

**'ESTUDIO DE PROPIEDADES INTEGRALES DE GALAXIAS
EN BASE A OBSERVACIONES DEL HIDROGENO NEUTRO'**

Tesis doctoral presentada

por

María Cristina Martín

Director de Tesis: Dr. E. Bajaja

FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONOMICAS Y GEOFISICAS

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

setiembre, 1985

"El tiempo está maduro para que (el hombre) mire dentro de sí mismo y descubra un universo tan infinito como el externo, la experiencia del cual ofrece no tan solo paz interior, sino también la experiencia esencial que puede unirlo con la vida misma en su totalidad."

Carlos Warter

A mis padres

AGRADECIMIENTOS

Deseo agradecer profundamente a diversas personas que de un modo u otro permitieron con su ayuda el desarrollo de los trabajos de esta tesis.

Al Dr. W.G.L. Poppel de quien recibí las primeras enseñanzas en el Instituto, en ausencia de mi Director de tesis, el Dr. E. Rajaja.

Al Director de esta tesis, Dr. E. Rajaja, quien se ha brindado en todo momento a entablar importantes discusiones en relación al trabajo, permitiéndome el aprendizaje de la profesión. Agradezco sinceramente todo su apoyo recibido en estos años.

Al Director del Instituto Argentino de Radioastronomía Dr. R. F. Colomb por el apoyo recibido para el desarrollo de esta tesis.

Al personal del area electrónica del Instituto Argentino de Radioastronomía, por su colaboración en el mejoramiento y mantenimiento del instrumental utilizado.

A la Lic. V. Chedrese por su eficaz colaboración en la parte computacional, a la Sra. M. Trotz quien realizó los dibujos y fotografías de esta tesis, y al Sr. J. Mazzaro por su colaboración como asistente en las observaciones.

A mis compañeros de trabajo por sus alentadoras actitudes.

Deseo también expresar mi más sincera gratitud a la Lic. C. Riera y al Dr. C. Warter quienes con su infinito amor han puesto Luz en el camino de mi desarrollo integral como ser humano, y a mis familiares quienes me brindaron todo el apoyo, la comprensión y el amor necesarios para el desenvolvimiento de mis trabajos.

CAPITULO I - INTRODUCCIÓN

I.1 - Galaxias: definiciones y clasificaciones.

I.2 - Observaciones de HI en galaxias y sus propiedades estadísticas.

I.3 - Parámetros observacionales derivados del perfil de HI.

CAPITULO II - OBSERVACIONES EN LA LÍNEA DE 21 CM EN GALAXIAS AUSTRALES

II.1 - Introducción.

II.2 - Criterios de selección.

II.3 - Descripción del instrumento empleado en las observaciones.

A - Antena.

B - Receptor.

C - Adquisición de datos.

II.4 - Modo observacional y métodos de reducción.

II.5 - Datos ópticos y de radio.

A - Galaxias brillantes.

B - Galaxias seleccionadas de CVU.

CAPITULO III - DISCUSIÓN DE LOS RESULTADOS

III.1 - Observación de HI en galaxias brillantes.

A - Discusión general.

B - Propiedades integrales.

C - Análisis de casos particulares.

III.2 - Observaciones de HI en galaxias seleccionadas de CVU.

A - Discusión general.

- B - Análisis de casos particulares.
- III.3 - Análisis del sistema DDO de clasificación.
- A - Introducción.
 - B - Revisión del sistema DDO de clasificación.
 - C - Indicadores terciarios como determinantes de la distancia.
- III.4 - Estudio comparativo de galaxias de bajo brillo superficial (LSB).
- A - Propiedades de las galaxias LSB.
 - B - Selección de la muestra de galaxias brillantes.
 - C - Selección de la muestra de galaxias LSB.
 - D - Comparación de propiedades integrales entre galaxias LSB y brillantes.

CAPITULO IV - CONCLUSIONES

REFERENCIAS

CAPITULO I - INTRODUCCION

I.1-GALAXIAS: DEFINICIONES Y CLASIFICACIONES

Al comienzo de este siglo comenzó a reconocerse que los sistemas estelares observables tienen una distribución altamente achatada, conformando un plano definido en el cielo por una banda débil de luz conocida como la Vía Láctea. Por el mismo tiempo se conoció la existencia de un gran número de objetos de débil luminosidad, que claramente no eran estrellas individuales, y que recibieron el nombre de nebulosas. Fue mostrado luego que algunos de estos objetos eran verdaderas nebulosas o nubes de gas y polvo situadas entre las estrellas. Pero aquellas nebulosas, que recibieron el nombre particular de nebulosas espirales, comenzaron a cobrar mayor interés bajo la sospecha de estar compuestas de sistemas estelares independientes de la Vía Láctea, posiblemente similares a nuestra propia Galaxia. El evento que puede señalarse como disparador del comienzo de la astronomía extragaláctica, fue el reconocimiento de la existencia de estrellas Cefeidas en M31, descubiertas por Hubble en 1925. Así se pudo establecer, en forma definitiva, la similitud de las nebulosas espirales con nuestra propia Vía Láctea.

La tendencia general actual lleva a pensar que las galaxias, como sistemas automantenidos por medio de la fuerza de gravitación, fueron formadas todas en la misma época, hace 10^{10} o $2 \cdot 10^{10}$ años (según se tome la constante de Hubble de expansión del universo con el valor 50 o $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), características que las diferencia de los sistemas también automantenidos por medio de la gravitación

como lo son las estrellas (Taylor, 1978). Las condiciones iniciales de formación, y aún en algunos casos las condiciones en que se desarrolló la evolución, serían los factores causantes de la variedad de formas y de características físicas presentadas por las galaxias. Las distintas áreas en que se divide la ciencia astronómica les han otorgado propiedades distintivas según interpretaciones de estas variedades observables en distintas longitudes de onda. Así, por ejemplo, se dice que una galaxia es una radio-galaxia si la energía emitida en longitudes de onda de radio se encuentra por encima de 10^{40} erg s^{-1} (Minkowski, 1975).

Las características observables se presentan en general bajo un continuo de valores, sin saltos o discontinuidades notorias en ellos. Sin embargo, y con el fin de facilitar la comprensión del universo, el científico sigue generalmente una tendencia clasificatoria que lleva a situar a las galaxias dentro de grupos que se distinguen por alguna característica promedio común, delimitando estos rangos según cierta dispersión de valores previamente admitida para cada rango. Esto es comparativamente similar a lo que sucede con una distribución continua de valores cuando se los representan bajo la forma de un histograma.

