magnitud absoluta para las galaxias de la muestra.	75
CAPITULO 5:		
	CONCLUSIONES.	81
	Referencias	84

CAPITULO 1.

1.1 INTRODUCCION.

Las galaxias son sistemas formados por millones de estrellas y por materia interestelar (gas, polvo y partículas de alta energía). Hubble (1926) propuso un sistema de clasificación de tipos morfológicos de las galaxias que ha sido el más usado por el hecho de ser el más natural y más simple.

Esta clasificación distingue cuatro tipos principales: las galaxias elípticas (E) cuya población estelar es vieja (estrellas amarillas y rojas) y se distribuye de manera elipsoidal aumentando la densidad de estrellas hacia el centro de la galaxia, no contienen estrellas jóvenes y presentan poca o ninguna evidencia de polvo y gas interestelar. Las galaxias lenticulares (SO) que son elipsoides parecidos a una galaxia E (respecto a su forma y población estelar) y un disco sin ninguna estructura espiral que además de estrellas contiene polvo y gas. Las galaxias espirales sin barra (S) y con barra (SB), son sistemas estelares compuestos de un sistema esferoidal y un disco muy aplanado que contiene brazos espirales delineados por gas ionizado y estrellas jóvenes que se mezclan con las estrellas más viejas, gas neutro y polvo del resto del disco, sus núcleos son más densos y parecidos a una galaxia E. Las galaxias SB presentan además una barra central que las caracteriza. Finalmente, las galaxias irregulares (Irr) que no muestran una estructura bien definida, son

ricas en material interestelar y estrellas jóvenes y viejas distribuidos irregularmente.

Como la clasificación de Hubble se basa en la morfología de las galaxias, hay algunas que se clasifican como galaxias peculiares, es el caso de las elípticas enanas, las compactas azules y las galaxias interactuantes, entre otras. Esto ha llevado a establecer criterios de clasificación que involucran características físicas como la luminosidad, color y contenido estelar, etc., y características espectroscópicas de las galaxias. Por lo cual ha sido necesario diseñar diversas técnicas para buscar galaxias con características específicas. Uno de los grupos más interesantes está constituido por las galaxias que presentan exceso en el UV, líneas en emisión permitidas de H y He y líneas "prohibidas" de elementos pesados como el O, N, Ne, etc.

1.1.1 Las galaxias H II.

Alrededor de los años 50's se inició la búsqueda sistemática de objetos que presentaran excesos UV utilizando técnicas fotométricas como las empleadas por Humason y Zwicky (1947) y por Haro (1956); en ésta última se hace una triple exposición sobre una misma placa del objeto problema en varios filtros (por ejemplo UBV) y en ella se comparan directamente las imágenes en los tres colores, detectando los objetos más azules. Otro survey fotométrico muy importante ha sido realizado en el observatorio de Kiso en Japón (Takase y Miyauchi-Isobe 1988), donde se han encontrado más de 4500 galaxias con excesos UV.

El empleo de técnicas fotométricas se utiliza con éxito actualmente (Coziol et al. 1992) ampliando así el número de objetos descubiertos con estas características.

Otra técnica muy importante en la búsqueda de estas galaxias, es el uso de placas con prisma objetivo para obtener espectros de galaxias en las zonas espectrales azul y verde, en los que se buscan excesos en el flujo del continuo ultravioleta con respecto a otros objetos (Markarian 1967; Markarian, Lipovetskii y Stepanian 1981). Con esta técnica se han catalogado más de 1500 objetos entre los que se encuentran las muestras más estudiadas de galaxias activas. Para la búsqueda en las placas con prisma objetivo se usa también como criterio de selección la existencia de líneas en emisión (Smith 1975), fijándose sobre todo en las líneas [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ y [O II] $\lambda\lambda 3726, 3729$. De los objetos clasificados con este criterio de selección hay muchos ejemplos: el Survey Tololo (Smith, Aguirre y Zemelman 1976 y las referencias que ahí se dan), el Survey de la Universidad de Michigan (MacAlpine y Williams 1981 y las referencias que ahí se dan), el Survey Calán-Tololo (Maza et al. 1989) y el Catálogo Espectrofotométrico de Galaxias H II (Terlevich et al. 1991) entre otros.

Dentro de estos grandes surveys se ha encontrado una gran variedad de tipos de galaxias, entre ellas se encuentran algunas de las galaxias más luminosas conocidas pero también un gran número de galaxias de muy baja luminosidad. Según una estimación de Markarian por lo menos el 5% de las galaxias presentan excesos ultravioleta y una alta fracción de ellas muestran líneas en emisión. Al hacer un estudio espectroscópico de estas galaxias se pueden clasificar dentro

de varios tipos: cuasares, estos objetos presentan líneas en emisión intensas con grandes corrimientos al rojo, las líneas permitidas son muy anchas y las líneas prohibidas son más delgadas, tienen además una fuerte emisión en Rayos X e infrarrojo; galaxias Seyfert 1 que son objetos con núcleos muy brillantes, sus espectros presentan líneas en emisión similares a los cuasares aunque menos intensas; galaxias Seyfert 2, que son generalmente galaxias espirales con núcleos muy brillantes que muestran líneas en emisión delgadas (tanto las permitidas como las prohibidas); LINERs que son galaxias de muy baja luminosidad y líneas en emisión de iones de bajo grado de ionización y las galaxias que presentan brotes estelares violentos (galaxias H II), que generalmente son de baja luminosidad, tipo irregular (la mayoría de las veces compactas) y que también presentan líneas en emisión de iones de alto o bajo grado de ionización.

En los *surveys* fotométricos y los que usan como criterio de selección la presencia de líneas en emisión, una buena parte de los objetos que ahí se descubren son clasificados como galaxias H II (Smith et al. 1976, McAlpine et al. 1977, Maza et al. 1991, Terlevich et al. 1991). Los espectros de estas galaxias muestran líneas en emisión intensas con un continuo débil que tiende a crecer hacia longitudes de onda en el azul, estos espectros son típicos de zonas fotoionizadas por cúmulos de estrellas muy calientes.

El estudio espectroscópico detallado de las galaxias con brote estelar fue iniciado por Sargent y Searle (1970), quienes encontraron que los espectros de estos objetos eran muy parecidos a los espectros de las grandes regiones H II que se observan en los brazos de las galaxias espirales, con lo cual determinaron que el gas de estas

galaxias era ionizado por grandes cúmulos de estrellas OB y que por lo tanto estas galaxias se encuentran en una fase activa de formación estelar; ellos llamaron a estos objetos "regiones H II extragalácticas aisladas", ahora se les conoce como galaxias H II, nombre propuesto por Campbell, Terlevich y Melnick (1986) y que ha sido adoptado para los objetos observados en el presente trabajo.

Algunas de las galaxias compactas catalogadas por Zwicky en 1971 representan típicamente a este tipo de objetos, por ejemplo I Zw 18 y I Zw 36. Las galaxias H II tienen como propiedades observables una componente estelar joven y una pequeña o ninguna evidencia de población estelar vieja subyacente, lo cual se deduce de los índices de color (U-B)₀ \approx -0.4 y (B-V)₀ \approx +0.5, calculados por varios autores para este tipo de objetos. Para Zwicky resultaban de mucho interés estos objetos compactos azules ya que la mayoría de las galaxias compactas eran más bien rojas.

Los análisis espectroscópicos establecen que la mayoría de estas galaxias son sistemas deficientes en metales pesados respecto de las abundancias solares (Searle y Sargent 1972, French 1980, Kunth y Sargent 1983, Lequeux et al. 1979, Peña et al. 1991); sus metalicidades típicas se concentran en el intervalo de 1/3 a 1/30 de la abundancia determinada para la vecindad solar, de hecho I Zw 18, cuya metalicidad es cerca de 40 veces menor respecto de la metalicidad solar, es la galaxia H II con menor metalicidad que se conoce.

Muchas de las galaxias H II tienen apariencia casi estelar y cuando se pueden resolver son morfológicamente galaxias irregulares. De los estudios en el radio (observaciones en la línea de 21 cm) de

estos objetos, se ha establecido que tienen grandes cantidades de hidrógeno neutro ($\approx 10^8 - 10^9 M_{\odot}$), lo que da un cociente masa de gas a masa total (>15%) mayor que para las galaxias espirales (<10%) y elípticas (<1%) (Thuan y Martin, 1981).

Desde los estudios hechos por Sargent y Searle (1970) se sabe que una fracción importante de estas galaxias se encuentra formando estrellas masivamente. Las consideraciones sobre la tasa de formación estelar de estas galaxias (entre ≈ 0.1 a 1 masas solares por año), mucho mayor que la tasa promedio (en el disco de la Vía Láctea es de $\approx 5 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ pc}^{-2}$, Gallagher y Hunter 1984) y la baja metalicidad que se les determina, hicieron sugerir a Searle y Sargent (1972) que podrían ser galaxias muy jóvenes, o que su formación estelar ocurre en brotes intensos, intermitentes, separados por periodos de menor actividad.

Para una galaxia la masa es un parámetro físico muy importante en la determinación de su historia de formación estelar; en el caso de las galaxias H II su baja masa y las grandes tasas de conversión de gas a estrellas llevan a pensar que estos objetos no pueden mantener este ritmo de formación estelar de manera constante a lo largo de toda su vida. Suponiendo que estas galaxias se formaron con las demás hace 10^{10} años, el gas que necesitan como combustible en los brotes se agotaría antes de transcurrir ese tiempo.

Sin embargo, la pregunta de si estos objetos son galaxias jóvenes formando sus primeras generaciones de estrellas o si son galaxias viejas que ya han formado estrellas y sintetizado elementos antes del brote actual, sigue abierta. Desde el punto de vista de la

metalicidad, dadas las altas tasas de formación estelar y suponiendo que no hay pérdidas de metales en las regiones donde se producen, se encuentra que la cantidad de metales producidos a lo largo de unos 10^8 años (edad típica de un brote evolucionado), es inferior a las metalicidades determinadas para estos objetos por lo que se podría pensar que ya formaron estrellas anteriormente (Searle 1972; Davidson y Kinman 1985; Kunth y Sargent 1986); aunque el usar la metalicidad como parámetro para estimar la edad de los brotes de formación estelar de las galaxias H II no es estrictamente útil si se toman en cuenta procesos de pérdida de metales debido a los vientos galácticos o acreción de material pregaláctico.

Las propiedades químicas y grandes cocientes de masa de gas a masa total parecen indicar que estas galaxias han tenido a lo largo de su vida, muy baja eficiencia en los procesos de formación estelar.

Tratando de encontrar evidencias sobre la verdadera edad de las galaxias H II, se han observado grandes muestras de ellas en el cercano infrarrojo comparándolas con modelos de síntesis estelar, los cuales parecen indicar la presencia de población estelar vieja (estrellas G y K) subyacente en estas galaxias (Searle et al. 1973; Huchra 1977; Larson y Tinsley 1978; Viallefond y Thuan 1983; Thuan 1983). Esto parece apoyar la idea de que estos objetos experimentan brotes temporales intensos de formación estelar entre los que hay periodos de menor actividad.

Otros resultados encaminados a resolver la controversia apoyan la idea de que algunas de las G H II son verdaderas galaxias jóvenes formando su primera generación de estrellas, sobre la base de que no

encuentran evidencias de población estelar vieja subyacente en estos objetos (Silk 1982; Gondhalekar et al. 1984; Terlevich 1987).

Hasta la fecha aún no se conocen los posibles procesos físicos capaces de provocar los intensos brotes de formación estelar que presentan estos objetos ni cómo evolucionan de manera que haya periodos de baja actividad. Algunos autores han hecho modelos de formación estelar estocástica tratando de explicar estos brotes dado que su baja masa no les permite sostener una onda de densidad que induzca la formación estelar (Gerolla et al., 1980; Thuan y Martin 1981; Matteucci y Chiosi 1983).

Todas las características físicas que se han mencionado para las galaxias H II, las colocan como el tipo de galaxia menos evolucionada que se conoce, con una gran importancia desde al punto de vista cosmológico, ya que representan la oportunidad de estudiar observacionalmente cómo se forman y cómo evolucionan las galaxias; sobre todo si se supone que algunas de ellas podrían estar formando su primera generación de estrellas a partir de gas protogaláctico. Por su baja metalicidad resulta interesante su estudio para analizar la evolución química de galaxias jóvenes en los que resulta interesante determinar las abundancias de helio pregaláctico y elementos primarios como el oxígeno (Lequeux et al. 1979, French 1980, Kunth y Sargent 1983, Vigroux et al. 1987, Torres-Pelmbert et al. 1989), además ofrecen la oportunidad de estudiar las propiedades de la Función Inicial de Masa y la evolución de estrellas masivas en condiciones de baja metalicidad.

Se ha publicado un estudio reciente sobre las propiedades en

el lejano infrarrojo de las galaxias H II (Dultzin-Hacyan et al. 1990), en el que se analiza una muestra grande de objetos cuyos datos se han recopilado de varias fuentes como Terlevich et al. 1991; Thuan y Martin (1981), entre otros y del *IRAS Point Source Catalogue* (1987) (flujos en 12, 25, 60 y 100 μm). Los principales resultados de este estudio son: a) la mayoría de los objetos compactos de baja metalicidad no han sido detectados por el IRAS (Infrared Astronomical Satellite), b) el cociente f_{25}/f_{100} (flujo en 25 μm / flujo en 100 μm) es un excelente indicador de eventos de formación estelar reciente, c) la emisión en 25 μm puede deberse a polvo caliente cercano a cúmulos de estrellas OB (≈ 100 K) y d) la emisión en 12 μm coincide con las predicciones del modelo de emisión de moléculas grandes PHA (Polycyclic Aromatic Hidrocarbures) en el medio interestelar.

Otro estudio de éste estilo fue publicado por Campos-Aguilar y Moles (1991), en el que se analizan para una muestra de 71 galaxias H II las posibles relaciones entre la morfología, la metalicidad, los colores IRAS, el ancho equivalente de H β y el posible mecanismo de encendido de los violentos brotes de formación estelar. Ellos encuentran que los objetos con mayor metalicidad son galaxias normales que experimentan un brote de formación estelar que no involucra la mayor parte de la galaxia y que el probable mecanismo de encendido del brote sean interacciones galaxias-galaxia, por otro lado las galaxias con menor metalicidad presentan cocientes f_{25}/f_{100} altos y en ellas el brote domina la mayor parte de la galaxia.

1.1.2 El Survey Calán-Tololo.

Dentro de los *surveys* en los que se emplea un prisma objetivo

en la detección de objetos con líneas en emisión en el Hemisferio Sur, está el Survey Calán-Tololo realizado por astrónomos de la Universidad de Chile, cuyos procesos de búsqueda y áreas del cielo cubiertas se describen en Maza et al. (1989), Maza y Ruiz (1989), Peña et al. (1989, 1990, 1991). El survey se compone de cientos de objetos con líneas en emisión entre los que se encuentran distintos tipos de galaxias como Galaxias Seyfert, LINERs, y Galaxias H II.

Maza et al. (1991) escogieron las galaxias H II más brillantes detectadas en el survey, con el fin de hacer un estudio espectrofotométrico confiable de ellas, encontrando 42 objetos, la mayoría de los cuales no habían sido reportados antes. Los resultados de este estudio se reportan en Peña et al. (1991) donde se presentan las condiciones físicas, las abundancias de He, N, Ne, y O de las zonas ionizadas de las galaxias y sus parámetros de ionización. Las metalicidades determinadas para los objetos (dadas por el cociente O/H) están entre 0.25 y 0.05 respecto de las abundancias solares.

Por el hecho de ser objetos recientemente descubiertos, en el presente trabajo se pretende continuar el estudio de la muestra de galaxias H II del Survey Calán-Tololo, determinando las magnitudes absolutas con filtros de banda ancha (BVRI) para la mayoría de los objetos y algunas otras escogidas de la literatura. Estos datos se utilizan para analizar la existencia de una relación entre la metalicidad y la magnitud absoluta azul; comparando después nuestros resultados con los reportados para otras galaxias (Lequeux et al. 1979; Vigroux et al. 1987 y Skillman et al. 1989b). Asimismo se analiza el comportamiento de los colores determinados para estas galaxias relacionándolo con su población estelar actual.

CAPITULO 2.

2.1 LA FOTOMETRIA.

En esta sección describiremos de una manera general las técnicas fotométricas que se emplearon durante la reducción de los datos y el detector empleado para obtener los datos que forman parte de este trabajo.

2.1.1 Ecuaciones básicas de la fotometría.

La información sobre las características físicas de los objetos celestes se obtiene del estudio de la distribución de energía de la radiación que de ellos llega a la superficie de la Tierra, pues la producción de esta radiación está directamente relacionada con las condiciones físicas de la fuente. La fotometría es una herramienta astronómica que involucra la medición y calibración del flujo de energía transportada por la radiación electromagnética en distintas bandas del espectro; se acostumbra usar una escala de magnitudes para la medición de este flujo.

El sistema de magnitudes se estableció desde la época de los griegos. Hiparco clasificó a las estrellas de acuerdo a su brillo aparente en una escala de 1^a hasta 6^a magnitud. Esta escala fue cuantificada con respecto al flujo de radiación en el siglo XIX, y se

obtuvo una ley logarítmica, pues esta es la respuesta del ojo humano a la luz visible; de hecho este órgano es más sensible a longitudes de onda cercanas a 5 500 Å, decreciendo su sensibilidad hacia longitudes de onda más cortas o más largas, la magnitud correspondiente a esta sensibilidad se conoce como magnitud visual (m_v).