De esta manera nos encontramos con que Ozernov (1970) propone una ordenación general según la cual las galaxias se distinguen por el grado de actividad o grado de intensidad del proceso de liberación de energía interna, sobre todo nuclear. La Figura I.1 muestra un esquema de esta clasificación tal como fue adaptada por Sersic (1982). Según puede verse en la Figura, se hace una primera distinción entre galaxias cuya energía no-térmica es mayor, del mismo orden, o menor que la energía térmica emitida. Dentro de estas últimas, los miembros se clasifican a su vez, por ejemplo,

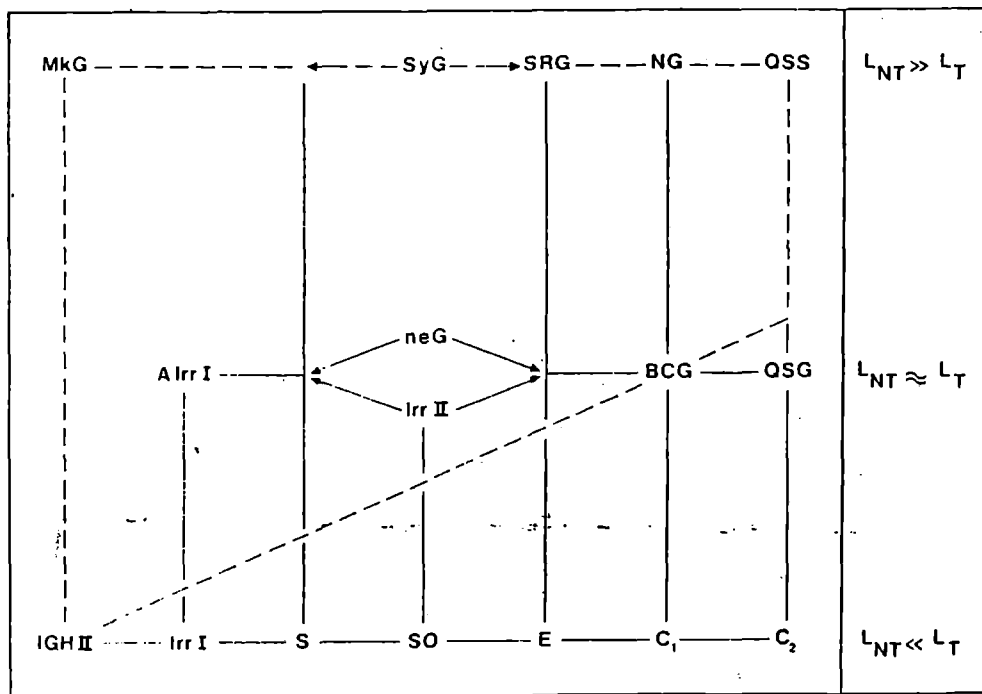


FIG. I.1 - Clasificación de las galaxias de acuerdo al grado de actividad, adaptado de Ozernoy (1970) por Sersic (1982).

según su morfología. En el esquema particular de Ozernoy, presentado en la Figura, se pueden ver los tres grandes grupos distintivos en que se basan los sistemas clasificatorios morfológicos modernos, que son las galaxias irregulares, las espirales y las elípticas. Es posible extender esta clasificación con la incorporación de otro tipo de miembros, como por ejemplo las regiones HII intergalácticas o también galaxias compactas azules (Kunth, 1980), descubiertas por Sargent y Searle (1970). Los sistemas de clasificación morfológica modernos más importantes son: (a) el de Holmberg (1958); (b) el de Hubble (el más usado actualmente), desarrollado en el Atlas de Galaxias de Hubble y publicado por Sandage (1961), que a su vez fue la base para el desarrollo de un tercer sistema más elaborado (c) establecido por de Vaucouleurs, cuya descripción detallada se expone en de Vaucouleurs et al. (1975).

Se han establecido otros sistemas de clasificación, por ejemplo, según el tipo de población dominante evidenciada en la luz espectral integrada (clasificación de Yerkes, propuesta por Morgan, 1958); según características estructurales de los brazos espirales (clasificación de luminosidad de van den Bergh, 1960a y b, 1966); según su grado de agrupación (galaxias aisladas, pares, grupos, cúmulos, supercúmulos). Dentro de estos grandes sistemas clasificatorios, se establecen a veces clasificaciones más finas, como por ejemplo en el caso de las Irr II o activas, dentro de las cuales se diferencian las galaxias explosivas de las post-eruptivas y de las interactuantes según distintas interpretaciones de la actividad observada (Krienke y Hodge, 1974). También es posible distinguir las galaxias que presentan bajo brillo superficial, denominadas galaxias LSB, de aquellas que no presentan esta

característica y de las que aparecen con un alto valor, ya sea en alguna zona dentro de la galaxia o en toda ella, del brillo superficial aparente, denominadas galaxias compactas azules. Estas galaxias LSB (ver definición y recopilación de propiedades globales en el Capítulo III) han despertado ultimamente la atención de la mayoría de los investigadores de una forma u otra. El aumento en el número de detecciones de esta clase de objetos, a partir de los ya conocidos dentro del Grupo Local, y el reconocimiento de la existencia de galaxias ópticamente muy pequeñas y de muy baja luminosidad, denominadas galaxias enanas, ha incrementado el interés en ellas. El número de galaxias de baja luminosidad existentes en el universo es, sin duda, más considerable que el de sistemas muy luminosos por lo que el conocimiento de la frecuencia con que aquellas aparecen en el universo contribuiría al conocimiento de la cantidad de materia realmente existente en el mismo y a poder determinar, con mayor precisión si la misma sería suficiente como para detener en algún momento la expansión actualmente observada. Por otro lado, y dado que en su mayoría son objetos de tipo tardío o Irr, con ninguna o muy débil estructura espiral y con bajas velocidades de rotación, presentan una opción distinta de interpretación del modo de producción estelar de la aceptada generalmente para las galaxias espirales normales, como lo es la teoría de la existencia de ondas de densidad.

Baade y Minkowski (1954) designan como normal a aquella galaxia que no tiene peculiaridades ópticas y cuya emisión en radio es débil. El no tener peculiaridades ópticas significa que los subsistemas que forman parte de la galaxia presentan simetría central. Una galaxia puede presentar una fuerte emisión en radio y sin embargo no tener ninguna peculiaridad óptica. Dentro de esta

clasificación en galaxias normales y peculiares, las Irregulares, dada su forma no tan simétrica, estarían en los bordes de los límites establecidos para las galaxias normales (Sersic, 1982). Las propiedades presentadas por el grupo de galaxias LSB hacen dudar acerca de la pertenencia de las mismas al grupo de galaxias así denominadas "normales" y se cuestiona la continuidad de las propiedades de las galaxias como una función del brillo superficial (Lari et al., 1978). En el análisis de ciertas propiedades de galaxias de bajo brillo superficial, que se desarrollará en el Capítulo III, basado en parte en los datos presentados en el Capítulo II, se intenta alcanzar una cierta comprensión de las diferencias de estas clases de objetos y su conexión con las galaxias denominadas normales a la luz de la comparación con una muestra de observaciones en galaxias brillantes.

1.2-OBSERVACIONES DE HI EN GALAXIAS Y SUS PROPIEDADES ESTADÍSTICAS.

Hace treinta y dos años, Kerr y Hindman (1953) detectaron por primera vez la línea del hidrógeno neutro en un sistema extragaláctico, como lo es la Nube de Magallanes, dos años después del descubrimiento de la línea de 21-cm del hidrógeno de nuestra galaxia. Desde entonces, y mediante el uso de técnicas avanzadas, como la interferometría, el incremento en el poder resolvente y en el alcance ha permitido el conocimiento detallado de la distribución y cinemática del gas neutro en un número cada vez mayor de galaxias. Se pudo así establecer, en cuanto a la distribución del HI dentro de la galaxia, que el centro de esta distribución no coincide generalmente con el centro óptico

(Bottinelli, 1971). También la distribución del gas neutro dentro de galaxias espirales de tipo temprano presenta generalmente una depresión en la parte central y un aumento de la densidad a cierta distancia del centro, tal como una distribución en forma de anillo (M 81, M31). A medida que el tipo morfológico se vuelve más tardío, la distribución del HI se presenta similar a una gaussiana, con un máximo de densidad en el centro (M33). En cuanto a la cinemática interna de una galaxia, expresada a través de curvas de rotación, ella permite el cálculo de las masas totales, si previamente se supone un modelo de distribución de masas. A través de la astronomía óptica se elaboró en un principio una serie de curvas de rotación en galaxias cercanas, pero la limitación fue y sigue siendo muy fuerte, pues la región con una adecuada relación señal-ruido está restringida generalmente a radios pequeños, equivalentes a $1/3$ o $1/2$ del radio fotométrico de Holmberg. En cambio, para observaciones radioastronómicas, este valor es del orden de 1.2 veces el radio fotométrico. Es decir, es posible obtener en radio curvas de rotación más extensas que a longitudes de onda óptica, dado que parece ser que el HI se extiende más allá de la región de emisión medible espectroscópicamente, y aún más allá de la región de emisión de continuo medible por la fotometría.

Con motivo de observaciones sistemáticas del HI en diversos sistemas extragalácticos, surgió la inquietud por comparar las propiedades físicas globales de distintos objetos según los distintos tipos morfológicos. La comparación puede hacerse interesante desde que existen diferencias estructurales entre los sistemas Irr y las Elípticas, teniendo como clases intermedias a las espirales. Los primeros son de apariencia desordenada, conteniendo un número relativamente grande de estrellas de tipo

temprano o muy luminosas. Las elípticas, en cambio, son sistemas esferoidales de apariencia bien ordenada, que no contienen estrellas de tipo temprano de alta luminosidad aunque si un número bastante grande de gigantes (Roberts, 1963). Así fue como algunos de los primeros autores que han correlacionado propiedades integrales de galaxias espirales detectadas en HI (Epstein, 1964; Roberts, 1969), han encontrado características distintivas dentro de cada tipo morfológico, utilizando parámetros derivados de observaciones ópticas y radioastronómicas. En las Figuras I.2 a I.4 se muestran, respectivamente, los gráficos de variación, con el tipo morfológico, de la razón MHI/L_b , la cantidad relativa de gas con respecto a la masa total, representada por la razón MHI/M_i , y la razón M_i/L_b (Roberts, 1969), donde MHI representa la masa del hidrógeno neutro, M_i la masa indicativa calculada de los parámetros del perfil de HI, y L_b la luminosidad total calculada de la magnitud aparente B_T^0 . Notemos que la razón MHI/L_b es independiente de la distancia. Según muestra la Figura I.2, parece haber un aumento del valor de esta razón hacia tipos morfológicos más tardíos. Veamos cual es el significado físico de la razón MHI/L_b . Si la formación estelar en una galaxia, de un tipo morfológico determinado, continua a la tasa presente o actual entonces el período T durante el cual consumirá todo su hidrógeno para la conversión estelar será: $T = sM_t/R$ donde s es la masa fraccional de gas, M_t la masa total y R la tasa de producción estelar. Si suponemos que la tasa de producción estelar es actualmente la misma que la tasa de pérdida estelar por evolución, entonces esta tasa $R = L_t$, donde L_t es la luminosidad total bolométrica que puede ponerse igual a L_b . Luego, $T = MHI/L_b$ (Roberts, 1963). Es decir que esta razón es una medida del tiempo durante el cual la galaxia,