La magnitud aparente es un número que representa la energía recibida de una fuente de radiación, por unidad de tiempo por unidad de área, sobre la superficie de la Tierra, en un cierto intervalo de longitud de onda y se puede definir exactamente en términos del flujo de energía observado, F . Al observar una fuente de radiación, medimos la energía colectada por el detector, esto es, el flujo integrado sobre el área de recolección de radiación del instrumento usado, en un intervalo de tiempo. Se establece la convención de asignar magnitud igual a cero para un flujo preseleccionado F_0 . Por lo que cualquier otra magnitud estará definida por la ecuación:

$$m = - 2.5 \log (F / F_0) \quad 2.1$$

y la relación entre las magnitudes m_1 y m_2 de dos estrellas con flujos F_1 y F_2 respectivamente es:

$$m_1 - m_2 = - 2.5 \log (F_1 / F_2) \quad 2.2$$

Las magnitudes aparentes dependen del instrumento usado para medirlas, pues la sensibilidad de los detectores es distinta para longitudes de onda diferentes y cada detector sólo se puede usar en un intervalo de frecuencias o longitudes de onda restringido, además los detectores tienen otras características importantes, por ejemplo su capacidad de registrar y almacenar la radiación incidente; el ojo

humano no tiene capacidad de "memoria" por lo que no puede detectar fuentes de radiación débiles. Entre los detectores usados, se encuentran las placas fotográficas que pueden registrar permanentemente objetos muy débiles, a pesar de tener muy baja eficiencia de registro de fotones, pero no pueden abarcar grandes diferencias de iluminación en la misma placa y los detectores optoelectrónicos que miden de una manera más precisa la luz emitida por los objetos celestes pues tienen una mayor eficiencia de registro de los fotones recibidos.

El flujo de radiación recibido en la superficie de la Tierra debe ser corregido por la extinción causada por la atmósfera terrestre que absorbe la radiación selectivamente dependiendo de su longitud de onda. Esta extinción depende del grosor de atmósfera que tiene que atravesar la radiación, este parámetro se determina conociendo la posición del objeto observado respecto del cenit del observador (distancia cenital). Si esta distancia z no es muy grande se usa generalmente un modelo de atmósfera plano paralelo, en el cual se supone una atmósfera de espesor constante igual a uno, homogénea e isotrópica. Una representación simplificada de este modelo se presenta en la figura 2.1, en la cual se deduce que la distancia que atraviesa la radiación a través de la atmósfera, llamada masa de aire X , se define como:

$$X = \sec z \qquad 2.3$$

En esta aproximación se puede demostrar que la magnitud aparente de un objeto observado sobre la superficie de la Tierra, $m(z)$, se relaciona con la magnitud aparente fuera de la atmósfera,

$m(0)$, a través de la expresión:

$$m(0) = m(z) - k X + PC$$

2.4

donde k se llama coeficiente de extinción que depende de la longitud de onda y PC es un parámetro de calibración determinado a partir de estrellas estándares, que fija el cero de la escala de magnitudes (Karttunen et al. 1987).

Considerando que la atmósfera es estable en el tiempo, se hacen varias medidas de la magnitud de un objeto a diferentes distancias cenitales y en una gráfica magnitud vs. masa de aire se obtiene una recta cuya pendiente da el valor de la k . La magnitud fuera de la atmósfera, $m(0)$, se determina extrapolando el comportamiento de estos parámetros hacia masa de aire igual a cero.

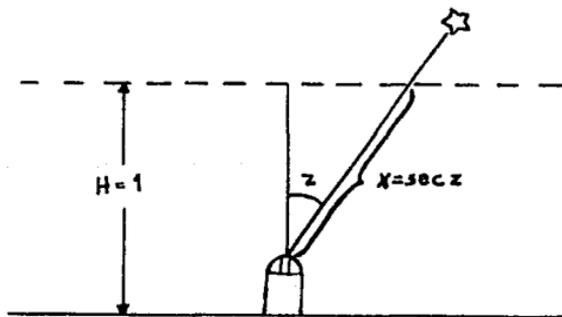


Figura 2.1 Modelo de atmósfera plano-paralela en el que se muestra la definición de la masa de aire X , en función de la distancia cenital, z . La altura H de la atmósfera tiene valor igual a 1.

2.1.2 Sistemas fotométricos.

Como ya se mencionó antes, el registro de energía de los detectores depende de la cantidad de fotones que recibe y que puede almacenar y del intervalo de longitud de onda a que es sensible. Esta sensibilidad se puede controlar y variar por medio de filtros de colores que aíslan regiones específicas del espectro electromagnético. Un sistema fotométrico queda definido por un conjunto de filtros que cubren un intervalo específico de longitudes de onda llamado ancho de banda, un detector y un grupo de estrellas estándares que definen una escala de magnitudes. Estos filtros no son igualmente sensibles a todas las longitudes de onda del ancho de banda ($\Delta\lambda$) que cubren, por lo cual es importante conocer no solo $\Delta\lambda$ sino la curva de respuesta espectral o curva de transmisión para cada filtro y su longitud de onda efectiva.

Se han establecido distintos sistemas fotométricos con distintas aplicaciones específicas; se puede hacer una clasificación de estos sistemas de acuerdo a su ancho de banda $\Delta\lambda$:

$\Delta\lambda < 50 \text{ \AA}$	banda angosta
$50 < \Delta\lambda < 150 \text{ \AA}$	banda intermedia
$\Delta\lambda \approx \text{cientos de \AA}$	banda ancha

La longitud de onda a la cual un filtro tiene una transmisión mayor se llama longitud de onda efectiva λ_{ef} y depende del uso que tiene cada sistema fotométrico, para los filtros de banda angosta λ_{ef} está generalmente centrada en alguna línea en emisión importante,

mientras que para los filtros de banda ancha e intermedia λ_{ef} se escoge a manera de resaltar o reducir algunas características de los espectros estelares.

2.1.3 Sistema fotométrico UBVR_I.

El sistema fotométrico que se usó en este trabajo es un sistema de banda ancha conocido como sistema UBVR_I o de Johnson, fue establecido por Johnson y Morgan (1953) y se usa con detectores sensibles a longitudes de onda cortas (fotomultiplicador 1P21). Originalmente era un sistema de sólo 3 filtros: el filtro B que cubre la parte azul del espectro y que tiene la característica de reducir los efectos del continuo de Balmer en las magnitudes azules con él medidas; el filtro V que esta centrado en la parte amarilla del espectro y el filtro U que cubre la parte ultravioleta. Años después el sistema se completo con dos filtros más; el R cubriendo la parte roja del espectro y el I que cubre la parte cercano-infrarroja. En la tabla 2.1.1 se presenta la longitud de onda efectiva, λ_{ef} y el ancho de banda $\Delta\lambda$ para los filtros usados en nuestras observaciones. Las curvas de transmisión de estos filtros se encuentran en Bohigas (1991).

Para cualquier sistema fotométrico multicolor se usan frecuentemente las diferencias entre pares de magnitudes medidas con distinto filtro; son los llamados índices de color. Estos índices tienen usos muy específicos. En el caso del sistema UBVR_I, el flujo preseleccionado F_0 para definir su escala de magnitudes (ec. 2.1), es tal que los índices de color B-V y U-B son cero para estrellas de tipo espectral A0. Los índices de color más usados en este sistema son B-V,

U-B, V-R y R-I; el B-V por ejemplo se usa como indicador de la temperatura efectiva de las estrellas.

TABLA 2.1.1 Longitud de onda efectiva y ancho de banda para los filtros fotométricos del OAN.

Filtro	λ_{ef} (Å)	$\Delta\lambda$
U	3540	600
B	4330	950
V	5750	1400
R	6340	400
I	8040	1660

2.1.4 Estrellas estándares de calibración.

Para poder comparar las magnitudes observadas con magnitudes medidas por otros astrónomos en el mismo sistema fotométrico, se calibran las magnitudes con respecto a la magnitud observada de estrellas definidas como estándares de calibración del sistema fotométrico, de manera que sean referidas a la misma escala de magnitudes.

Los grupos de estrellas estándares de cualquier sistema fotométrico deben cumplir una serie de requisitos:

- no deben ser estrellas variables,
- deben distribuirse sobre una amplia zona del cielo; regiones que sean accesibles para la mayoría de los observatorios,
- tienen que incluir estrellas de todas las clases de luminosidad (enanas blancas, supergigantes, secuencia principal, etc.), para las

que se deben conocer sus magnitudes, colores , tipo espectral y clase de luminosidad.

d) deben cubrir grandes intervalos de magnitudes y colores.

Para el caso específico del sistema fotométrico UBVR_I se han publicado numerosas listas de estrellas estándares con distintos intervalos de magnitudes, por ejemplo: Johnson y Morgan (1953), Landolt (1973, 1983, 1992), Christian et al. (1985) entre otras.

2.1.4 El detector CCD.

Las cámaras CCD (Charge Coupled Device) son uno de los detectores de radiación más modernos, están compuestos de miles de capacitores independientes que son detectores ópticos construidos de materiales semiconductores metal-óxido (MOS) llamados pixeles donde se acumula carga inducida por los fotones que sobre ellos inciden.

Estos pixeles son generalmente cuadrados cuyos tamaños varían entre 6 y 30 micras, se colocan muy cercanamente en arreglos rectangulares de manera que al ser expuestos a la luz acumulan un patrón de carga correspondiente al patrón de iluminación sobre la superficie del CCD; la carga electrónica resultante se colecta en una imagen bidimensional. El tamaño del arreglo completo depende del uso al que finalmente se destina la cámara CCD.

Estos detectores tienen características que los colocan por sobre otros instrumentos usados en la adquisición de imágenes directas, aunque su uso se ha generalizado para muchas otras aplicaciones astronómicas. Son sensibles a un intervalo amplio de

la detección de fotones es prácticamente lineal dentro de sus límites de saturación. El tiempo de exposición puede controlarse electrónicamente por medio de un obturador, de manera que se pueda exponer con tiempos desde fracciones de segundo hasta varias horas.

La calidad de registro de electrones de cualquier detector depende entre otras cosas del cociente señal a ruido (S/N) que se obtenga al usarlo. En el caso de los CCD, que tienen varias fuentes de ruido, éste se reduce enfriando el detector con nitrógeno líquido para alcanzar temperaturas entre -130 y -90 °C disminuyendo así la corriente oscura, para lo cual se confina al detector dentro de una botella criogénica al vacío, además se trata de equipar al detector con la mejor electrónica, disminuyendo así el ruido de lectura propio de todo circuito electrónico, esto hace que los detectores CCD tengan un cociente S/N muy alto.

Los detectores CCD tienen normalmente una mejor respuesta a la luz roja y existe la posibilidad de aumentar su sensibilidad a la radiación de menor longitud de onda. Esto se logra con detectores CCD adelgazados, o recubriendo un CCD normal con una sustancia que lo haga sensible a la luz azul, aumentando así la eficiencia cuántica de detección a longitudes de onda cortas.

Además de la eficiencia cuántica que se alcanza con las cámaras CCD, el resto de sus propiedades permite hacer observaciones más rápidas, comparando eficiencia y tiempo de otros detectores electrónicos, y almacenar esta información en forma digital en una computadora o algún otro dispositivo de manejo relativamente fácil.

2.2 OBSERVACIONES.

2.2.1 Adquisición de imágenes.

El programa de observación se compone 35 galaxias HII del Survey Calán-Tololo (Maza et al. 1991) con ascensión recta entre 10^h y 15^h , que representan la mayoría de los objetos analizados espectroscópicamente y 9 galaxias H II tomadas de la muestra presentada por Vigroux et al. (1987) que contiene datos para varios tipos de galaxias. Para los objetos del Survey Calán-Tololo no se tienen datos previos sobre su magnitud integrada o sus colores, por lo cual este trabajo resulta importante.

Los objetos elegidos de la muestra de Vigroux et al. (1987) se incluyeron dentro de nuestro programa de observación por dos razones: para ampliar la muestra observada con objetos conocidos y porque en el análisis que hicimos en el mismo sentido de la relación metalicidad-luminosidad absoluta azul (previo al presente trabajo), estas galaxias (sobre todo Mark 67 y I Zw 36) presentan un comportamiento interesante. El estudio de esta relación es uno de los objetivos de este trabajo y aunque ya existen algunos datos fotométricos de banda ancha para estos objetos, fueron reobservados para tener datos fotométricos homogéneos.

Las observaciones fotométricas de las galaxias H II del Survey Calán-Tololo y de los objetos de la literatura, se realizaron durante dos temporadas en los meses de febrero, marzo y abril de 1992 (en un

total de nueve noches) en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, B.C.N., con la cámara directa y el detector CCD-MIL, instalado en el telescopio reflector de 2.12 m. El detector es un CCD Thompson THX31156 con un recubrimiento especial (METACHROME II UV) que extiende su sensibilidad hacia la luz azul; está compuesto de un arreglo de 1024 x 1024 pixeles de 19 x 19 micras cada uno; este arreglo de pixeles, combinado con el telescopio y equipado con la cámara directa, tiene una escala de placa de 0.26" por pixel, lo que hace un campo total de 4.5' x 4.5'. La descripción del equipo y su operación se presenta en Peña y Torres-Peimbert (1992).

Al iniciar cada noche de observación y a lo largo de la misma, se obtenían imágenes de calibración como la de ruido intrínseco (bias) y corriente oscura (dark), para comprobar que la cámara CCD estuviera operando normalmente, ya que si para estas imágenes el CCD se saturaba o presentaba gradientes de iluminación importantes, ésto sería indicio de que la cámara no estaba debidamente instalada o que no estaba lo suficientemente fría. Estas imágenes son utilizadas posteriormente en la reducción de los datos. La descripción general sobre las imágenes de calibración se hará en la siguiente sección.

El tiempo de exposición usado en cada imagen depende del filtro usado y de la magnitud del objeto mismo, las imágenes azules se expusieron alrededor de 15 min., con el filtro V se usó un tiempo de exposición del orden de 10 min. y para los filtros R e I alrededor de 5 min. Estos tiempos de exposición permitieron obtener imágenes con un buen cociente señal a ruido (más de 1000 cuentas por arriba del fondo), excepto para los objetos más débiles.

imágenes de estrellas estándares para calibración UBVRi de las listas de Landolt (1992), para los mismos filtros que las galaxias; se escogieron campos en los que hubiera varias estrellas en una misma imagen. Además se usó un campo estándar BVRI en el cúmulo globular NGC 4147 (Christian et al. 1985). Esto permitió observar un promedio de 14 estrellas estándares por noche.

En el programa de control del CCD-MIL existe la posibilidad de promediar las cuentas de pixeles vecinos, con el objeto de aumentar la señal recibida, disminuyendo el ruido (opción binning), lo que hace que el cociente S/N de las cuentas de los pixeles promediados sea mayor respecto de las cuentas normales; aunque el uso de esta opción reduce la resolución espacial. En las imágenes obtenidas durante las noches del 28 de febrero y las del mes de abril se usó esta modalidad promediando las cuentas de 4 pixeles en uno solo, en virtud de que para este trabajo la resolución espacial no es muy importante.

Las imágenes completas de 1024 x 1024 pixeles, tienen una resolución espacial teórica de 0.26"; mientras que para las imágenes con pixeles "comprimidos" (512 x 512 pixeles) la resolución espacial teórica es de 0.52". En principio, el detector CCD-MIL tiene la capacidad de resolver objetos del orden de 0.26", sin embargo esta resolución espacial se ve limitada por factores como: el "seeing", el guiado y el enfoque del telescopio, etc. Durante las observaciones para este trabajo, las imágenes obtenidas de las estrellas estándares se distribuyen en círculos de diámetro entre 1.3" y 2.6" en el caso de las imágenes con pixeles "normales" y entre 3.1" y 5.7" para las imágenes con pixeles "promediados".

2.3 REDUCCION DE DATOS.

Las imágenes obtenidas se procesaron en el Instituto de Astronomía de la UNAM, usando el paquete de reducción de imágenes astronómicas obtenidas con cámara CCD: Image Reduction and Analysis Facility ,IRAF. Para la calibración fotométrica final se utilizó un paquete de programas en FORTRAN para PC, desarrollado por S. Ayala y M. Peña.

2.3.1 Correcciones a la respuesta instrumental.

El trabajo de reducción de las imágenes adquiridas comenzó completando los encabezados de cada imagen con los datos necesarios para su procesamiento, ésto se puede hacer con la subrutina CCDRED/CCDHEDIT. Para este trabajo se utilizó el programa CCDHEADER.CL desarrollado por L. A. Martínez.

El siguiente paso fue corregirlas por los efectos causados por las fuentes de ruido que acompañan a todo detector. Las cámaras CCD son generalmente muy estables y tienen bajos niveles de ruido, pero cada pixel dentro del arreglo tiene características propias de sensibilidad y registro a la luz que sobre él incide, ésto causa variaciones de sensibilidad sobre la superficie detectora que afectan la imagen obtenida.

Para hacer las correcciones a la respuesta instrumental del CCD se necesitan tres tipos de imágenes de calibración, adquiridas en

las mismas condiciones que el resto de las imágenes a lo largo de cada noche de observación: la imagen bias que mide el ruido intrínseco del detector, la imagen dark que mide la corriente oscura del CCD y la imagen flat-field o campo plano para cada filtro usado, que determina la sensibilidad de los pixeles del detector. En seguida se hará una descripción un poco más detallada de cada una de estas imágenes y de los términos en que fueron adquiridas.

El bias o imagen de ruido intrínseco se obtiene con el obturador de la cámara CCD cerrado y un tiempo de exposición cero, con lo cual se determina el ruido intrínseco del detector; se tomaron muchas imágenes de este tipo por noche a lo largo de las temporadas. El programa de control del CCD-MIL permite tomar una serie sucesiva de exposiciones de bias, dark, flat-field o imágenes directas, que tienen la ventaja de aumentar la señal a ruido de la imagen final, esta imagen resultante es el promedio de la serie sucesiva de imágenes. Usamos esta opción tomando promedios de 2 a 10 exposiciones de las imágenes de calibración de corriente oscura y ruido intrínseco. El dark o imagen de corriente oscura permite determinar la carga espontánea o corriente oscura del detector; se obtiene también con el obturador de la cámara cerrado y un cierto tiempo de exposición seleccionado previamente, que puede ser de algunos segundos o minutos, en nuestro caso estas imágenes se tomaron con tiempos de exposición de 1 a 10 minutos.