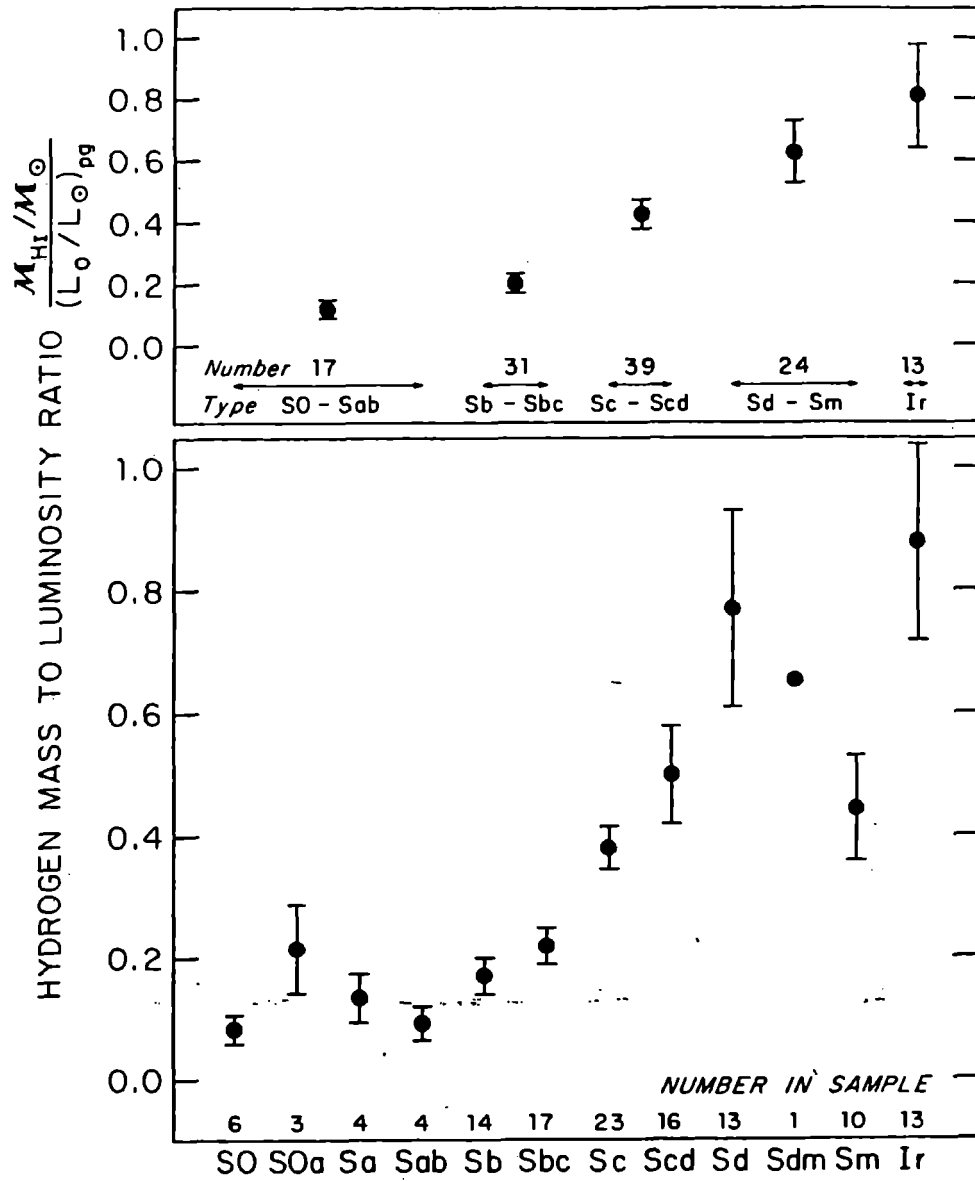


FIG. I.2 - Valores promedio de la razón MHI/L para diferentes tipos morfológicos. El dibujo inferior es para tipos individuales, y el superior para grupos de intervalos mayores en los tipos. Las barras de error representan el error del promedio. Roberts (1969).

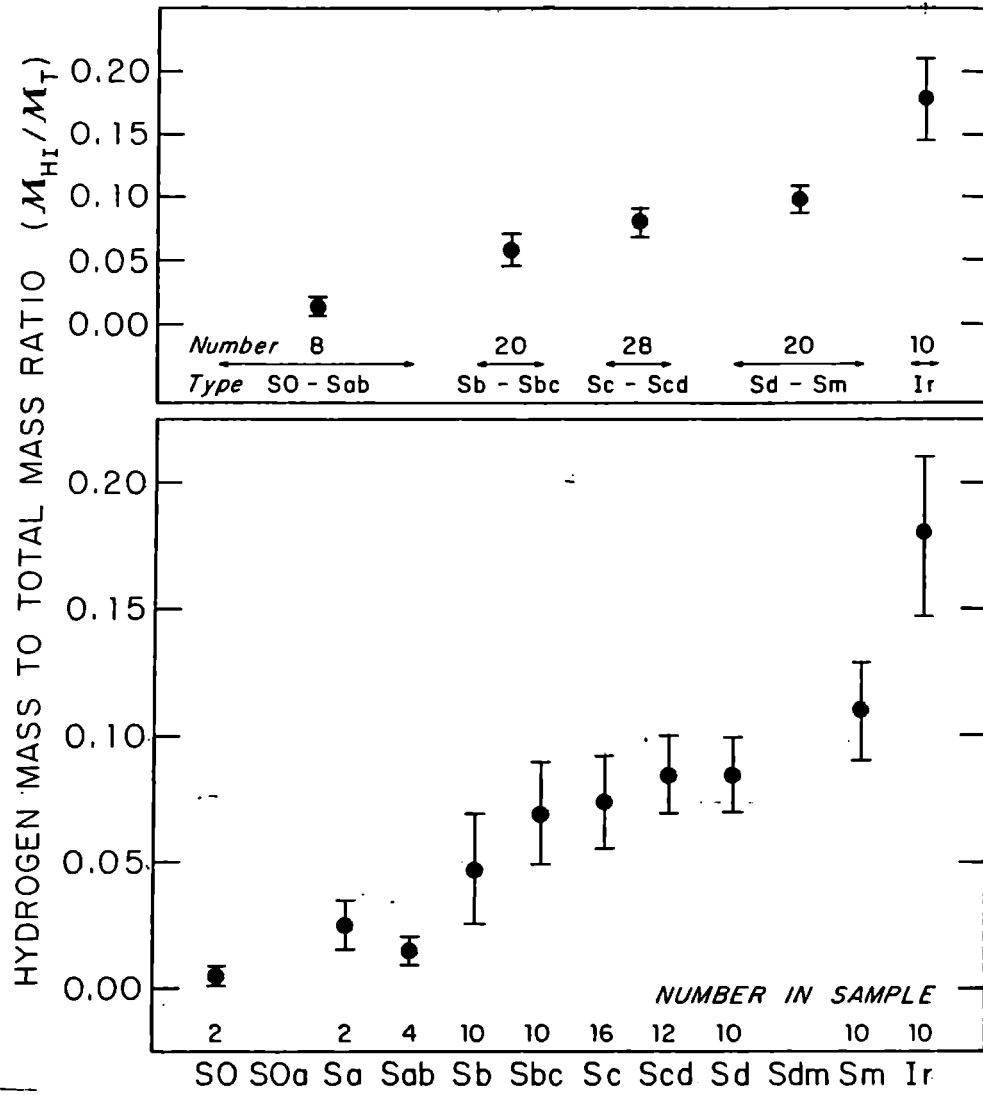


FIG. 1.3 - Valores promedios de la razón M_{HI}/M_T para diferentes tipos morfológicos. La explicación de los dibujos es similar a la de la Fig. 1.2. Roberts (1969).

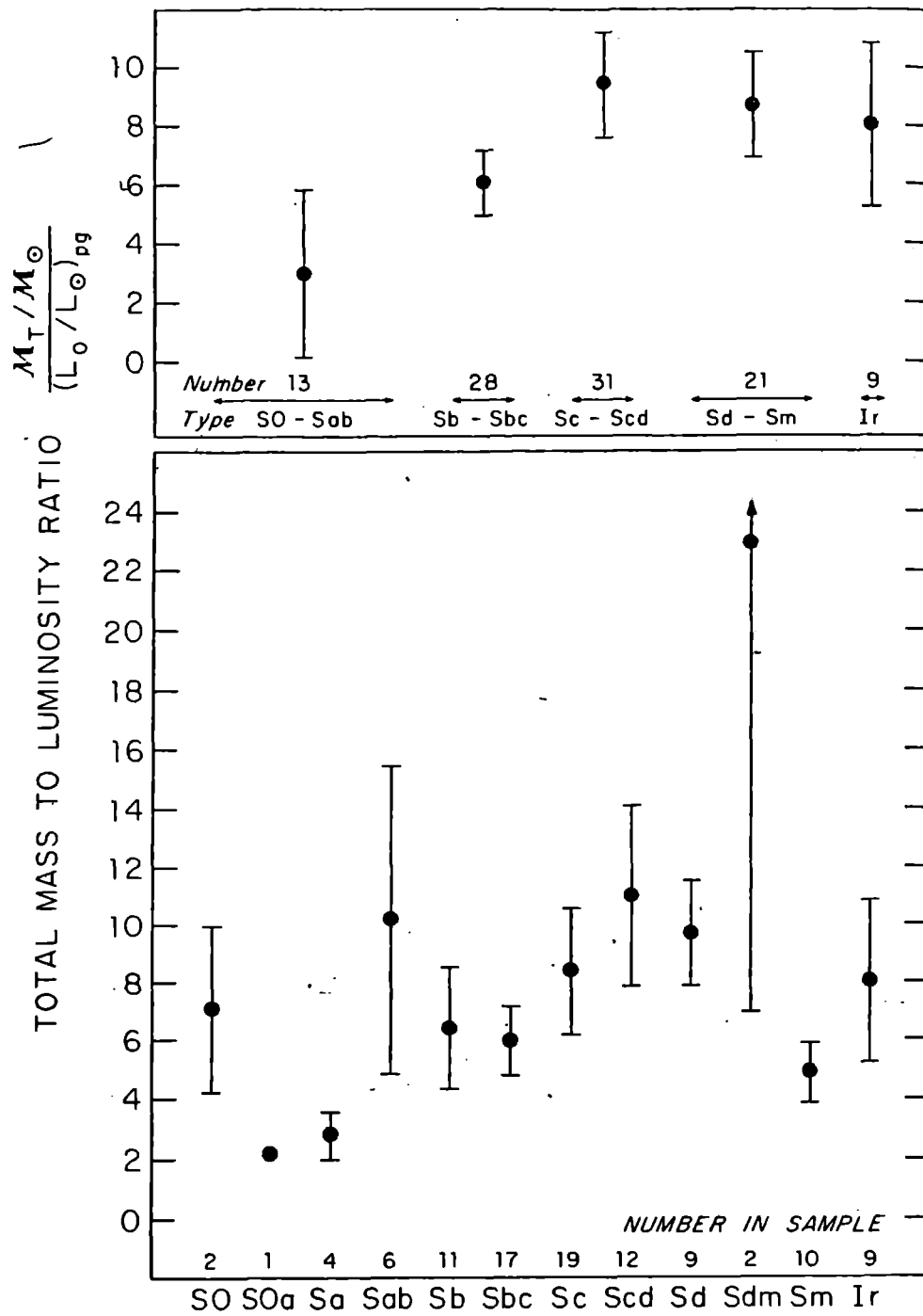


FIG. 1.4 - Valores promedio de la razón M_T/L para diferentes tipos morfológicos. La explicación de los dibujos es similar a la de la Fig. 1.2. Roberts (1969).

manteniendo su actual luminosidad L_b , convertirá todo su gas de hidrógeno neutro en estrellas, si la producción estelar se establece a una tasa constante (Roberts, 1969; Sersic, 1982). Notemos, sin embargo, que el desarrollo interpretativo expuesto por Roberts y mencionado aquí del significado de la razón MHI/L_b , tiene un carácter simplista y puede ser tomada como cierta solo en primera aproximación, dado que contiene suposiciones que pueden no ser válidas acerca de la constancia del valor de R y del equilibrio entre el número de estrellas que nacen y mueren dentro de la galaxia.

Según podemos ver en la Figura I.3, la cantidad relativa de gas aumenta desde las S_a hacia las Irr , es decir, las galaxias de tipos morfológicos más tardíos tienen una gran fracción de gas aún no procesado en materia estelar. En la Figura I.4 pueden verse los valores promedios de M_t/L_b para cada tipo morfológico, donde surge que parecería haber un valor constante de esta razón para todo T . En relación a este gráfico, puede decirse que los resultados varían según el modo en que se calcula la masa total. Los métodos tradicionales utilizan para el cálculo de la masa total la expresión que surge del modelo de Brandt (1960) de distribución de masa, tomando el radio de máxima velocidad $R_m = 0.28 D_o$, con D_o el radio óptico, y el parámetro $n = 3$. El resultado de calcular en esta forma la masa total es el que se aprecia en la Figura I.4. Tomando en cambio R_m como el radio de la distribución del HI, parece haber una suave disminución de la razón M_t/L_b a medida que crece el tipo morfológico (Dean y Davies, 1975). Brosche y Reinhardt (1977) decidieron no tomar R_m como un valor constante sino como una función del tipo morfológico, al igual que el parámetro n , y de esta forma hallan que la razón M_t/L_b crece con el

tipo.

Balkowski (1973) realizó un estudio de estas propiedades integrales, utilizando una muestra importante de datos referentes a observaciones en 21 cm, a través de correlaciones con dos parámetros independientes, uno de los cuales está representado por la luminosidad. En las Figuras 1.5 a 1.7 se reproducen las variaciones de la masa de HI, la masa indicativa, y la densidad superficial de HI con el tipo morfológico, según este autor. En los primeros dos gráficos se puede apreciar la dependencia bien clara de estos parámetros con la luminosidad, contrariamente a lo que ocurre con la densidad de HI. También puede observarse un crecimiento en los valores de la masa de HI y la masa indicativa, desde tipos morfológicos tempranos hasta galaxias Sc, y luego una disminución de los mismos avanzando en los tipos hasta las Irr.