El número de cuentas que se obtienen en estas imágenes es muy parecido: alrededor de 260 cuentas para una exposición de corriente oscura de 5 minutos y un número ligeramente menor de cuentas para una exposición de ruido intrínseco (256).

Un flat-field o campo plano es una imagen tomada con el detector iluminado lo más uniforme y homogéneamente posible durante un cierto tiempo de exposición, esta imagen permite determinar la respuesta de cada pixel del arreglo a la luz incidente. Como el detector no tiene la misma sensibilidad a las distintas longitudes de onda y los filtros pueden tener variaciones espaciales de transmisión, se toman varias imágenes flat-field para cada filtro usado en cada noche. Los tiempos de exposición de estas imágenes son de varios segundos, más largos para el filtro B y decreciendo los tiempos de exposición hacia el filtro I; el hecho de usar distintos tiempos de exposición para cada filtro se hizo con el fin de obtener un buen número de cuentas por pixel (más de 1000 cuentas por pixel), generalmente se trató de conseguir al menos una imagen de campo plano para cada filtro por noche y en algunos casos se tienen hasta cuatro campos planos para un mismo filtro por noche.

Se obtuvieron dos tipos diferentes de campos planos: iluminando una pantalla lo más uniformemente posible (dome-flat) y exponiendo al amanecer sobre una parte del cielo "vacía de estrellas" que se vea iluminada homogéneamente (sky-flat). Nuestros resultados muestran que los campos planos sobre del cielo son superiores a los campos planos sobre la pantalla, porque es difícil conseguir una iluminación uniforme sobre la pantalla.

Los dark, bias y flat-field para cada noche se combinaron con las rutinas ZEROCOMBINE, para las imágenes de ruido intrínseco, DARKCOMBINE para las imágenes de corriente oscura y FLATCOMBINE para los campos planos, esto dentro de la subrutina IRAF/CCDRED,

obteniéndose un dark, un bias y un flat-field para cada filtro por noche.

Para corregir las imágenes de los objetos problema y los campos de estrellas estándares por la respuesta instrumental se procede como sigue: la corrección por ruido intrínseco y corriente oscura se hace restando la imagen promedio de corrección de ruido intrínseco y la imagen promedio para corregir la corriente oscura al resto de las imágenes (incluidos los campos planos); para la corrección por variaciones de sensibilidad se clasifica a las imágenes por filtro y cada conjunto de imágenes es dividido por el campo plano del filtro correspondiente. Todas estas correcciones se hicieron con la subrutina CCDPROC dentro del paquete NOAO/CCDRED. Con esta rutina además de calibrar las imágenes se cortan los bordes para reducir el ruido. Finalmente tenemos imágenes "aplanadas" de 990 x 990 pixeles para las imágenes adquiridas en la primera temporada y de 500 x 500 pixeles para las imágenes con pixeles "comprimidos".

2.3.2 Magnitudes Instrumentales.

La magnitud instrumental m_1 , se calcula de la ecuación:

$$m_1 = -2.5 \log F + \text{magzero} \quad 2.5$$

donde F es la suma de las cuentas en los pixeles dentro de la apertura definida en torno al centro del objeto y magzero el cero de la escala de magnitudes.

Para el cálculo de la magnitudes instrumentales de las galaxias HII y las estrellas estándares de calibración observadas, se

usó la subrutina PHOT dentro de NOAO/DIGIPHOT/APPHOT, que emplea varios parámetros críticos: criterios de centrado del objeto a medir, criterios para calcular el valor del cielo, apertura dentro de la cual medir la magnitud del objeto, ancho a potencia media del objeto, distribución empleada para estimar el ruido de fondo y punto cero de la escala de magnitudes; algunos de estos parámetros fueron calculados para cada imagen por medio de la subrutina IMEXAMINE en NOAO/PROTO. Es el caso del ancho a potencia media (FWHM), de las aperturas y de las cuentas del cielo cuando el campo en torno al objeto está muy poblado y no se puede obtener un buen valor para el cielo.

El algoritmo de centrado que se usó dentro de la lista de parámetros de PHOT fue centroid, que determina x e y centrales del objeto problema usando la media pesada del perfil de intensidad.

Se usaron aperturas circulares definidas para cada objeto a partir del ancho a potencia media (FWHM) determinado y de los límites de su imagen por arriba del cielo de fondo. Se procuró que las aperturas contuvieran todo el objeto tratando de incluir la menor superficie del cielo posible. Para cada objeto se usó la misma apertura en todos los filtros. El intervalo de aperturas usadas para las galaxias varía entre 5.2" para los objetos más compactos, hasta 26" para los más extendidos. Para las estrellas estándares se usaron aperturas de radios 5.2" ó 7.8" dependiendo de la calidad fotométrica de la noche.

El cielo se sustrajo con 2 procedimientos:

- 1) tomando un valor promedio de cuentas por pixel en una superficie anular en torno al objeto, o

2) tomando este valor promedio en zonas seleccionadas de la imagen.

Este último procedimiento se empleó en el caso de campos muy poblados o contaminación de luz en la vecindad del objeto. El valor promedio de cuentas por pixel se multiplica por el área de la apertura para la sustracción final del cielo.

Las incertidumbres se determinaron tomando en cuenta el ruido del cielo, el ruido de la imagen del objeto y el ruido de lectura, usando una distribución de Poisson (este es el criterio más recomendado por el manual de PHOT). La constante magzero utilizada por PHOT es 25.

Por último, usando la subrutina SETAIRMASS dentro de NOAO/ASTUTIL se calculó la masa de aire efectiva de la observación para cada imagen.

Una vez que se calcularon todos los parámetros críticos necesarios de PHOT, se midieron las magnitudes instrumentales de estrellas y galaxias, los resultados de estos procesos y los criterios empleados en ellos son registrados automáticamente por APPHOT en un archivo de salida para cada imagen medida. De los resultados registrados nos interesa: el nombre de la imagen, las coordenadas centrales x , y de los objetos medidos, el tiempo de exposición, el filtro, la masa de aire, la apertura empleada, la magnitud instrumental calculada y su error.

Una vez que se tienen las magnitudes instrumentales de los objetos observados se termina el procesamiento de las imágenes usando el paquete IRAF.

2.3.3 Calibración de la magnitud instrumental.

Para el cálculo de las magnitudes aparentes de los objetos a partir de los datos en los archivos de salida obtenidos con APPHOT, se desarrollaron tres programas en FORTRAN para PC, que facilitan y agilizan los cálculos. El procesamiento de los datos se presenta esquemáticamente en la figura 2.2. El primer programa: LECTURA.FOR se aplica directamente a los archivos de salida de APPHOT (tanto los de estrellas estándares como los de galaxias) para recopilar los datos de nuestro interés, mencionados en la sección anterior. En seguida se editan los archivos que se obtienen de LECTURA.FOR (uno para cada imagen), registrando los nombres de los objetos, en el lugar del nombre de las imágenes, hecho importante sobre todo para las imágenes que contienen varios objetos medidos.

El siguiente paso en el procesamiento fue conjuntar los datos en dos archivos para cada noche, uno sólo con estrellas estándares y otro con las galaxias observadas, después se aplicaron por separado los programas: PCSU.FOR al conjunto de estrellas estándares y MAGNITUD.FOR a las galaxias observadas, en seguida se hace la descripción de las funciones de los programas.

El programa PCSU.FOR se aplica al grupo de estrellas estándares medidas en cada noche, corrige sus magnitudes instrumentales por extinción atmosférica (ec. 2.4) y calcula los puntos cero para cada estrella de la noche. Para ésto, se usan los coeficientes de extinción promedio calculados por el Dr. W. Schuster para San Pedro Mártir a lo largo de varios años y los datos

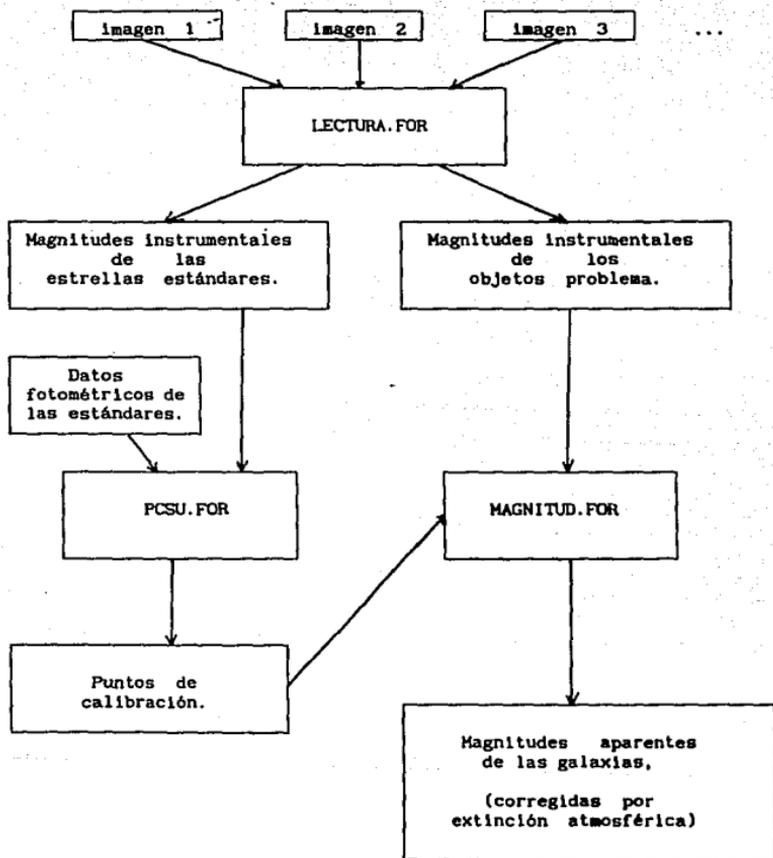


Figura 2.2 Diagrama de flujo del proceso de calibración de las magnitudes instrumentales.

fotométricos para la calibración de las estrellas observadas, que se suministran al programa PCSU.FOR dentro de un archivo auxiliar que contiene estos datos. En la tabla 2.3.1 se presentan los coeficientes de extinción usados para cada filtro, tomados de Schuster (1982).

TABLA 2.3.1 Coeficientes de extinción promedio para San Pedro Mártir B.C. (Schuster 1982)

filtro	extinción media
B	0.232
V	0.141
R	0.078
I	0.050

El programa termina calculando un promedio de los puntos ceros de las estrellas y la desviación estándar del promedio que son escritos en un archivo de salida. Los resultados se presentan en la tabla 2.3.2, donde se enlistan los siguientes datos: la fecha de las noches de observación, los puntos cero promedio calculados para cada noche, donde el error que se da es la desviación estándar del promedio; el número de estrellas usadas en el cálculo del punto cero promedio para cada filtro: Nb, Nv, etc.; además de un comentario adicional sobre la calidad de la noche.

En esta tabla se observa que los puntos cero correspondientes a cada filtro a lo largo de las temporadas son muy parecidos para la mayoría de las noches. En el caso de las dos primeras noches donde se tienen dispersiones mayores debido a las pocas estrellas empleadas en el cálculo, se usó un punto cero obtenido como el promedio de todas las noches de observación para los filtros B y V, estos puntos cero

TABLA 2.3.2 Puntos cero y número de estrellas para calcularlos durante las noches de observación.

FECHA	N _B	PC _B	N _V	PC _V	N _R	PC _R	N _I	PC _I	Comentario ¹
19.Feb.92	2	-5.39±0.48	1	-4.16	--	-----	--	-----	
20.Feb.92	7	-4.99±0.13	4	-4.62±0.44	--	-----	--	-----	algunas nubes
21.Feb.92	14	-5.07±0.13	17	-4.22±0.01	--	-----	--	-----	nubecillas tenues
22.Feb.92	14	-4.93±0.10	14	-4.26±0.13	--	-----	11	-4.08±0.05	nubecillas tenues
28.Feb.92	10	-4.88±0.06	10	-4.11±0.04	8	-3.68±0.02	10	-3.95±0.04	
19.Abr.92	7	-4.79±0.15	16	-4.17±0.09	10	-3.77±0.05	16	-4.02±0.07	mal seeing
20.Abr.92	9	-4.92±0.08	36	-4.19±0.06	22	-3.77±0.05	18	-4.02±0.04	nubecillas tenues
21.Abr.92	10	-4.95±0.09	20	-4.16±0.02	16	-3.70±0.02	17	-4.00±0.06	
22.Abr.92	26	-4.96±0.07	19	-4.25±0.04	22	-3.78±0.03	25	-4.03±0.05	nubecillas y viento
PROMEDIO	8	-4.94±0.07	8	-4.19±0.05	5	-3.74±0.04	6	-4.02±0.04	

¹ Comentarios sobre la calidad fotométrica de la noche.

adoptados aparecen en el último renglón de la tabla 2.3.2 donde ahora el error presentado es la desviación estándar de este promedio. Se presenta también el número de noches involucradas en el cálculo (N).

2.3.4 Magnitudes aparentes de los objetos problema.

El programa MAGNITUD.FOR se hizo en base a un programa proporcionado por el Dr. J. Echevarría. Este programa usa el archivo de salida de PCSU.FOR que contiene al punto cero promedio calculado para cada filtro y a los coeficientes de extinción promedio de la tabla 2.3.1, para calibrar la magnitud instrumental (m_i) del conjunto de galaxias observadas durante la noche correspondiente según la ecuación 2.4, escribiendo en un archivo la magnitud aparente de los objetos medidos.

Los resultados de la aplicación de estos programas se presentan en la tabla 2.3.3, que contiene los datos observacionales de la muestra de galaxias, ordenados de la siguiente manera:

Columna 1: Nombre del objeto.

Columna 2: Código de las fechas de observación: 1 = 19.feb.92, 2 = 20.feb.92, 3 = 21.feb.92, 4 = 22.feb.92, 5 = 28.feb.92, 6 = 19.abr.92, 7 = 20.abr.92, 8 = 21.abr.92 y 9 = 22.abr.92.

Columna 3: Radio de la apertura empleada en la medición de la magnitud instrumental en segundos de arco.

Columna 4: Tiempo de exposición en min., usado en la imagen azul (B).

Columna 5: Magnitud aparente azul (m_B) y su error.

Columna 6: Tiempo de exposición en min., usado en la imagen visual (V).

Columna 7: Magnitud aparente visual (m_V) y su error.

34

34

TABLA 2.3.3 Magnitudes aparentes y datos de las observaciones.

obj	dia ²	Ap ³	t _B	m _B	t _V	m _V	t _R	m _R	t _I	m _I
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
F27.22	2	5.2	8	18.13±0.52	7	17.33±0.26	--	-----	--	-----
I2w 18	3	10.4	20	16.31±0.10	10	16.17±0.02	--	-----	--	-----
J01.02	6	10.4	10	16.78±0.07	5	15.70±0.02	5	15.11±0.01	5	14.68±0.01
J03.03	5	13.0	10	15.61±0.01	5	15.25±0.01	5	14.83±0.01	5	14.56±0.01
M01.06	5	5.2	15	17.42±0.01	8	16.82±0.01	8	16.70±0.01	8	16.59±0.02
J03.15	6	10.4	10	16.50±0.07	5	15.75±0.03	5	15.55±0.01	5	15.17±0.02
J03.09	9	10.4	15	18.28±0.25	8	17.28±0.05	5	17.00±0.04	5	17.05±0.14
M02.14	7	7.8	10	18.15±0.22	10	17.60±0.09	10	17.58±0.06	8	17.37±0.18
M02.13	7	13.0	--	-----	10	18.34±0.43	10	17.39±0.16	8	16.67±0.21
M03.13	8	13.0	10	17.43±0.20	5	17.46±0.11	5	17.44±0.09	5	16.45±0.28
M02.12	8	13.0	15	17.95±0.11	10	18.26±0.23	10	18.27±0.14	10	18.01±0.55
M02.03	6	13.0	--	-----	10	17.09±0.14	--	-----	10	16.97±0.20
M03.02	9	10.4	12	18.29±0.26	8	17.44±0.06	5	17.35±0.06	5	17.20±0.01
J04.07	5	7.8	10	16.86±0.02	3	16.31±0.01	5	16.23±0.01	5	15.90±0.01
J04.06	6	15.6	15	16.56±0.15	5	15.68±0.08	10	15.30±0.05	10	14.87±0.05
J04.05	8	13.5	15	18.01±0.40	10	17.50±0.11	10	17.61±0.09	10	17.43±0.27
K15.01	8	15.6	12	16.28±0.06	8	15.25±0.05	5	14.73±0.01	5	14.29±0.01
M5.13a	9	7.8	15	16.23±0.02	10	15.89±0.01	5	15.57±0.01	5	15.37±0.01
M5.13b	9	9.4	15	15.62±0.01	10	15.15±0.01	5	14.82±0.01	5	14.41±0.01
M5.13*	9	26.0	15	14.60±0.01	10	14.16±0.01	5	13.83±0.01	5	13.51±0.01
Mark 36	3	7.8	15	15.65±0.02	10	15.51±0.01	--	-----	--	-----
C1116+51	4	6.5	15	16.96±0.06	10	16.63±0.03	--	-----	10	16.63±0.03
J07.01	5	15.6	15	15.48±0.01	5	15.20±0.01	5	15.07±0.01	5	15.12±0.02
FOX 36	5	18.2	10	14.59±0.01	5	14.47±0.01	5	14.06±0.01	5	13.82±0.02
M08.08	6	15.6	10	15.84±0.11	5	14.73±0.04	5	14.37±0.01	5	14.16±0.06
L02.02	8	13.0	10	15.17±0.03	5	14.85±0.02	5	14.52±0.01	5	14.31±0.02
L02.01	6	7.8	10	18.47±0.32	5	17.67±0.13	5	17.60±0.02	5	16.99±0.02
I2w 36	4	10.4	20	14.76±0.02	10	14.47±0.01	--	-----	5	14.50±0.02
FOX 105	5	7.8	15	17.78±0.03	8	17.57±0.03	5	17.34±0.02	5	17.25±0.04
M12.07	8	13.0	10	16.92±0.21	7	17.23±0.26	5	17.20±0.17	5	16.30±0.18

TABLA 2.3.3 (Continuación)

obj	día ²	Ap ³	t _B	m _B	t _V	m _V	t _R	m _R	t _I	m _I
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
M13.14	8	15.6	12	17.09±0.54	10	16.78±0.33	5	16.23±0.13	5	15.37±0.14
M13.16	9	10.4	15	17.59±0.13	10	17.52±0.08	5	17.31±0.06	5	16.55±0.02
Mark 67	4	6.5	15	16.19±0.03	10	15.77±0.02	--	-----	10	15.25±0.02
K09.09	9	10.4	15	17.77±0.29	10	18.18±0.30	10	17.46±0.16	10	17.22±0.55
J13.10	1	3.7	15	17.66±0.11	15	17.26±0.05	--	-----	--	-----
Tol 65	6	10.4	10	16.97±0.16	5	16.40±0.11	5	16.25±0.10	5	15.77±0.10
K11.10	6	10.4	15	16.36±0.22	15	15.71±0.14	10	15.16±0.06	10	14.85±0.11
IIZw 70	9	18.2	10	15.08±0.10	5	14.54±0.02	5	14.16±0.01	3	13.50±0.01
M18.02	2	7.8	15	18.46±0.87	10	15.94±0.27	--	-----	--	-----
M18.13a	7	6.2	12	15.61±0.01	10	14.95±0.01	7	13.17±0.01	10	14.60±0.01
M18.13b	7	4.2	12	17.04±0.03	10	16.35±0.01	7	14.14±0.01	10	14.06±0.01
M18.13*	7	15.6	12	15.09±0.02	10	14.20±0.01	7	11.38±0.01	10	13.81±0.01
J18.02	8	13.0	10	16.31±0.18	8	16.04±0.15	5	15.76±0.08	5	14.78±0.08
J18.03	8	13.0	10	17.97±0.96	5	16.66±0.36	5	16.65±0.55	5	16.23±0.49
A21.29				17.43 ±						
B21.03				>18.00 ±						
B22.06				17.36 ±						
B25.07				16.98 ±						
C30.09				15.96 ±						
F27.25				>18.00 ±						
A05.03n				14.00 ±						

1 Datos obtenidos del Survey Montreal-Cambridge-Tololo (Demers et al. 1986)

2 Código de fechas de observación: 1=19.feb.92, 2=20.feb.92, 3=21.feb.92,

4=22.feb.92, 5=28.feb.92, 6=19.abr.92, 7=20.abr.92, 8=21.abr.92, 9=22.abr.92

3 Radio de la apertura, dada en segundos de arco.

* Magnitud calculada para todo el objeto.

Columna 8: Tiempo de exposición en min., usado en la imagen roja (R).

Columna 9: Magnitud aparente roja (m_R) y su error.

Columna 10: Tiempo de exposición en min., usado en la imagen infrarroja (I).

Columna 11: Magnitud aparente infrarroja (m_I) y su error.

Las magnitudes de los últimos 7 objetos de la tabla 2.3.3 fueron obtenidas de placas calibradas del Survey Montreal-Cambridge-Tololo cuyas características y métodos de calibración se presentan en Demers et al. (1986).

Los errores que aparecen en esta tabla, son los que la rutina APPHOT calcula, según se mencionó antes usando una distribución de Poisson para el ruido y no necesariamente representan el error en la medición, pues aquí no se han incluido otras fuentes como el seeing, la colimación y enfoque del telescopio, los problemas de guiado, etc.

De las magnitudes aparentes que aparecen en la tabla 2.3.3, deducimos que en nuestra muestra de galaxias, la magnitud límite observada para cada color fue como sigue: en $m_B \leq 18.47$, en $m_V \leq 18.10$, en $m_R \leq 18.27$ y en $m_I \leq 18.01$. Por otro lado el promedio de las magnitudes aparentes de las galaxias de la muestra en cada filtro y la desviación estándar del promedio, se presentan en la tabla 2.3.4.

Los datos de esta tabla nos indican que las galaxias de nuestro programa de observación son objetos débiles en su mayoría y que la combinación detector-telescopio empleada puede detectar objetos con magnitudes tan débiles como 18.5 en el filtro B, si se emplean tiempos de integración del orden de 20 minutos.

TABLA 2.3.4 Magnitudes aparentes promedio observadas y su desviación estándar.

Filtro	Valor Promedio
m _B	16.74±1.14
m _V	16.25±1.63
m _R	15.81±1.55
m _I	15.56±1.25

Las magnitudes aparentes que aparecen en esta tabla no están corregidas por la presencia de líneas en emisión, son magnitudes integradas que tienen como componentes el continuo estelar, el continuo nebuloso y las líneas en emisión. En la figura 2.3 presentamos dos espectros típicos de las galaxias H II, proporcionados por la Dra. M. Peña, en los que hemos marcado los anchos de banda de los filtros empleados para medir las magnitudes aparentes, a fin de tener una idea de las líneas en emisión que contiene cada magnitud medida. Las líneas más intensas son [O III]λ5007 y Hα (λ6563 Å); ambas líneas están en el intervalo de longitud de onda de los filtros B y V, y Hα queda contenida también en los filtros R e I.

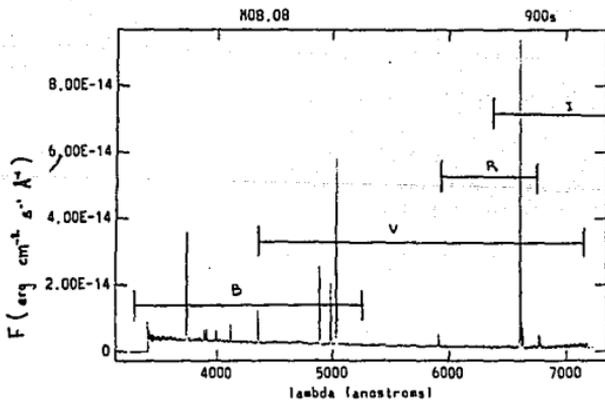
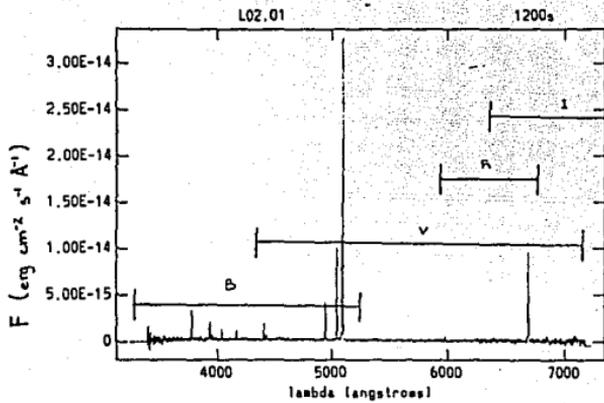


Figura 2.3 Espectros típicos de galaxias H II, en los que se muestran los intervalos de longitud de onda que cubren los filtros empleados para medir las magnitudes aparentes.

CAPITULO 3

3.1 ANALISIS DE DATOS.

3.1.1 Magnitudes absolutas.

Las magnitudes aparentes medidas de los objetos, no reflejan la verdadera luminosidad emitida por la fuente de radiación, ésta se ve disminuida por las siguientes razones:

- a) por la distancia a la cual se encuentra la fuente y
- b) porque el espacio entre la fuente y nosotros no está completamente vacío y hay absorción de la radiación debida al medio interestelar.

El efecto de la distancia se corrige por comparación de las magnitudes aparentes de varias fuentes de radiación, obteniéndose lo que se conoce como magnitud absoluta, M , que no es más que la magnitud aparente que tendría el objeto observado si estuviera a una distancia convencional de 10 pc, esta magnitud queda definida por la ecuación:

$$m - M = 5 \log[r / 10 \text{ pc}] \quad 3.1$$

donde r es la distancia al objeto en pc.

Por el hecho de haber un medio no vacío entre la fuente y el observador, parte de la radiación emitida por el objeto es dispersada o absorbida y reemitida en otra longitud de onda distinta de la

original, esta pérdida de radiación es la llamada extinción, que además es un efecto selectivo: la radiación de longitudes de onda más cortas es preferentemente dispersada o absorbida, lo que hace más "roja" la radiación finalmente recibida de lo que es en realidad (enrojecimiento). Para corregir éstos efectos el módulo de distancia queda expresado por la ecuación:

$$m - M = 5 \log (r / 10 \text{ pc}) + A \quad 3.2$$

donde A es la corrección en magnitudes por efectos de extinción interestelar.

Las distancias de los objetos del Survey Calán-Tololo se determinaron a partir de sus velocidades radiales (Peña et al. 1991), usando la ley de Hubble y adoptando un valor $H_0 = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ para la constante de Hubble. Para el resto de los objetos, sus distancias se recopilaron de la literatura y se recalcularon en los casos para los que fueron determinadas con un valor de H_0 distinto del adoptado, con el fin de tener datos más homogéneos.

La corrección por absorción interestelar se hizo de dos formas: 1) tomando en cuenta sólo la absorción galáctica y 2) considerando la absorción total de cada objeto.

1) La absorción galáctica se debe a medio interestelar difuso y nubes de gas molecular pertenecientes a nuestra galaxia, que se localizan en la dirección de la línea de visión del objeto observado. Para el cálculo de la absorción galáctica se hizo una estimación para el valor del exceso de color $E(B-V)$ en la región del cielo donde se localiza el objeto observado, usando los mapas de extinción galáctica

publicados por Burstein y Heiles (1982) que se derivaron de observaciones de HI en la Galaxia.

Los valores de la corrección por absorción en los filtros B y V, A_B y A_V , se calcularon aplicando la definición del exceso de color y el cociente conocido entre éste y la absorción visual, que adoptamos igual a 3.20, es decir:

$$E(B-V) = A_B - A_V \quad 3.3$$

$$A_V / E(B-V) = 3.20 \quad 3.4$$

Para los filtros R e I, el valor del cociente entre absorción y exceso de color: $A_\lambda / E(B-V) = \text{cte.}$, se determinó a partir de la ley de extinción interestelar publicada por Seaton (1979), usando para ello la longitud de onda efectiva de cada filtro, obteniéndose las ecuaciones:

$$A_R = 2.66 E(B-V) \quad 3.5$$

$$A_I = 1.84 E(B-V) \quad 3.6$$

2) En el caso del cálculo de los parámetros para corregir por absorción total (absorción galáctica + absorción intrínseca del objeto) se usó el coeficiente de enrojecimiento logarítmico de la línea H β , $c(H\beta)$, determinado para cada objeto. Este coeficiente mide el enrojecimiento cualquiera que sea su origen: absorción galáctica, de la que hemos hablado antes y polvo y/o gas perteneciente al brote de formación estelar mismo. Para todos los objetos del Calán-Tololo sus coeficientes de enrojecimiento han sido determinados por Peña et al. (1991), mientras que para los nueve objetos restantes se buscaron determinaciones de $c(H\beta)$ en la literatura, no se encontró este coeficiente para Mark 36, C1116+51 y Mark 67.

El cálculo de la corrección por absorción usando el coeficiente de enrojecimiento tiene una fuente grande de incertidumbre: la ley de extinción adoptada, pues ésta sólo se conoce para nuestra Galaxia y no se sabe si existen diferencias en las zonas extragalácticas que se estén considerando. Para este trabajo adoptamos la ley de extinción de Seaton; existen otras versiones para la ley de extinción galáctica (Whitford 1958, Costero y Peimbert 1970; Savage y Mathis 1979), sin embargo las diferencias entre ellas son pequeñas (Masegosa 1988). Las ecuaciones para calcular las correcciones por absorción total, expresadas en términos del coeficiente de enrojecimiento, que se usaron para cada color son:

$$\begin{array}{ll}
 A_B = 2.86 c(H\beta) & 3.7 \\
 A_V = 2.18 c(H\beta) & 3.8 \\
 A_R = 1.81 c(H\beta) & 3.9 \\
 A_I = 0.37 c(H\beta) & 3.10
 \end{array}$$

Aplicando las ecuaciones 2.4 y 3.2 y los datos resultados de los cálculos de distancias y correcciones de extinción, se calcularon las magnitudes absolutas para las galaxias de la muestra. Estas se presentan en la Tabla 3.1.1 en la que las columnas están ordenadas de la siguiente forma:

Columna 1: Nombre del objeto.

Columna 2: Distancia en Megaparsecs, calculada usando $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Columna 3: Exceso de color debido sólo a extinción galáctica,

estimado sobre los mapas de enrojecimiento de Burstein y Heiles (1982).

Columna 4: Exceso de color total, calculado con el coeficiente de enrojecimiento $c(H\beta)$ (Peña et al. (1991) y referencias en las notas de la columna 14).

Columna 5: Magnitud absoluta azul corregida por absorción galáctica.

Columnas 6, 7 y 8: Colores intrínsecos B-V, V-R y R-I respectivamente, corregidos por absorción galáctica.

Columna 9: Magnitud absoluta azul, corregida por absorción total (estimada con el coeficiente de enrojecimiento $c(H\beta)$).

Columnas 10, 11 y 12: Colores intrínsecos B-V*, V-R* y R-I* respectivamente, corregidos por absorción total.

Columna 13: Metalicidad dada por el cociente de abundancias de oxígeno e hidrógeno, escalado como $12 + \log [N(O) / N(H)]$ (Peña et al. (1991) y referencias en las notas de la columna 14).

Columna 14: Notas referentes a las fuentes de distancia, metalicidad y coeficiente de enrojecimiento para los objetos que no pertenecen al Survey Calán-Tololo, también se presentan algunas observaciones sobre los colores presentados en la tabla.

Generalmente las magnitudes absolutas y los colores de las galaxias se corrigen no sólo por absorción interestelar, se hace también una corrección por efectos de inclinación y otra por el corrimiento al rojo de sus colores; sin embargo para las galaxias de nuestro programa de observación, estas últimas correcciones no se

TABLA 3.1.1 Magnitudes absolutas azules e índices de color para los objetos de la muestra.

OBJETO	D	E_{B-V} gal.	E_{B-V} total	M_B	B-V	V-R	R-I	M_B^*	B-V*	V-R*	R-I*	O/H	notas
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
F27.22	245.2	0.06	0.31	-19.06	+0.74	-----	-----	-20.10	+0.49	-----	-----	8.00	
12w 18	11.2	0.03	0.07	-14.07	+0.11	-0.14	-----	-14.23	+0.07	-----	-----	7.12	5, 10
J01.02	129.3	0.03	0.48	-18.90	+1.05	+0.57	+0.40	-20.77	+0.61	+0.33	-0.58	7.82	
J03.03	53.7	0.06	0.48	-21.29	+0.30	+0.39	+0.22	-23.07	-0.12	+0.15	-0.75	8.37	
M01-06	48.5	0.06	0.41	-16.26	+0.54	+0.09	+0.06	-17.73	+0.19	-0.10	-0.76	8.30	
J03.15	44.0	0.06	0.01	-16.96	+0.69	+0.17	+0.03	-16.74	+0.74	+0.20	+0.36	8.41	
J03.09	105.6	0.06	0.19	-17.08	+0.94	+0.25	-0.10	-17.63	+0.81	+0.18	-0.46	-----	
M02.14	233.9	0.06	0.01	-18.94	+0.49	-0.01	+0.16	-18.72	+0.54	+0.02	+0.19	7.98	
M02.13	47.5	0.06	0.08	-15.23	-----	+0.92	+0.67	-15.30	-----	+0.91	+0.54	7.81	1
M03.13	139.9	0.06	0.04	-18.54	-0.09	-0.01	+0.94	-18.46	-0.07	0.00	+0.90	8.36	
M02.12	140.5	0.06	0.15	-18.03	-0.37	-0.04	+0.21	-18.41	-0.46	-0.09	-0.06	8.23	
M02.03	154.5	0.06	0.01	-19.04	-----	-----	+0.04	-18.87	-----	-----	+0.10	7.92	1, 2
M03.02	265.7	0.06	0.11	-19.08	+0.79	+0.06	-0.10	-19.20	+0.74	+0.03	-0.08	-----	
J04.07	49.3	0.03	0.20	-16.73	+0.52	+0.06	+0.30	-17.46	+0.34	-0.03	-0.01	8.38	
J04.06	54.3	0.03	0.07	-17.23	+0.85	+0.36	+0.40	-17.39	+0.81	+0.34	+0.29	8.04	
J04.05	54.3	0.03	0.07	-15.78	+0.48	-0.13	+0.15	-15.94	+0.44	-0.15	+0.04	7.96	
K15.01	52.1	0.09	0.31	-17.68	+0.94	+0.47	+0.37	-18.62	+0.71	+0.35	-0.22	8.14	
M5.13a	51.1	0.06	0.32	-17.55	+0.28	+0.29	+0.15	-18.64	+0.02	+0.15	-0.48	-----	
M5.13b	53.5	0.06	0.22	-18.27	+0.41	+0.30	+0.36	-18.93	+0.26	+0.21	-0.05	-----	
M5.13c	52.3	0.06	0.26	-19.23	+0.38	+0.30	+0.27	-20.11	+0.17	+0.18	-0.25	-----	
Mark 36	8.0	0.09	----	-14.24	+0.05	-0.03	-----	-----	-----	-----	-----	7.78	6, 10
C116+S1	18.7	0.03	----	-14.53	+0.30	-0.09	-----	-----	-----	-----	-----	7.56	6, 10
J07.01	47.9	0.03	0.07	-18.05	+0.25	+0.11	-0.08	-18.23	+0.21	+0.09	-0.21	7.95	
POX 36	16.3	0.03	0.55	-16.60	+0.09	+0.39	+0.21	-18.79	-0.43	+0.11	-0.93	8.14	7
M08.08	23.6	0.09	0.22	-16.40	+1.02	+0.31	+0.14	-16.96	+0.89	+0.24	-0.27	8.30	
L02.02	27.2	0.09	0.28	-17.38	+0.23	+0.28	+0.14	-18.17	+0.04	+0.18	-0.38	8.41	
L02.01	69.2	0.03	0.15	-15.86	+0.77	+0.05	+0.58	-16.36	+0.65	-0.01	+0.29	7.87	
12w 36	-----	0.03	0.28	-13.80	+0.23	-----	-0.11	-14.72	+0.01	-----	-0.77	7.93	2, 6
POX 105	43.5	0.03	0.78	-15.54	+0.18	+0.21	+0.06	-18.70	-0.57	-0.20	-1.57	7.81	7
M12.07	141.7	0.06	0.53	-19.08	-0.37	0.00	+0.85	-21.06	-0.84	-1.27	+0.79	8.42	