La estadística se fue expandiendo a otros parámetros dirigiendo la mayor atención a aquellos que podrían ser utilizados como indicadores de distancias, en parte por la necesidad cosmológica de un mejor conocimiento del valor de la constante de Hubble o de la velocidad de expansión del universo. Con referencia a este tema, cabe mencionar la relación entre la luminosidad y el ancho del perfil encontrada por Tully y Fisher (1977) (Figura 1.8). Dado el impacto que produjo esta forma de estimar distancias basada en la observación simplemente del ancho del perfil, varios autores se han dedicado posteriormente a conocer más exactamente el valor de la pendiente y el término independiente de la relación, a establecer posibles dependencias de la misma con otros parámetros, y también a encontrar fundamentos físicos de esta relación. Así, Aaronson et al. (1979) encontraron una correspondencia entre la pendiente de la relación, en el infrarrojo, y la dinámica de la

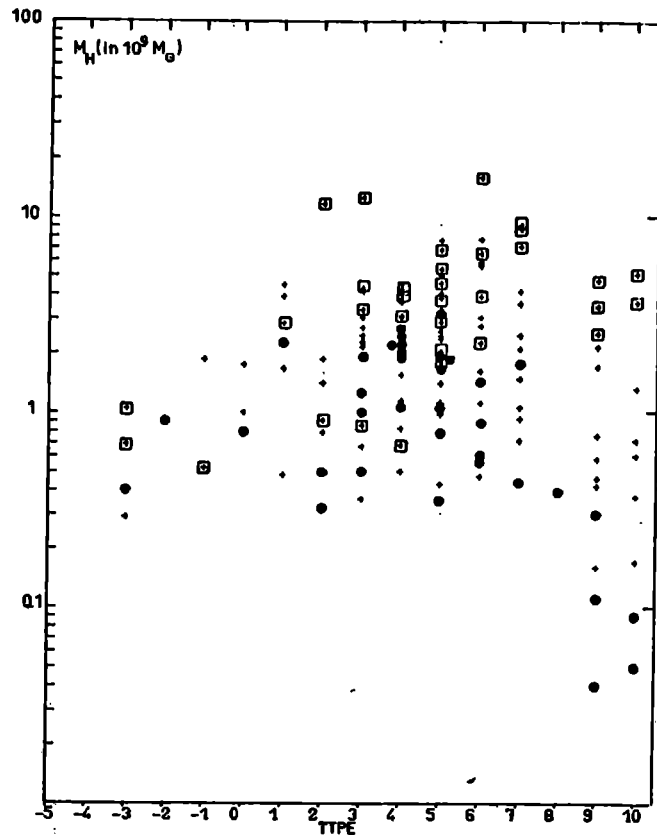


FIG. I.5 - Masa de hidrógeno neutro M_H , en unidades de $10^9 M_\odot$, como una función del tipo morfológico. Las galaxias son divididas en tres grupos: uno está formado por los objetos menos luminosos que conforman la cuarta parte de toda la muestra (representados con círculos), otro contiene las galaxias más luminosas comprendidas en otra cuarta parte del total (representados con cuadrados) y el tercero formado con la mitad restante (representados con cruces). Balkowski (1973).

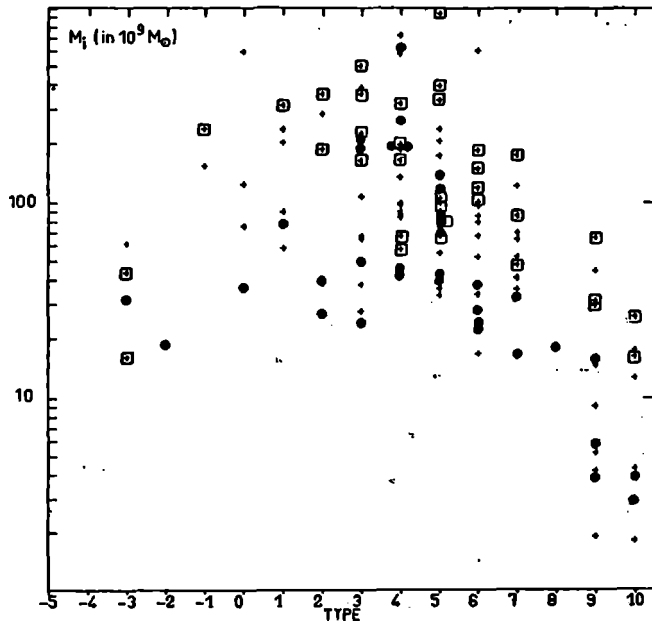


FIG. 1.6 - Masa total indicativa M_i , en unidades de $10^9 M_{\odot}$, como una función del tipo morfológico. La explicación de los símbolos es la misma que para la Fig. 1.5. Balkowski (1973).

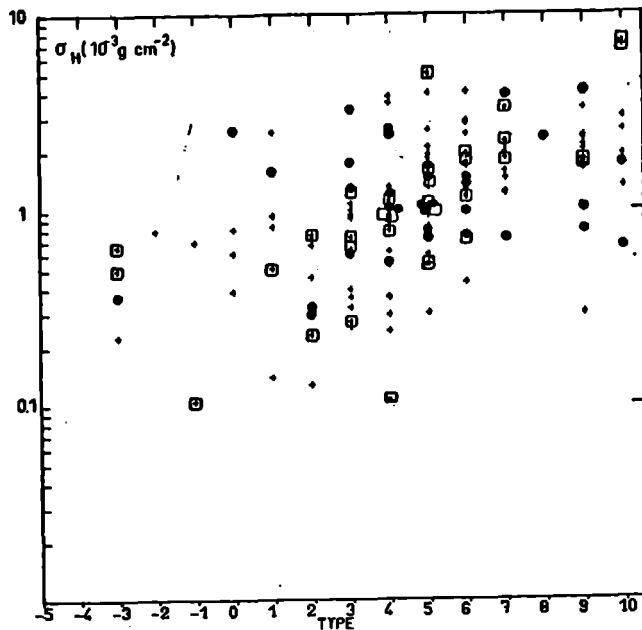


FIG. 1.7 - Densidad superficial aparente de HI σ_H , en 10^3 g cm^{-2} , como una función del tipo morfológico. La explicación de los símbolos es la misma que para la Fig. 1.5. Balkowski (1973).