TABLA J.1.1 (continuación)

OBJETO	D	E _{B-V}	E _{B-V}	M _B	B-V	V-R	R-I	M _B [*]	B-V [*]	V-R [*]	R-I [*]	O/H	notas
(1)	(2)	psl.	total	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
M13.14	57.7	0.06	0.01	-16.96	+0.25	+0.52	+0.81	-16.74	+0.30	+0.55	+0.84	8.25	
M13.16	178.3	0.06	0.15	-18.91	+0.01	+0.18	+0.71	-19.29	-0.08	+0.13	+0.44	8.23	
Mark 67	13.3	0.03	----	-14.56	+0.39	-0.03	+0.47	-----	-----	-----	-----	8.19	2.6, 10
K09.09	58.0	0.06	0.33	-16.29	-0.39	+0.38	+1.25	-17.41	-0.65	+0.23	+0.61	8.36	
J13.10	62.4	0.06	0.09	-16.56	+0.34	-----	-----	-16.68	+0.31	-----	-----	>8.15	
TDL 65	37.6	0.03	0.67	-16.04	+0.54	+0.13	+0.45	-18.71	-0.09	-0.22	-0.93	7.48	8
K11.10	89.7	0.06	0.10	-18.65	+0.59	+0.52	+0.26	-18.83	+0.55	+0.49	+0.09	>8.11	
IIZw 70	17.6	0.06	0.34	-16.40	+0.48	+0.35	+0.61	-17.58	+0.20	+0.19	-0.06	8.11	5, 6
M18.02	113.9	0.06	0.01	-17.07	+2.46	-----	-----	-16.85	+2.69	-----	-----	8.01	
M18.13a	69.1	0.15	0.33	-19.22	+0.51	+1.70	-1.55	-19.96	+0.34	+1.60	-2.12	8.22	
M18.13b	70.0	0.15	0.24	-17.81	+0.54	+2.13	-0.44	-18.18	+0.45	+2.08	-0.42	7.92	
M18.13c	69.5	0.15	0.28	-19.75	+0.74	+2.74	-2.55	-20.31	+0.60	+2.67	-3.03	8.07	
J18.02	83.1	0.12	0.20	-18.78	+0.15	+0.22	+0.88	-19.11	+0.07	+0.17	+0.57	8.21	
J18.03	263.3	0.12	0.28	-19.63	+1.19	-0.05	+0.32	-20.30	+1.03	-0.14	-0.17	-----	
A21.29	549.5	0.00	0.33	-21.22	-----	-----	-----	-22.59	-----	-----	-----	7.98	3
B21.03	69.2	0.00	0.16	>-16.20	-----	-----	-----	>-16.89	-----	-----	-----	7.90	3
B22.06	191.9	0.00	0.22	-19.05	-----	-----	-----	-19.99	-----	-----	-----	8.30	3
B25.07	300.4	0.00	0.20	-20.40	-----	-----	-----	-21.23	-----	-----	-----	7.99	3
C30.09	83.3	0.00	0.01	-18.64	-----	-----	-----	-18.67	-----	-----	-----	8.17	3
F27.25	166.1	0.00	0.01	>-18.13	-----	-----	-----	>-18.10	-----	-----	-----	7.83	3
A05.03h	75.5	0.03	0.20	-20.47	-----	-----	-----	-21.20	-----	-----	-----	8.15	3

- 1 En la columna de M_B se da M_v.
- 2 En la columna R-I se da V-I por no contar con M_B.
- 3 Objetos recopilados del Survey Montreal-Cambridge-Tololo.
- 4 Distancias calculadas por ley de Hubble (H₀=75 km s⁻¹ Mpc⁻¹).
- 5 Lequeux et al. (1979).
- 6 Vigorux et al. (1987).
- 7 Runtz y Sargent (1983).
- 8 Bobasi et al. (1978).
- 9 Magnitud del objeto completo.
- 10 V-R reportado por Franch (1980).
- * Magnitud absoluta e índices de color corregidos por absorción total.

45

hicieron, pues la mayoría son objetos compactos y en el caso de los que se pueden resolver son de forma irregular, por lo cual no se puede definir una inclinación en estas galaxias. En lo que respecta al corrimiento al rojo, los objetos de la muestra no tienen grandes corrimientos ($z \leq 0.13$).

La incertidumbre en la determinación de las magnitudes absolutas tiene varias contribuciones: la incertidumbre en las magnitudes aparentes, la incertidumbre en la absorción galáctica y las incertidumbres involucradas en la determinación de la velocidad radial que se emplea en el cálculo de la distancia. Esta última no incluye las correcciones usuales que se hacen por el movimiento del Sol alrededor de la Galaxia y las correcciones por la velocidad del centroide del Grupo Local. Se estima que el error típico en las magnitudes absolutas es de ± 0.5 magnitudes.

De los datos referentes a la absorción galáctica y total que se presentan en la tabla 3.1.1, observamos que en cuanto a la absorción galáctica, la mayoría de las galaxias de la muestra tienen un exceso de color: $(E_{B-V}) < 0.10$, mientras que el exceso de color calculado para absorción total con el coeficiente de enrojecimiento $c(H\beta)$, es siempre mayor que 0.10; de hecho en la mayoría de los objetos de la muestra, el valor total de su exceso de color está entre 0.10 y 0.50. Al aplicar la corrección por absorción total se obtienen magnitudes más azules para los objetos, respecto de las obtenidas únicamente corrigiendo por la absorción galáctica, lo cual se ve claramente al comparar las magnitudes calculadas con ambas correcciones (columnas 5 a 8 y 9 a 12). Esta diferencia, grande en la

mayoría de los casos, entre ambos excesos de color indica que las galaxias observadas tienen una contribución muy grande de absorción intrínseca, probablemente debida a la presencia de polvo en la región ionizada.

Haciendo algunos análisis estadísticos con los datos de la tabla 3.1.1, encontramos los valores promedios para las magnitudes calculadas en los cuatro filtros, estos datos aparecen en la tabla 3.1.2, donde se presentan la magnitud absoluta azul y los colores promedio para la muestra completa, además de la desviación estándar de los promedios.

TABLA 3.1.2 Magnitudes y colores promedio para las galaxias de la muestra.

Color	corregido por abs. galáctica	corregido por abs. total
$\langle M_B \rangle$	-17.41±1.80	-18.43±1.84
$\langle B-V \rangle$	+0.49±0.52	+0.34±0.61
$\langle V-R \rangle$	+0.41±0.60	+0.27±0.66
$\langle R-I \rangle$	+0.20±0.66	-0.23±0.78
$\langle V-I \rangle$	+0.59±0.47	+0.02±0.70

En esta tabla observamos que efectivamente los colores corregidos por absorción total son más azules que los colores corregidos sólo por absorción galáctica, especialmente en el color R-I y V-I. En ambos casos la dispersión en los valores de magnitudes y colores para la muestra completa es considerable y un poco mayor para

el caso de los colores corregidos por absorción total.

La distribución de las magnitudes azules de los objetos de la muestra, corregidas únicamente por absorción galáctica, se muestran en la figura 3.1, en la cual se grafica el número de galaxias dentro de los distintos intervalos de magnitud azul; en este diagrama observamos que el 75% de los objetos tienen magnitud absoluta azul entre -16 y -20. Todos ellos excepto dos, pertenecen a las galaxias del Survey Calán-Tololo. El resto de los objetos, que corresponde a galaxias escogidas de la muestra de Vigroux et al.(1987), tienen magnitudes entre -13 y -16 magnitudes, esto lleva a establecer que las magnitudes de las galaxias del Survey Calán-Tololo son muy grandes (entre -15 y -21 magnitudes), algunas tan brillantes como Andrómeda y la Vía Láctea ($M_V = -20.9$ y -20.3 respectivamente) y otras tan débiles como las galaxias elípticas enanas del Grupo Local ($M_V \approx -15$) (Allen). Las galaxias H II son objetos intrínsecamente débiles durante su etapa de quietud, esto hace suponer que sus magnitudes (especialmente la azul) están fuertemente dominadas por los violentos brotes estelares que están presentes en este tipo de objetos.

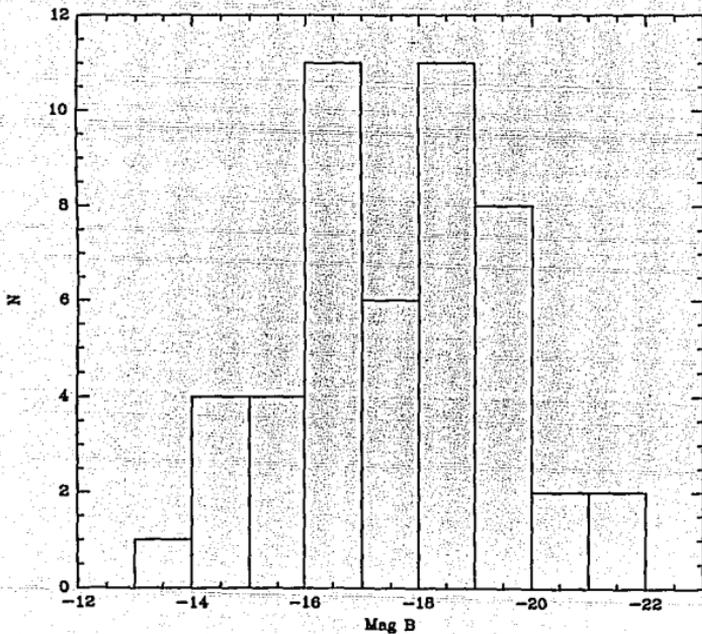


Figura 3.1 Distribución de las magnitudes absolutas azules de la muestra de galaxias H II presentadas en este trabajo.

3.2 LOS COLORES DE LAS GALAXIAS II.

3.2.1 Diagramas color-color.

Como sabemos las galaxias se componen de estrellas y material interestelar, estas componentes pueden presentar un gran variedad de propiedades que influyen directamente en la clasificación que se haga de las galaxias en función de su población estelar actual. El estudio directo de las poblaciones estelares de las galaxias solo es posible para aquellas galaxias que están lo suficientemente cercanas, de manera que se puedan resolver individualmente sus estrellas para medir de forma particular sus propiedades físicas y químicas. Por ejemplo, en las Nubes de Magallanes y Andrómeda (M31), se pueden resolver algunas de sus estrellas más brillantes, pero en el caso de la mayoría de las galaxias no es posible estudiar directamente las propiedades físicas de sus estrellas, por lo cual se tienen que usar parámetros integrados: masas, espectros y magnitudes. El estudio estadístico de estas propiedades integradas de las galaxias resulta de gran interés para conocer su estructura, origen y evolución.

Por razones históricas, a las galaxias elípticas y SO que contienen población estelar de tipo tardío (población II: estrellas de tipos espectrales K y M), se les llama galaxias tempranas; mientras que a las galaxias cuya población estelar contiene estrellas masivas y jóvenes (estrellas O y B, población I), es decir, galaxias espirales e irregulares, se les conoce como galaxias tardías. Dentro de este

contexto, los objetos de estudio en este trabajo son galaxias de tipo tardío.

Los diagramas B-V contra U-B (colores observados), que se han hecho para galaxias espirales, elípticas, SO y cúmulos globulares, indican que los colores de los sistemas tempranos son más rojos que los colores de las galaxias de tipo tardío. Todos los objetos se concentran en una banda angosta sobre este diagrama, del cual se ha deducido hay una progresión en la actividad de formación estelar de cada uno de los sistemas estelares (Huchra 1977 y Tinsley 1988): las galaxias tardías son muy activas en contraste con los sistemas tempranos, que tienen actividad de formación estelar prácticamente despreciable pues su población estelar es en su mayoría vieja y tienen un cociente de masa de gas a masa total muy pequeño ($< 1\%$).

La evolución de una galaxia puede estudiarse desde varios puntos de vista, por ejemplo: su evolución dinámica (colapso y distribución final de masa y luminosidad), su evolución química y la evolución de sus propiedades fotométricas y espectroscópicas. Cualquiera de estos procesos depende directamente de las características de las estrellas que componen a la galaxia en estudio y de la historia de formación estelar, por lo tanto involucra a la Función Inicial de Masa (FIM), la tasa de formación estelar (TFE), la etapa evolutiva, tiempos de vida, luminosidad y composición química de las estrellas que la forman, etc.

El estudio de la evolución de los colores de las galaxias despierta un interés especial, pues se ha enfocado a estimar las edades de las galaxias lejanas para saber si son más jóvenes respecto

de los sistemas más cercanos. Se hacen modelos numéricos en los que se trata de reproducir y explicar los colores integrados observados en las galaxias, con el fin de dar respuesta a preguntas como las siguientes: ¿qué tipo de estrellas están presentes en una galaxia actualmente?, ¿cuál ha sido su historia de formación estelar?, ¿cuáles fueron sus poblaciones estelares y sus propiedades fotométricas en el pasado?, etc.

Hay varios métodos para la construcción de estos modelos: 1) la síntesis de población, donde no hay explícitamente una evolución, en estos modelos se busca encontrar la mejor mezcla de estrellas que pueda reproducir los colores o espectro de la galaxia en estudio. 2) La síntesis evolutiva, en la cual se modelan las trayectorias evolutivas sobre el diagrama H-R de las estrellas a sumar, para una FIM, una TFE y una composición química dadas. 3) Se han hecho también aproximaciones analíticas para algunos de los resultados de los modelos evolutivos, en los que se supone un solo brote de formación estelar, estas aproximaciones se pueden aplicar solo a galaxias elípticas en el mejor de los casos. Una descripción general de estos modelos se presenta en el trabajo de Tinsley (1988).

En los modelos de síntesis de población para galaxias de tipo temprano (Bruzual 1983a, b, c, d; Bruzual y Kron 1980 entre otros), se hacen predicciones acerca de los colores y magnitudes integradas de este tipo de galaxias. Arimoto y colaboradores han hecho modelos de síntesis evolutiva para galaxias tipo temprano (Arimoto y Yoshii, 1986; Arimoto y Bica, 1989) y algunos otros para cúmulos y sistemas con estrellas jóvenes en los filtros U, B, V, J y K (Arimoto y Tarrab

1990) calculando trayectorias evolutivas, colores y espectros integrados.

Para sistemas con brotes de formación estelar presentes (galaxias espirales e irregulares) es más complicado hacer y aplicar modelos evolutivos, pues en estos sistemas hay diferencia de poblaciones estelares de una región a otra sobre la superficie de una misma galaxia, sus colores integrados están afectados por enrojecimiento interno (debido principalmente a la presencia de polvo) y por las líneas en emisión del gas ionizado en los brotes de formación estelar; las estrellas O y B contribuyen de una manera tan importante a la luz integrada de la galaxia que resulta insensible a las contribuciones de estrellas de masas pequeñas e intermedias, esto sucede sobre todo con los colores UBV.

Entre los modelos que se han aplicado a galaxias irregulares compactas mencionaremos los presentados por Huchra (1977) y Arimoto y Tarrab (1990). En los modelos de Huchra se considera la contribución del gas ionizado y la posibilidad de tener una mezcla de poblaciones estelares (incluyendo estrellas gigantes K y M), analizando el comportamiento de los colores integrados U-B y B-V para distintas pendientes de la FIM. Huchra encuentra que en este tipo de galaxias, la contribución del gas ionizado representa a lo más el 20% de la emisión total, con colores que no alteran los colores azules de la componente estelar del brote; presentan además un alto enrojecimiento interno y se concluye que no son objetos jóvenes como se suponía, esto último lo establece porque es necesario sumar una componente estelar tardía (estrellas gigantes rojas) subyacente para reproducir la

distribución color-luminosidad de las galaxias azules de su muestra.

Los modelos de síntesis evolutiva presentados por Arimoto y Tarrab (1990) se aplican también a galaxias compactas azules, tratando de explicar su composición química y sus propiedades fotométricas actuales. Presentan una gran variedad de modelos, algunos de ellos consideran una formación estelar continua; al aplicarlos a una muestra de galaxias compactas azules, estos modelos explican las metalicidades observadas pero no reproducen los colores observados (UBV). Otros de sus modelos, consideran una población vieja subyacente y múltiples brotes estelares, pero no reproducen los colores UBV y la alta fracción de masa de gas que existe en las galaxias compactas azules. Consideran también modelos con un brote estelar único, donde los colores teóricos son más azules que los observados y además no pueden reproducir la alta metalicidad que presentan estas galaxias, lo cual indica que estos objetos no pueden estar formando estrellas por primera vez. Por último, los modelos con una pendiente de la FIM que se va aplanando con el tiempo. A juicio de los autores estos modelos son los que reproducen relativamente mejor las observaciones fotométricas y de metalicidad que se conocen de las galaxias compactas azules, pero tienen el inconveniente de suponer que a medida que pasa el tiempo, la cantidad de estrellas azules que se forman es mayor, lo cual es contrario a la teoría canónica de formación estelar.

De éstos y otros modelos se ha concluido que las galaxias irregulares compactas no necesariamente son objetos jóvenes, encontrándose que la mayoría de ellos tienen población estelar subyacente de tipos K y M (Tinsley 1968, Searle et al. 1973, Larson y

Tinsley 1974, Huchra 1977). Estas conclusiones se ven apoyadas por las observaciones de algunas galaxias azules en colores del cercano infrarrojo hechas por Thuan (1983), quien detecta para las galaxias azules flujos en el cercano infrarrojo que pueden representar la contribución de estrellas gigantes tipos K y M; al comparar estos resultados con las observaciones hechas para galaxias irregulares, elípticas y SO (Thuan 1985), concluye que la diferencia entre todos estos sistemas son las tasas de formación estelar que presentan.

En las secciones siguientes presentamos el análisis de los colores observados para las galaxias que se presentan en este trabajo, con el objeto de estudiar el comportamiento de las poblaciones estelares presentes en los objetos. Las magnitudes R e I son indicadores de la población estelar vieja presente en una galaxia, mientras que las magnitudes B y V son sensibles a la presencia de población estelar joven que es responsable de la ionización del gas nebuloso.

Solo se presentan aquí los diagramas color-color corregidos por absorción galáctica, ya que el valor determinado para el coeficiente de enrojecimiento $c(H\beta)$ usado en la corrección por absorción total, es aplicable sólo a la región de gas ionizado.

El análisis de cada uno de los diagramas color-color que se presentan, se hace por comparación con otros sistemas estelares cuyos datos de magnitudes BVRI han sido recopilados de la literatura. En ellos se han incluido colores intrínsecos de estrellas de secuencia principal (SP) de varios tipos espectrales, obtenidos de observaciones del cúmulo de las Hyadas, que se consideran como estrellas estándares

de SP así como colores de estrellas gigantes rojas (tipos espectrales K y M), tomados de la publicación de Johnson (1966); colores de cúmulos globulares galácticos (Hamuy 1984); colores de galaxias de tipo temprano (espirales y SO), que se reportan en varias aperturas, por lo que para este trabajo usamos las aperturas más grandes registradas (Lauberts 1984). En el caso de los datos para cúmulos globulares y galaxias tipo temprano no se usaron todos los datos disponibles en cada una de las fuentes de información, sino que se tomó una muestra representativa de objetos, registrando en nuestros diagramas datos para 27 galaxias tempranas y 29 cúmulos globulares, todo esto con el fin de no cargar con muchos símbolos las gráficas presentadas.

En los diagramas se incluyen también colores de algunas galaxias tardías: galaxias espirales normales cuyos datos fueron tomados de: Gallagher y Hunter (1987); Lauberts (1987); Kalloglyan y Börngen (1983); en los dos primeros recopilamos datos para 10 galaxias y colores BVR para 15 galaxias en el último. En estos diagramas sólo se incluyen los datos de las galaxias H II para las cuales el error en sus magnitudes sea < 0.50 .

Se han incluido también dos tipos de modelos de los presentados por Arimoto y Tarrab (1990) (en adelante AT):

- a) los modelos con brotes múltiples y una población vieja subyacente, que han experimentado de 3 a 60 brotes estelares a lo largo de toda su vida (15×10^9 años), y
- b) los modelos con una FIM que se va aplanando con el tiempo.

3.2.2 Diagrama (V-R, B-V).

En la fig 3.2.1 se presenta el diagrama (V-R, B-V), la línea continua representa a las estrellas de secuencia principal (SP) con tipos espectrales desde O5-7 a M7; la línea quebrada representa a las estrellas gigantes rojas (GR) de tipos espectrales G5-8, K y M. Los cúmulos globulares se representan como puntos pequeños, las galaxias tempranas con asteriscos, las galaxias espirales con triángulos abiertos y las galaxias HII con cuadrados negros.

Los cúmulos globulares se encuentran alineados en una banda muy angosta cuasiparalela a la línea representativa de secuencia principal y se acerca preferentemente a la línea de las estrellas gigantes en el extremo de los objetos con colores más rojos, lo cual indica la presencia de población estelar de tipo G a tipo M en estos objetos. Los cúmulos presentan los colores más rojos comparados con los colores de cualquiera otro de los sistemas estelares en el diagrama, cubriendo intervalos en los colores de $+1.3 \geq V-R \geq +0.3$ y $+2.0 \geq B-V \geq +0.6$.

Las galaxias elípticas y SO se distribuyen a continuación de la franja de los cúmulos globulares, con una dispersión mayor hacia colores un poco más azules, en la zona de las estrellas G y K de la secuencia principal. Cubren intervalos de $+1.0 \geq V-R \geq +0.2$ y $+1.4 \geq B-V \geq +0.2$, concentrándose en el intervalo de colores $+0.8 \geq V-R \geq +0.4$ y $+1.2 \geq B-V \geq +0.8$ que corresponde a estrellas de tipo K.

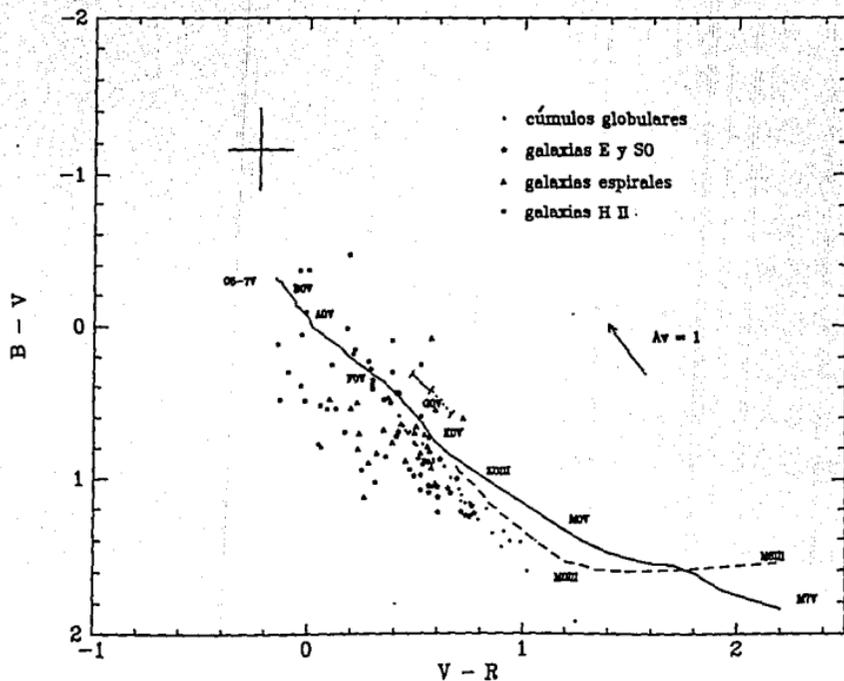


Figura 3.2.1 Diagrama (V-R, B-V). La línea continua representa a las estrellas de Secuencia Principal (V), la línea quebrada a las estrellas gigantes rojas (III). La línea con marcas⁴ representa los modelos de Arimoto y Tarrab (1990) (ver texto). Las barras de error representan los errores promedio.

Las galaxias espirales se distribuyen hacia colores más azules respecto de los sistemas tempranos, cerca de las estrellas K y G de la secuencia principal. Muestran colores B-V más rojos que las estrellas de la SP. Presentan una mayor dispersión comparada con la que se observa de las galaxias E y SO, localizándose en intervalos de colores de $+0.6 \geq V-R \geq 0.0$ y $+1.2 \geq B-V \geq +0.2$.

Las galaxias H II de nuestra muestra son los objetos más azules del diagrama aunque muestran una gran dispersión, sobre todo en el color B-V que va de +1.0 a -0.4 (colores típicos de galaxias espirales), característico de una población estelar muy joven al mismo tiempo que incluye la contribución del gas ionizado. Por otra parte, en el color V-R estos objetos cubren un intervalo angosto, $+0.7 \geq V-R \geq -0.2$. Este intervalo corresponde a estrellas de tipos A, F y G de la secuencia principal.

Las galaxias H II se encuentran distribuidas a ambos lados de la línea de la SP al igual que las galaxias espirales, las galaxias H II que muestran color V-R mayor que $\langle V-R \rangle_{SP}$ son preferentemente objetos con metalicidad ≥ 8.2 y de baja excitación: $[OIII] 5007/H\beta < 4.0$ (Peña et al. 1991); lo primero puede deberse a un exceso de R respecto de V. Sin embargo se debe hacer notar que algunas otras galaxias HII con metalicidades parecidas se localizan al otro lado de la línea de la secuencia principal. En todo caso estos son los objetos más azules de toda la muestra en el índice de color B-V (M12.07, FOX 36, M13.14 y M13.16).

Los modelos de AT presentados siguen una secuencia paralela a la SP hacia el lado rojo, por la zona de las estrellas F y G. Estos

modelos cubren un intervalo muy pequeño de colores que no representan a ninguno de los sistemas estelares incluidos en el diagrama, (tienen colores mucho más rojos que las galaxias H II).

3.2.3 Diagrama (R-I, B-V).

La figura 3.2.2 muestra al diagrama (R-I, B-V) donde los símbolos tienen el mismo significado que para el diagrama anterior y los que se presentan más adelante.

Los cúmulos globulares nuevamente se encuentran alineados en una banda muy angosta, sus colores son los más rojos de todos los sistemas estelares representados en el diagrama, se localizan paralelos a la línea de la secuencia principal y la línea de las GR, con un intervalo $+1.4 \geq R-I \geq +0.05$ (el intervalo en B-V se citó en la sección anterior) que corresponde a estrellas tipos K y M. Las galaxias elípticas se distribuyen a continuación de la banda donde se localizan los cúmulos globulares hacia colores más azules, presentando una mayor dispersión y concentrándose en el intervalo $+0.8 \geq R-I \geq +0.5$ que corresponde a estrellas K2 a K5.

De las galaxias espirales podemos decir muy poco ya que en éste y los siguientes diagramas, sólo disponemos de datos para 10 galaxias, aún así su distribución se localiza en la misma franja, hacia colores más azules respecto de los sistemas tempranos, muy cerca de las estrellas G y K de la secuencia principal.

Una particularidad de los diagramas en que interviene el

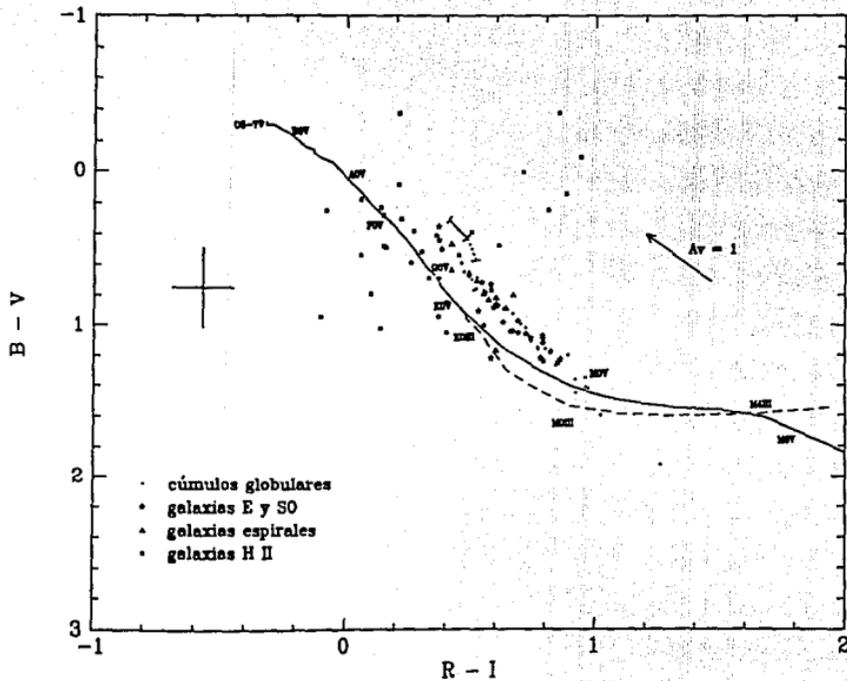


Figura 3.2.2 Diagrama (R-I, B-V). Los símbolos presentados tienen el mismo significado que en el diagrama anterior.

índice de color R-I, con respecto al resto de los diagramas que se presentan es este trabajo, es que el conjunto de cúmulos globulares, galaxias tempranas y galaxias espirales se localiza hacia colores más rojos en el índice R-I que las estrellas de la secuencia principal para un B-V dado, lo cual indica un exceso en el infrarrojo.

Otra vez las galaxias H II son los objetos más azules del diagrama, la mayoría presenta índices de color R-I correspondientes a estrellas F, G y K. También muestran una gran dispersión localizándose a ambos lados de la línea de la SP y distribuyéndose en el intervalo $+1.3 \geq R-I \geq -0.2$. Encontramos un grupo de objetos cuyos colores B-V son muy azules y R-I muy rojos. Este grupo está constituido por los mismos objetos que ya se señalaron en el diagrama anterior, es decir, M12.07, M13.14 y M13.16, agregándose ahora J18.02 y M03.13. Estos objetos presentan excesos en R e I (sobre todo en I), respecto del resto de las galaxias H II, y colores R-I del tipo de las galaxias elípticas o los cúmulos globulares.

Los modelos de AT en este diagrama tienen colores más rojos en R-I para un B-V dado y no reproducen los colores de las galaxias HII, se localizan en la zona de las galaxias espirales.

3.2.4 Diagrama (V-I, B-V).

La figura 3.2.3 muestra el diagrama (V-I, B-V), donde ahora los cúmulos globulares, galaxias tempranas y galaxias espirales se acercan y cruzan la línea de la secuencia principal acercándose más hacia la línea de las gigantes rojas.

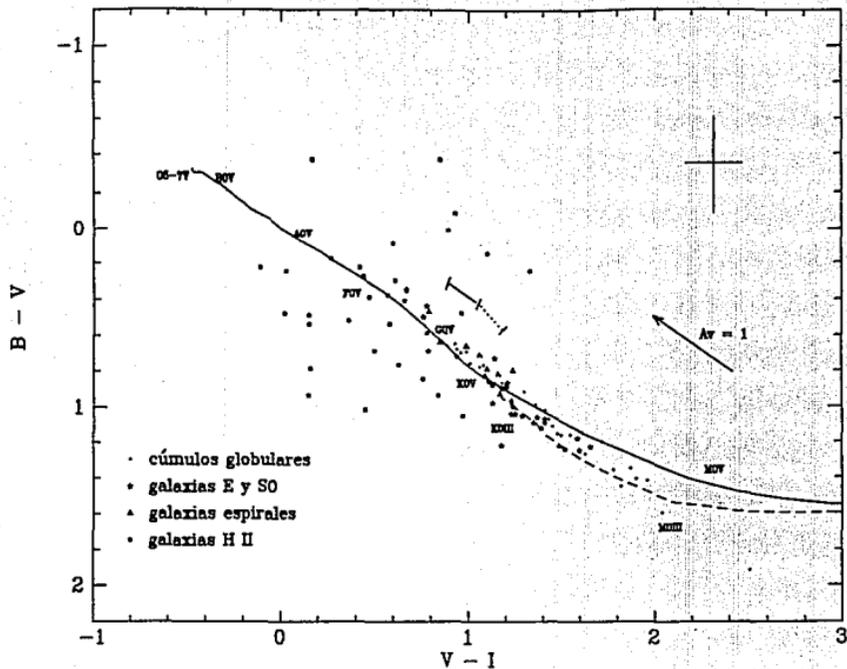


Figura 3.2.3 Diagrama (V-I, B-V). Los símbolos presentados tienen el mismo significado que en los diagramas anteriores.

El comportamiento es muy similar al mostrado en los diagramas anteriores, los cúmulos globulares son los objetos más rojos (cubren $+2.6 \geq V-I \geq +0.8$) y las galaxias espirales los objetos más azules.

Las galaxias tempranas se localizan a continuación de los cúmulos globulares concentrándose en la zona de las estrella K2-5 ($+1.0 \geq V-I \geq +0.4$ y $+1.2 \geq B-V \geq +0.8$) aunque el total de galaxias de éste tipo se localizan desde la zona de estrellas FO hasta las M3 a lo largo de la línea de la secuencia principal.

Las galaxias H II presentan los colores más azules y se dispersan a ambos lados de la línea de la SP respecto a la distribución que presentan en el resto de los diagramas. Los objetos más azules que hemos venido siguiendo desde los dos diagramas anteriores se encuentran alejados de los otros objetos con colores B-V más azules y V-I más rojos, lo cual indica un exceso en la magnitud I. El intervalo en el índice de color V-I que cubren las galaxias H II está entre +1.6 y -0.2, que corresponde a estrellas tipos A, F y G.

Los modelos de AT presentan otra vez paralelos a la línea de la SP, con colores más rojos que los sistemas estelares presentados en el diagrama, sus colores son sólo un poco más azules que los correspondientes a las galaxias espirales, por lo que no reproducen los colores de las galaxias H II.

3.2.5 Diagrama (R-I, V-R).

La figura 3.2.4 muestra el diagrama R-I contra V-R, donde todo

el conjunto de sistemas tempranos y tardíos se localizan hacia colores R-I más rojos, para un V-R dado, respecto de la línea de la secuencia principal y de las GR.

Los cúmulos globulares están alineados y paralelos a la línea de la SP, de manera similar a los diagramas anteriores por la zona de las estrellas K a M2; vuelven a presentar colores más rojos que el resto de los sistemas estelares representados.

Las galaxias elípticas y SO se comportan de una manera similar a las figuras anteriores: localizadas a lo largo de la franja de los cúmulos globulares y concentradas en la zona correspondiente a las estrellas K2-5, presentando por lo tanto colores más azules respecto de los cúmulos. Las galaxias espirales igualmente, presentan colores más azules localizándose en la zona de las estrellas G y K.

Para las galaxias H II también su comportamiento es similar a los diagramas anteriores: son los objetos más azules, cubren un intervalo angosto en V-R y presentan una gran dispersión en R-I, se localizan principalmente en la zona de las estrellas A, F y K.

Es muy interesante en este diagrama señalar que los objetos más azules en V-R, que además son los puntos más alejados del conjunto total de sistemas estelares, son en su mayoría los objetos más azules en B-V, los cuales hemos venido siguiendo desde el primer diagrama presentado. Algunos de ellos presentan un R-I más grande que el resto de las galaxias H II, lo cual significa que son los objetos con magnitud I más brillante.