galaxia, concluyendo que las magnitudes infrarrojas constituyen un medio mas poderoso para el desarrollo de la relacion Tully-Fisher que las azules. Bottinelli et al. (1980) establecieron una mejor correlación, calculando el ancho del perfil de manera que sea consistente con el valor de la velocidad circular máxima, libre de movimientos turbulentos o no circulares, tal como se obtendría de la curva de rotación. Visvanathan (1981) encontro que la pendiente de la relación es fuertemente dependiente de la longitud de onda en la cual se mida la magnitud, característica que no sucede con el término independiente. La dependencia de la ordenada al origen de la recta, del tipo morfológico, fue estudiada por de Vaucouleurs et al. (1982). Richter y Huchtmeier (1983) no han encontrado cambios significativos en el valor de la pendiente de esta relación para galaxias aisladas, en grupos o en cumulos. Estas referencias son sólo parte de una extensa bibliografía tendiente a mejorar la relación Tully y Fisher entre el ancho del perfil y la magnitud absoluta. Estos autores también establecieron una relación entre el tamaño real y el ancho del perfil y encontraron, junto con Shostak (1978), que la pendiente de la relación no es la misma para las galaxias calibradoras, y las otras galaxias. Este efecto no está muy bien explicado aún, y puede apreciarse en las Figuras I.9, I.10 y I.11, donde se reproducen los gráficos de Tully y Fisher (1977) para galaxias del cúmulo de Virgo y del cúmulo de Ursa Major comparadas con galaxias calibradoras locales (Figuras I.9 y I.10), y el gráfico de Shostak para una muestra de galaxias observadas en HI, donde las distancias fueron calculadas con $H_0=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, y para las galaxias calibradoras (Figura I.11).

Otros parámetros pueden ser considerados también como indicadores de distancia, tales como, por ejemplo, los diámetros de

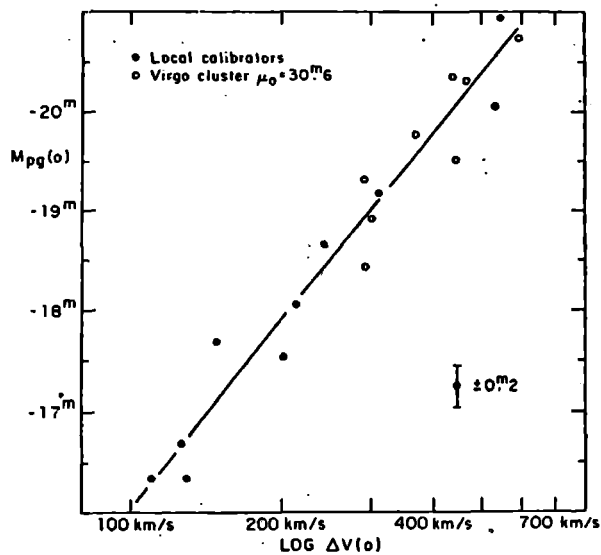


FIG. 1.8 - Magnitud absoluta $M_{pg}(o)$ versus ancho corregido del perfil ΔV_o . El mejor ajuste de las galaxias del cúmulo de Virgo (o), con las galaxias cercanas (.) llamadas calibradoras, en este gráfico, produce un módulo de distancia para el cúmulo de Virgo de 30.6. Tully y Fisher (1977).

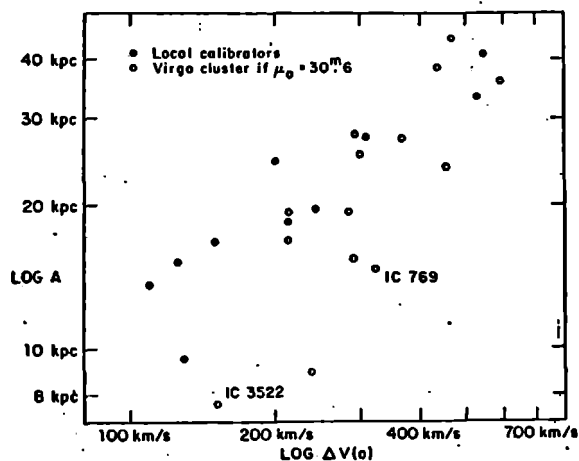


FIG. 1.9 - Diámetro absoluto A versus el ancho corregido del perfil ΔV_o , para galaxias del cúmulo de Virgo (o) y calibradoras locales (.), según el módulo de distancia obtenido de la Fig. 1.8. Tully y Fisher (1977).

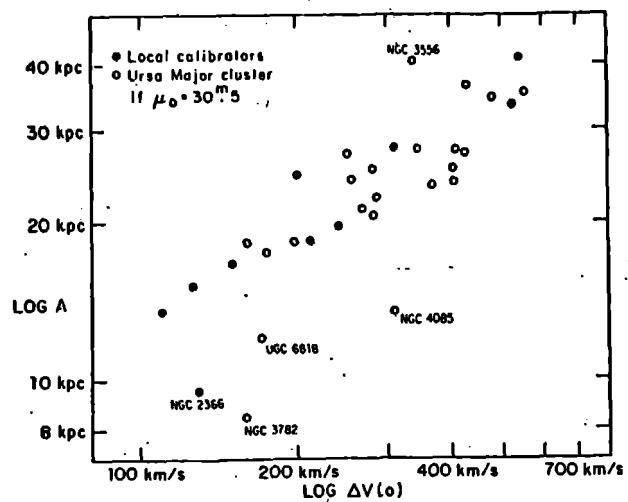


FIG. I.10 - Similar a Fig. I.9, para galaxias del cúmulo de Ursa Major. Tully & Fisher (1977).

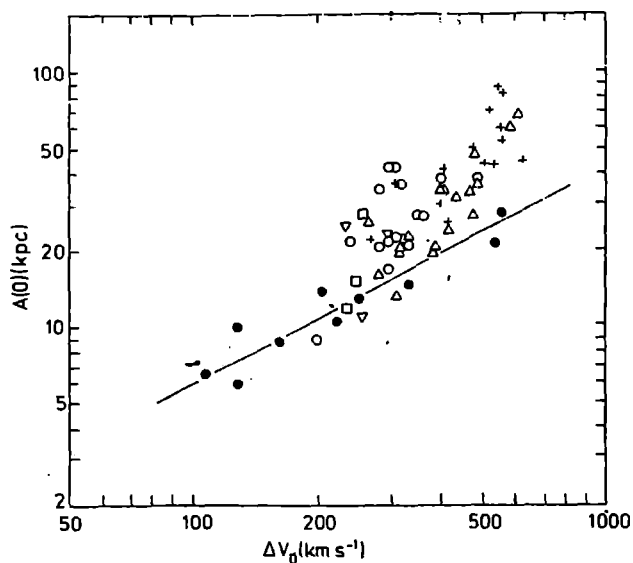


FIG. I.11 - Similar a Fig. I.9 para galaxias calibradoras (•) y para una muestra de galaxias observadas en la línea de 21 cm, cuya distancia fue calculada con $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Shostak (1978).

las regiones HII más grandes dentro de las galaxias (Sersic, 1959), la estructura interna de los anillos en ciertas galaxias que los poseen (de Vaucouleurs y Buta, 1980), el llamado índice de luminosidad (de Vaucouleurs, 1975), el grado de desarrollo de los brazos espirales (van den Bergh, 1960a, b, 1966), etc.