Los modelos de AT se localizan en la zona de las galaxias

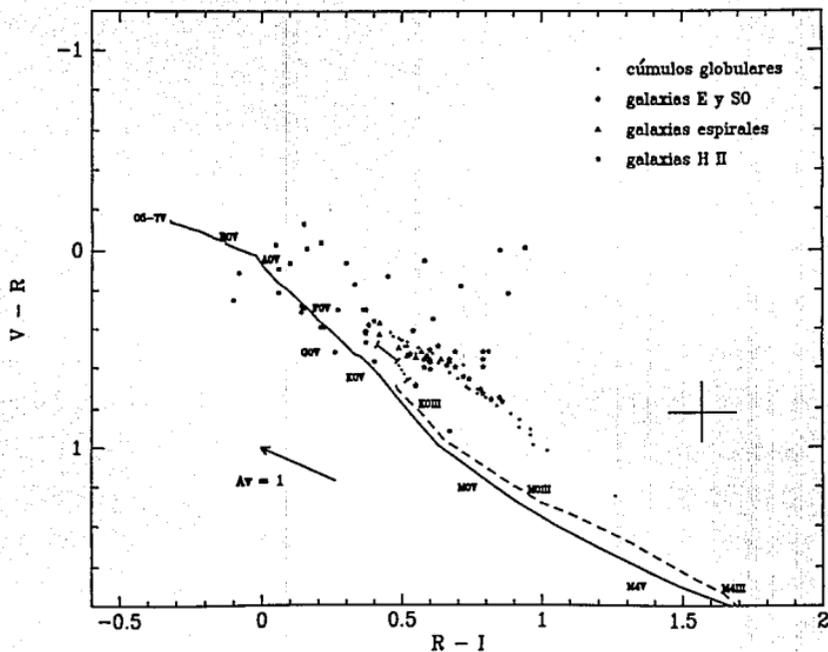


Figura 3.2.4 Diagrama (R-I, V-R). Los símbolos presentados tienen el mismo significado que en los diagramas anteriores.

espirales, paralelos a la secuencia principal hacia colores más rojos en R-I. No reproducen los colores que presentan las galaxias H II.

3.2.6 Diagrama (V-I, V-R).

La figura 3.2.5 muestra el diagrama V-I contra V-R, que resulta muy interesante, en el sentido de que en él los puntos para cada sistema estelar representado están menos dispersos con respecto a todos los diagramas anteriores, incluso para las galaxias H II.

En el diagrama V-I contra V-R que presentamos para nuestra muestra, se observa que todos los sistemas estelares están alineados paralelamente a la línea de la secuencia principal y a la línea de las GR, con un V-I más rojo para un V-R dado, lo cual es indicativo de un exceso infrarrojo. Los objetos más rojos son los cúmulos globulares que se localizan en la zona de las estrellas de tipos G a M1, seguidas por las galaxias tempranas, que se concentran en la zona de las estrellas tipos G5 a K0. Las galaxias espirales siguen la secuencia distribuyéndose en la zona de las estrellas tipo G0 a K0.

Las galaxias H II de nuestra muestra son claramente más azules que el resto de los objetos sobre este diagrama, incluso tienen colores más azules que las galaxias con líneas en emisión de Zwicky (ver siguiente párrafo) ya que se localizan preferentemente en la zona correspondiente a estrellas A0, F y G0, aunque también tenemos algunos objetos en las zonas correspondientes a galaxias espirales, es decir con colores más rojos. Aunque este es el diagrama donde las galaxias H II están menos dispersas, hay algunos objetos claramente separados del

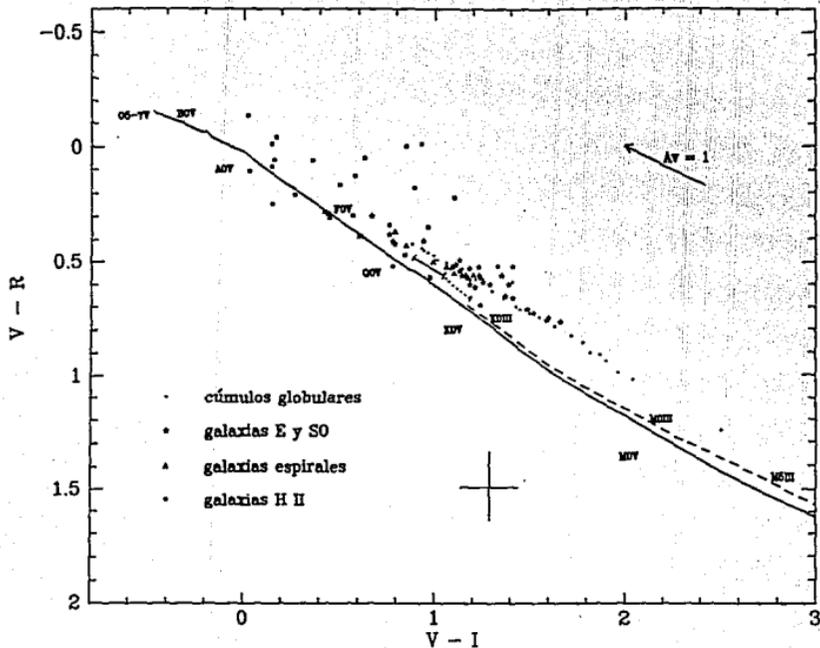


Figura 3.2.5 Diagrama (V-I, V-R). Los símbolos presentados tienen el mismo significado que en los diagramas anteriores.

resto de los sistemas estelares a los cuales les corresponde un V-I más rojo: J18.02, M13.16, M03.13 y M12.07. Los modelos de AT se localizan preferentemente en la zona de las galaxias espirales hacia colores más azules en V-I, lo que no reproduce los colores promedio que presentan las galaxias H II.

Un diagrama de éste estilo en el que se han registrado las galaxias azules compactas del catálogo de Zwicky ha sido publicado por Moles et al. (1987) (fig. 2). Dentro de los objetos de su muestra hay algunas galaxias con líneas en emisión que se clasificarían como galaxias H II. El comportamiento de los objetos de Zwicky en ese diagrama es similar al de los objetos presentados en el nuestro. Las galaxias con líneas en emisión se localizan en la zona de las estrellas F0 y K2 de la secuencia principal aunque hay algunas que se comportan de una manera peculiar y se localizan en la zona de lo que corresponde a galaxias de tipo temprano (en la zona de las estrellas K5 y M0). En este diagrama queda de manifiesto que las galaxias de Zwicky que solo presentan líneas en emisión son objetos más azules que las galaxias elípticas y S0.

3.2.7 Discusión sobre los diagramas color-color.

A lo largo del análisis de los diagramas color-color presentados en este capítulo encontramos algunos comportamientos generales: los sistemas de tipo temprano (cúmulos globulares, galaxias elípticas y galaxias S0) presentan colores más rojos respecto de los sistemas tardíos (galaxias espirales y galaxias H II). Los cúmulos

globulares se encuentran fuertemente alineados en una banda muy angosta paralela a la línea de la secuencia principal y muy cercana a la línea de las gigantes rojas, las galaxias tempranas se localizan a lo largo de la misma banda concentrándose preferentemente en la zona de las estrellas K, las galaxias espirales se localizan también sobre esta banda, cercanas a la zona de las estrellas G y K, es decir hacia colores más azules.

Las galaxias H II son los objetos más azules y muestran una gran dispersión en los diagramas, esto es probablemente por el hecho de que sus colores tienen contribución de las líneas en emisión del gas ionizado en sus brotes estelares además del correspondiente continuo nebuloso, las contribuciones de estas componentes se ven reflejadas sobre todo en los colores B y V, sin embargo aún en los colores R e I, siempre presentan colores más azules, respecto de galaxias espirales y elípticas. Hay algunos objetos dentro de la muestra de galaxias HII que resultaron ser los más azules en B-V y en V-R pero al mismo tiempo mostraron ser también los más rojos en R-I, todos estos objetos presentan una abundancia $\log O/H \geq 8.1$ que es mayor a la abundancia promedio de las galaxias H II. Es probable que estos objetos hayan experimentado varios brotes de formación estelar previos, que hayan producido una alta fracción de estrellas rojas. Un estudio en el infrarrojo cercano (JHK) podría ayudar a dilucidar esto.

Finalmente los modelos de Arimoto y Tarrab (1990) aplicados a los diagramas no reproducen los colores de las galaxias H II de nuestra muestra, localizándose preferentemente en la zona de colores de las galaxias espirales.

CAPITULO 4

4.1 LA RELACION METALICIDAD - LUMINOSIDAD.

Para el estudio de la evolución química de las galaxias, es necesario determinar la composición química de estos objetos, que en el caso de las galaxias tardías se determinan a partir de las líneas en emisión de sus regiones H II. Esta evolución depende de la Función Inicial de Masa y de la Tasa de Formación Estelar, al mismo tiempo que del rendimiento efectivo de la producción de elementos pesados en cada galaxia a lo largo de su historia de formación estelar. La masa es otro de los parámetros importantes en la evolución galáctica, así por ejemplo el cociente de masa de gas a masa total indica el grado actual de la evolución de la galaxia, en el sentido que muestra qué tan eficientes han sido los procesos de formación estelar en su medio interestelar.

Los modelos evolutivos para galaxias elípticas junto con las observaciones de su metalicidad y sus colores, establecen que la metalicidad afecta de manera importante sus colores integrados (Faber 1973, Tinsley 1978). Se ha encontrado una relación empírica para este comportamiento de la forma: $Z \propto L_B^{\text{cte.}}$, donde Z es la metalicidad. Esta relación se transformó en una relación masa-metalicidad usando la relación masa-luminosidad que existe para las estrellas.

La explicación física para esta relación se ha tratado de hacer por varios caminos, de los cuales se concluye que la relación es dependiente de la eficiencia de formación estelar como función de la masa de las galaxias, donde la eficiencia es la cantidad de estrellas que se forman en la galaxia en estudio por unidad de masa de gas. Tinsley (1980) modela un sistema cerrado de estrellas, enriquecido de elementos pesados sólo a través de la producción nucleosintética de sus estrellas y deduce la existencia de una relación entre la metalicidad, el rendimiento (cantidad de masa estelar transformada en elementos pesados) y el cociente masa de gas a masa total de las galaxias (Pagel 1986):

$$Z = p \ln(m/g)$$

donde p es el rendimiento, m la masa total y g la masa de gas. El valor de p en la vecindad solar es de 0.01, esta relación indica que la abundancia de elementos pesados se incrementa sistemáticamente con la masa total.

Se sabe que las galaxias de tipo tardío tienen bajas metalicidades respecto de las galaxias de tipo temprano, y que entre las primeras, las galaxias irregulares tienen menores abundancias que las galaxias espirales (Pagel y Edmunds 1981).

Diversos autores han procurado estudiar el comportamiento de la metalicidad con la luminosidad en las galaxias irregulares, por lo cual han hecho muestreos entre las galaxias irregulares para encontrar objetos de bajas metalicidades dada la importancia cosmológica que representan. En los trabajos publicados por Lequeux et al. (1979), Talent (1980), Kinman y Davidson (1981) y Vigroux et al. (1987) se han

reportado relaciones (para galaxias irregulares y azules compactas) en el sentido de que a las galaxias menos masivas les corresponde una menor metalicidad. Se ha tratado de explicar esta relación en base a la mayor eficiencia de formación estelar de las galaxias masivas que pueden retener mejor su gas y elementos pesados respecto de las galaxias menos masivas.

Sin embargo hay trabajos controversiales acerca de esta relación, como el publicado por Hunter y Gallagher (1982), quienes de una muestra de 14 galaxias irregulares además de los datos presentados por Lequeux et al. (1979) y Kinman y Davidson (1981), no encuentran la relación propuesta por los otros autores.

Los trabajos más recientes apoyando la controvertida relación han sido reportados por Skillman et al. (1989a y b), quienes reportan una fuerte correlación entre M_B y la metalicidad para un grupo de galaxias irregulares, galaxias enanas compactas y galaxias elípticas enanas que ya antes habían reportado una fuerte correlación en el mismo sentido. Estos objetos extienden la relación reportada previamente hacia sistemas de baja luminosidad. Es importante señalar que su muestra no incluye galaxias H II.

Skillman et al. (1989b) proponen una aplicación para la relación metalicidad- luminosidad como método para estimar metalicidad conociendo la luminosidad, ya que éste último es un parámetro más accesible.

4.2 LA RELACION METALICIDAD - MAGNITUD ABSOLUTA.

La relación para galaxias irregulares reportada por Skillman et al. (1989b), que hemos mencionado en la sección anterior, está dada en términos de la magnitud absoluta azul (M_B) contra la abundancia total de oxígeno relativa al hidrógeno escalada de la siguiente manera: $12 + \log (O / H)$, en esta escala a la abundancia solar le corresponde un valor de 8.92 (Lambert 1978).

El cociente O/H se usa como representativo de la metalicidad, ya que el oxígeno es uno de los elementos mejor observados en el visible, cuya abundancia se mide mejor en las regiones H II y constituye cerca del 50% por masa de los elementos más pesados que el helio, por lo que se puede considerar proporcional a la metalicidad total Z.

El uso de la magnitud absoluta azul en éste tipo de relación donde se trata de involucrar la masa de las galaxias ha sido cuestionado por Pagel (1986), quien opina que si usando la masa dinámica de las galaxias se tienen grandes incertidumbres en su determinación, es mucho más peligroso usar las magnitudes azules, especialmente para las galaxias que tienen brotes de formación estelar importantes; ya que estas magnitudes están dominadas completamente por el brote estelar que no involucra toda la galaxia en el caso de las galaxias espirales y muchas galaxias irregulares. Sin embargo, también puede argumentarse que para el caso específico de las galaxias H II

que son objetos azules, este es el color más dominante; además de que el brote de formación estelar involucra la mayor parte de la galaxia.

En el presente trabajo usaremos todas las magnitudes determinadas para estudiar el comportamiento metalicidad-luminosidad.

4.2.1 Diagramas metalicidad - magnitud absoluta para las galaxias de la muestra.

La figura 4.2.1a,b,c y d muestra las gráficas de magnitudes absolutas B, V, R e I contra el cociente O/H para las galaxias H II de nuestra muestra. El comportamiento de la metalicidad con cualquiera de las cuatro magnitudes presentadas es muy similar, la mayoría de los objetos se distribuyen en una banda delgada en el eje correspondiente al O/H, las magnitudes de los objetos van desde los poco luminosos (con $M_B \approx -14$) a los muy luminosos (con $M_B \approx -21$). Los objetos con $O/H \geq 7.8$ no muestran ninguna correlación entre la luminosidad y la metalicidad. Los objetos con $O/H < 7.8$ (desgraciadamente sólo hay 4) presentan bajas luminosidades ($M_B \geq -15.5$). Es decir, ninguno de los diagramas muestra una relación metalicidad-magnitud absoluta evidente, sin embargo hay una tendencia de las galaxias con menor metalicidad ($O/H < 7.8$) a localizarse en la zona de bajas luminosidades de los diagramas. Esta tendencia no parece ser un producto de efectos de selección, por lo menos en lo que correspondería a objetos muy brillantes con bajas metalicidades (zona inferior izquierda de los diagramas); objetos de éste tipo sería fácil detectarlos si existieran por su alta luminosidad. En el caso de los objetos de alta metalicidad

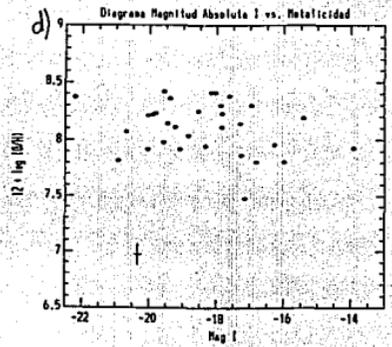
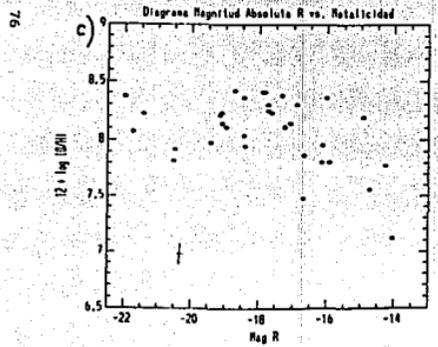
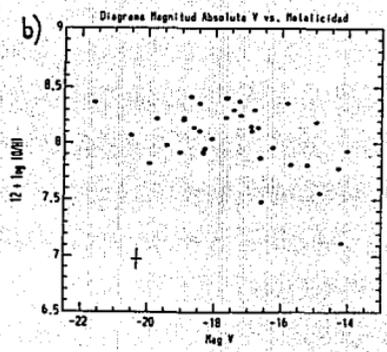
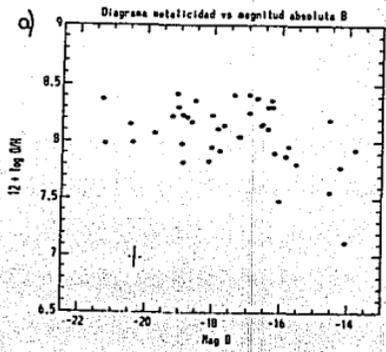


Figura 4.2.1 Diagramas de Magnitud Absoluta vs. Metalicidad ($12 + \log(O/H)$) para las cuatro magnitudes medidas. Las barras de error representan los errores promedio.

($O/H > 7.8$) y baja luminosidad no se puede decir lo mismo; ya que, si en realidad existen, sería muy difícil detectarlos, solo Mark 67 es un ejemplo.

En los digramas M_B , M_V y M_R contra el cociente $\log O/H$, los objetos con menores metalicidades forman parte de las galaxias H II escogidas de la muestra presentada por Vigroux et al. (1987); el punto que aparece más hacia el extremo inferior derecho es I Zw 18, la galaxia H II con menor metalicidad que se ha detectado.

Para la gráfica que involucra la magnitud I no se tiene registrado el punto correspondiente a I Zw 18 y a algunos otros objetos con bajas luminosidades: C1116+51, Mark 36 y Mark 67. Sin embargo, podemos esperar que el comportamiento de los objetos que mencionamos sea similar al que presentan en los diagramas de las figuras 4.2.1a, b y c.

En el diagrama 4.2.2 volvemos a presentar el diagrama M_B contra $\log [O/H]$, en que se ha incluido la relación reportada por Skillman et al. (1989b). La línea continua que aparece en el diagrama corresponde a esta relación calculada por Skillman et al. para galaxias irregulares y elípticas enanas, las galaxias de nuestra muestra se distribuyen a ambos lados de esta línea de referencia con una tendencia a localizarse en la zona de mayores luminosidades respecto de la línea.

Suponiendo que la relación entre la magnitud absoluta azul y la luminosidad existiera y estuviera representada por la relación calculada por Skillman et al. (1989b), la posición de las galaxias que

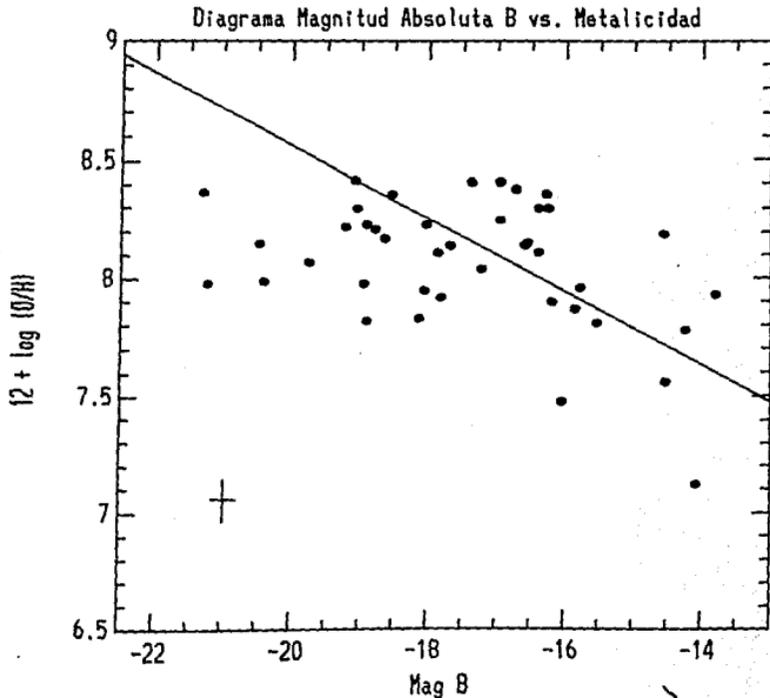


Figura 4.2.2 Diagrama Magnitud Absoluta Azul contra Metalicidad. La línea continua representa la relación entre ambos parámetros reportada por Skillman et al. (1989b). La mayoría de las galaxias H II se localizan hacia mayores luminosidades.

se encuentran por debajo de esta línea con mayores luminosidades respecto a la relación adoptada (que son la mayoría), se puede explicar por el hecho de que las luminosidades de estos objetos están fuertemente alteradas por la presencia de los intensos brotes estelares y que al pasar algunos millones de años, cuando el brote disminuya su actividad de formación estelar y los miles de estrellas azules hayan evolucionado o desaparecido, la luminosidad de estos objetos disminuirá notablemente sobre todo en los colores B y V al desaparecer las estrellas azules y la emisión del gas ionizado, de manera que provocará que las galaxias H II se localicen en este mismo diagrama hacia magnitudes más débiles ya, que estos sistemas tienen bajas luminosidades intrínsecas en etapas de quietud. Todo este proceso haría que las actuales galaxias H II se acercaran hacia la línea de la relación. Si también se toma en cuenta que a lo largo de este proceso hay una evolución química y suponemos que no hay pérdida de metales las galaxias se moverían un poco hacia metalicidades mayores, acercándose asimismo a la relación de Skillman.

El problema lo presentan las galaxias que se localizan a la derecha en la parte superior respecto de la línea de Skillman et al. (1989b) (con baja luminosidad y alta metalicidad), las cuales experimentarán el mismo proceso que hemos descrito antes; estas galaxias en vez de acercarse a la línea de la relación que suponemos válida, se alejarían. Aunque estos objetos representan una minoría y las barras de error podrían reubicar a algunas sobre la línea de Skillman o a la derecha de ella, consideramos que hay algunos objetos como Mark 67 y I Zw 36 que podrían poner en duda la existencia de una relación entre la luminosidad y la metalicidad en galaxias irregulares

y compactas de baja luminosidad. Esto hace que el problema continúe abierto requiriendo una revisión posterior.

CAPITULO 5

CONCLUSIONES.

A lo largo de este trabajo se han obtenido magnitudes aparentes y absolutas BVRI para una muestra de galaxias H II del Survey Calán-Tololo (Maza et al. 1989), para las que se conocen sus distancias y composición química (Peña et al. 1991) pero no se habían reportado datos fotométricos. Se han incluido también algunos objetos escogidos de la muestra presentada por Vigroux et al. (1987).

Se construyeron diagramas color-color (V-R, B-V; R-I, B-V; V-I, B-V; R-I, V-R y V-I, V-R), donde se incluyeron objetos representativos de otros sistemas estelares como: cúmulos globulares, galaxias elípticas y SO y galaxias espirales. Del análisis de los diagramas color-color (capítulo 3), encontramos que los sistemas estelares presentados se localizan en una banda paralela a la línea de la secuencia principal (SP) y a la línea de las gigantes rojas (GR). Los cúmulos globulares presentan los colores más rojos, se localizan cerca de la zona de las estrellas K y M de las GR. Las galaxias elípticas y SO se concentran preferentemente cerca de la zona de las estrellas K de SP y GR; hacia colores más azules, sobre la misma franja, se localizan las galaxias espirales cuyos colores corresponden a estrellas G y K de SP.

Los objetos más azules de los diagramas color-color analizados son las galaxias H II, estos objetos presentan una mayor dispersión respecto del resto de los sistemas estelares representados; ésto se debe a que sus colores están afectados por la contribución de las líneas en emisión del gas ionizado y el continuo nebular producidos por los intensos brotes estelares que se encuentran presentes en estas galaxias.

Se analizó el comportamiento de la luminosidad absoluta con la metalicidad para las galaxias H II estudiadas; mediante diagramas de magnitud absoluta contra metalicidad ($12 + \log O/H$) para los cuatro colores medidos. Del análisis de estos diagramas no encontramos una relación evidente entre ambos parámetros, sin embargo hay una tendencia en el sentido de que los objetos con metalicidad < 7.8 muestran luminosidades bajas (magnitud absoluta < -15). Se han descartado efectos de selección para los objetos muy brillantes con baja metalicidad, pues si éstos existieran sería fácil su detección, no así para objetos con baja luminosidad y alta metalicidad (como ejemplo Mark 67).

Al comparar los datos de nuestras galaxias en el diagrama M_B contra $\log O/H$ con la relación reportada por Skillman et al. (1989b) para galaxias irregulares y elípticas enanas, se encuentra que la mayoría de las galaxias H II tienen mayores luminosidades que lo indicado por la relación. Esto se podría explicar por el hecho de que la magnitud absoluta azul de estos objetos está dominada por los brotes de formación estelar que experimentan, de manera que al extinguirse las estrellas azules disminuirá su luminosidad acercando

la posición de los objetos a la relación de Skillman et al., pero se encuentran algunos objetos como Mark 67, I Zw 36 y M01.06 entre otros, que se localizan hacia menores luminosidades para una metalicidad dada que lo implicado por la relación de Skillman et al. Dentro de algunos millones de años también disminuirá la luminosidad de estos objetos, lo cual hará que se alejen aún más de la relación de Skillman et al. Todo ésto puede poner en duda la existencia de una relación entre la luminosidad y la metalicidad para galaxias irregulares y compactas de baja luminosidad requiriendo una revisión posterior.

REFERENCIAS.

- Arimoto, N. y Bica, E.: 1989, *Astron. Astrophys.*, **222**, 89.
- Arimoto, N. y Tarrab, I.: 1990, *Astron. Astrophys.*, **228**, 6, (AT).
- Arimoto, N. y Yoshii, Y.: 1986, *Astron. Astrophys.*, **164**, 260.
- Busrstein, D. y Helles, C.: 1982, *Astron. J.*, **87**, 1165.
- Bohigas, J.: 1991, *Reporte Técnico del Instituto de Astronomía*
No. 73.
- Bohuski, T.J.; Fairall, A.P. y Weedman, D.W.: 1978, *Ap. J.*, **221**, 776.
- Bruzual A., G.:1983a, *Ap. J.*, **273**, 105.
- Bruzual A., G.:1983b, *Rev. Méx. Astron. Astrof.*, **8**, 29.
- Bruzual A., G.:1983c, *Ap. J. Suppl.*, **53**, 497.
- Bruzual A., G.:1983d, *Rev. Méx. Astron. Astrof.*, **8**, 63.
- Bruzual A., G. y Kron, R.G.:1980, *Ap. J.*, **241**, 25.
- Campbell, A.W.; Terlevich, R. y Melnick, J.: 1986, *M.N.R.A.S.*,
223, 811.
- Campos-Aguillar, A. y Moles, M.: 1991, *Astron. Astrophys.*, **241**, 358.
- Christian, C.A.; Adams, M.; Barnes, J.V.; Butcher, H.; Hayes, D.S.;
Mould, J.R. y Siegel, M.:1985, *P.A.S.P.*, **97**, 363.
- Costero, R. y Peimbert, M.: 1970, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*,
5, 229.
- Coziol, R.; Demers, S.; Peña, M.; Torres-Peimbert, S.; Fontaine,
G.; Wesemael, F. y Lamontagne, R.: 1992, *Astron. J.*, en prensa.
- Davidson, K. y Kinman, T.D.: 1985, *Ap. J. Suppl.*, **58**, 321.
- Demers, S.; Kibblewhite, E.J.; Irwin, M.J.; Nithakorn, D.S.; Béland,

- S.; Fontaine, G. y Wesemael, F.: 1986, *Astron. J.*, **92**, 878.
- Dultzin-Hacyan, D.; Masegosa, J. y Moles, M.: 1990, *Astron. Astrophys.*, **238**, 28.
- Faber, S.M.: 1973, *Ap. J.*, **179**, 731.
- French, H.B.: 1980, *Ap. J.*, **240**, 41.
- Gallagher, J.S. y Hunter, D.A.: 1984, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **22**, 37.
- Gallagher, J.S. y Hunter, D.A.: 1987, *Astron. J.*, **94**, 43.
- Garnett, D.R. y Shields, G. A.: 1987, *Ap. J.*, **317**, 82.
- Gerola, H.; Seiden, P.E. y Shulman, L.S.: 1980, *Ap. J.*, **242**, 517.
- Gondhalekar, P.M.; Morgan, D.H.; Dopita, M. y Phillips, A.P.: 1984, *M.N.R.A.S.*, **209**, 59.
- Hamuy, M.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **57**, 91.
- Haro, G.: 1956, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya*, **2**, 8.
- Hubble, E.: 1926, *Ap. J.*, **64**, 321.
- Huchra, J.: 1977, *Ap. J.*, **217**, 928.
- Humason, M.L. y Zwicky, F.: 1947, *Ap. J.*, **105**, 85.
- Hunter, D.A.; Gallagher, J.S. y Rauternkranz, D.: 1982, *Ap. J. Suppl.*, **49**, 53.
- IRAS Point Source Catalogue*, 1987; U.S. Government Printing Office.
Washington, D.C., USA.
- Johnson, H.L.: 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **4**, 193.
- Johnson, H.L. y Morgan, W.W.: 1953, *Ap. J.*, **117**, 313.
- Kalloglyan, A.T. y Börngen, F.: 1983, *Astrophysics*, **19**, 222.
- Karttunen, H.; Kröger, P.; Oja, H.; Poutanen, M. y Donner, K.J.: 1987, *Fundamental Astronomy*, Springer-Verlag.
- Kinman, T.D. y Davidson, K.: 1981, *Ap. J.*, **243**, 127.
- Kunth, D. y Sargent, W.L.W.: 1983, *Ap. J.*, **273**, 81.

- Kunth, D. y Sargent, W.L.W.: 1986, *Ap. J.*, 300, 496.
- Lambert, D.L.: 1978, *M.N.R.A.S.*, 182, 249.
- Landolt, A.: 1973, *Astron. J.*, 78, 959.
- Landolt, A.: 1983, *Astron. J.*, 88, 439.
- Landolt, A.: 1992, *Astron. J.*, 104, 340.
- Larson, R.B. y Tinsley, B.M.: 1974, *Ap. J.*, 192, 293.
- Larson, R.B. y Tinsley, B.M.: 1978, *Ap. J.*, 219, 46.
- Lauberts, A.; 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 58, 249.
- Lauberts, A.: 1987, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 68, 215.
- Lequeux, J.; Peimbert, M.; Rayo, J.F.; Serrano, A. y Torres-Peimbert, S.: 1979, *Astron. Astrophys.*, 80, 155.
- MacAlpine, G.M.; Lewis D.W. y Smith S.B.: 1977, *Ap. J. Suppl.*, 35, 203.
- MacAlpine G.M. y Williams G.A.: 1981, *Ap. J. Suppl.*, 45, 113.
- Markarian, B.E.: 1967, *Astrofizica*, 3, 55.
- Markarian, B.E. Lipovetskil, V.A. y Stepanyan D.A.: 1981, *Astrofizica*, 17, 619.
- Masegosa, J.: 1988, *Tesis Doctoral*, Universidad de Granada.
- Matteucci, F. y Chiosi, C.: 1983, *Astron. Astrophys.*, 123, 121.
- Maza, J. y Ruiz, M.T.: 1989, *Ap. J.*, *Suppl.* 69, 353.
- Maza, J.; Ruiz, M.T.; González, L.E. y Wischnjewsky, M.: 1989, *Ap. J. Suppl.*, 69, 349.
- Maza, J.; Ruiz, M.T.; Peña, M.; González, L.E. y Wischnjewsky, M.: 1991, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 89, 389.
- Moles, M.; García-Pelayo, J.M.; del Rio, G. y Lahulla, F.: 1987, *Astron. Astrophys.*, 186, 77.
- Pagel, B.E.J.: 1986, *Highlights Astron.*, 7, 551.
- Pagel, B.E.J. y Edmunds, M.G.: 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*,

- 19, 77.
- Peña, M.; Ruiz, M.T. y Maza, J.: 1991, *Astron. Astrophys.*, **251**, 417.
- Peña, M.; Ruiz, M.T.; Maza, J. y González, L.E.: 1989, *Rev. Méx. Astron. Astrof.*, **17**, 25.
- Peña, M.; Ruiz, M.T.; Torres-Peimbert, S. y Maza, J.: 1990, *Astron. Astrophys.*, **237**, 454.
- Peña, M. y Torres-Peimbert, S.: 1992, *Reporte técnico del Instituto de Astronomía UNAM*, No. 92.
- Salzer, J.J., MacAlpine, G.M. y Boroson, T.A.: 1989, *Ap. J. Suppl.*, **70**, 479.
- Sargent, W.L.W. y Searle, L.: 1970, *Ap. J.*, **162**, L155.
- Savage, B.D. y Mathis, J.S.: 1979, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **17**, 75.
- Schuster, W.: 1982, *Rev. Méx. Astron. Astrof.*, **5**, 149.
- Searle, L. y Sargent, W.L.W.: 1972, *Ap. J.*, **173**, 25.
- Searle, L.; Sargent, W.L.W. y Bagnuolo, W.G.: 1973, *Ap. J.*, **179**, 427.
- Seaton, M.: 1979, *M.N.R.A.S.*, **187**, 73P.
- Silk, J.: 1982, *Proc. RAL. Workshop on Astronomy and Astrophysics*, ed. Gondhalekar, P.M., Rutherford Appleton Laboratory.
- Skillman, E.D.; Terlevich, R. y Melnick, J.: 1989a, *M.N.R.A.S.*, **240**, 563.
- Skillman, E.D.; Kennicutt, R.C. y Hodge, P.W.: 1989b, *Ap. J.*, **347**, 875.
- Smith, M.G.: 1975, *Ap. J.*, **202**, 591.
- Smith, M.G.; Aguirre, C. y Zewelman, M.: 1976, *Ap. J. Suppl.*, **32**, 217.
- Takase, B. y Miyauchi-Isobe, N.: 1988, *Ann. Tokio Astr. Obs. Ser.*, **22**, 41.
- Talent, D.L.: 1980, *Ph. Thesis*, Rice University.

- Terlevich, R.: 1987, en *High Redshift and Primeval Galaxies*, editado por Bergeron, J., Kunth, D., Rocca-Volmerange, B. y Thran Thanh Van J. (Editions Frontières), pág. 281.
- Terlevich, R.; Melnick, J.; Masegosa, J.; Moles, M. y Copetti, M.V.F.: 1991, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 91, 285.
- Tinsley, B.M.: 1968, *Ap. J.*, 151, 547.
- Tinsley, B.M.: 1978, *Ap. J.*, 222, 14.
- Tinsley, B.M.: 1980, *Fund. Cosmic Phys.*, 5, 287.
- Tinsley, B.M.: 1988, en *Handbook of Astronomy, Astrophysics and Geophysics*, 2, 709.
- Thuan, T.X.: 1983, *Ap. J.*, 268, 667.
- Thuan, T.X.: 1985, *Ap. J.*, 299, 881.
- Thuan, T.X. y Martin, G.E.: 1981, *Ap. J.*, 247, 823.
- Torres-Peimbert, S.; Peimbert, M. y Fierro, J.: 1989, *Ap. J.*, 345, 186.
- Viallefond, F. y Thuan, T.X.: 1983, *Ap. J.*, 269, 444.
- Vigroux, L.; Stasinska, G. y Comte, G.: 1987, *Astron. Astrophys.*, 172, 15.
- Whitford, A.E.: 1958, *Astron. J.*, 63, 201.
- Zwicky, F.: 1971, *Catalogue of Selected Compact Galaxies and Post-Eruptive Galaxies*, publicado por F. Zwicky, Suiza.