I.3-PARÁMETROS OBSERVACIONALES Y DERIVADOS DEL PERFIL DE HI.

Los parámetros observacionales del perfil integrado, y que son de utilidad para la interpretación del mismo, son básicamente cuatro: 1) el desplazamiento de la frecuencia central con respecto a la frecuencia de la transición hiperfina del HI en reposo; 2) el ancho del perfil; 3) el área del perfil y 4) la forma del perfil.

Veamos ahora de qué manera se obtienen estos parámetros y cual es la interpretación que se hace de los mismos:

1) Del desplazamiento de la frecuencia central, y mediante la aplicación del efecto Doppler, se obtiene la velocidad sistemática de la galaxia. El modo usual y de mejor determinación de la velocidad, a partir del perfil, es el referido al punto medio de la línea que determina el ancho del perfil. Aunque la galaxia fuese, en un caso límite, totalmente asimétrica en la distribución del HI, el máximo error en la determinación de la velocidad estaría dado por la mitad del ancho del perfil. Esto proporciona ventajas en cuanto a la precisión con que se obtiene el valor de la velocidad en relación a la estimación óptica donde los errores en juego son bastante mayores y dependientes del instrumento empleado. En la Figura I.12 puede verse un histograma de distribución del número de

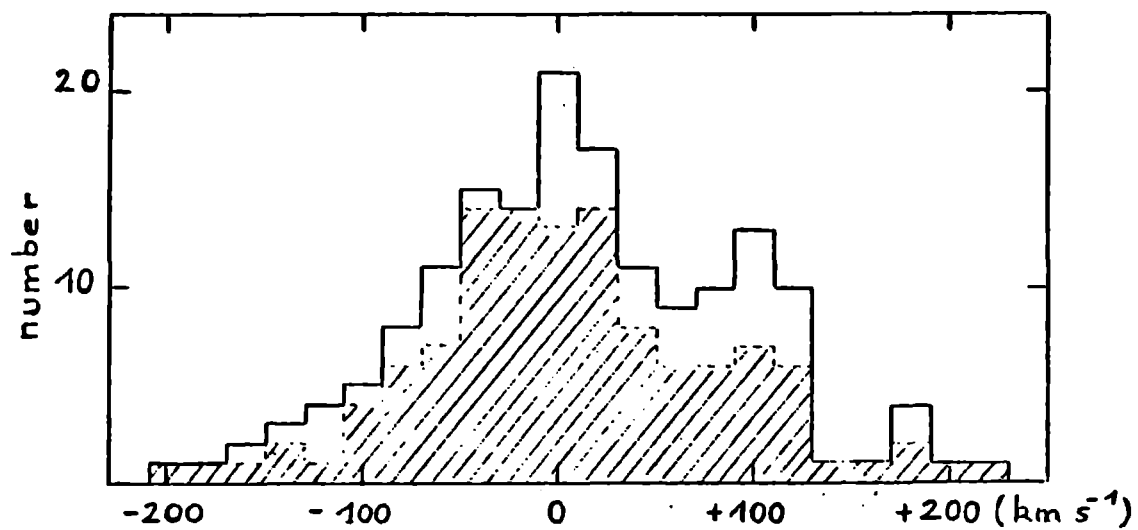


FIG. I.12 - Histograma de la diferencia entre los valores de la velocidad radial sistemática obtenidos de observaciones en la línea de 21 cm Bottinelli et al. (1981), y los obtenidos de mediciones ópticas, para 121 galaxias en común con la muestra de Sandage (1978) (representada por el área rayada) y 50 galaxias en común con la muestra de de Vaucouleurs et al. (1980).

galaxias que presentan ciertas diferencias entre las velocidades estimadas óptica y radioastronómicamente (Bottinelli et al., 1981). Se ve en este histograma que estas diferencias tienen una distribución al azar, no habiendo diferencias sistemáticas en ellas. La expresión con que se acostumbra a calcular las velocidades en radioastronomía es $V(\text{rad}) = -\Delta\nu c/\nu_0$, la cual difiere de la que se utiliza en el cálculo óptico $V(\text{opt}) = \Delta\lambda c/\lambda_0$. En todo caso, se pueden convertir las velocidades de radio a velocidades en el sistema óptico mediante la expresión $V(\text{opt}) = c(V\text{rad})/(c - V\text{rad})$. La diferencia es significativa a velocidades grandes. Así, por ejemplo, a $V=5000 \text{ km s}^{-1}$ la corrección por conversión es de 85 km s^{-1} . Aunque ésta no es muy grande, sobre todo en nuestro caso en que las velocidades observadas no superan los 3000 km s^{-1} , nosotros usamos la expresión utilizada para el cálculo de las velocidades ópticas, la cual es físicamente correcta.

2) Del ancho del perfil observado, y también con la aplicación del efecto Doppler, se obtiene una estimación del movimiento del gas dentro de la galaxia o, más precisamente, de la velocidad máxima que alcanza a tener este gas dentro del objeto o dentro de la zona observada. La mitad del valor del ancho del perfil representaría entonces la velocidad máxima promedio de rotación de la galaxia. Sobre el modo de estimar el ancho del perfil en velocidad, ΔV , existen diversos criterios siendo los más usuales las estimaciones a los niveles 20, 25 y 50% de la intensidad máxima del perfil. Al respecto Thonnard (1982) encuentra un buen acuerdo entre la velocidad máxima rotacional óptica y la velocidad calculada al nivel 50% del perfil de HI. Nosotros adoptamos en nuestras mediciones el nivel 25% porque es el más

corrientemente usado y facilita la comparación de los resultados.

3) Del área del perfil observado es posible obtener el valor de la masa total de hidrógeno neutro. El número de átomos de HI contenidos en una columna con una sección transversal de 1 cm^2 , a lo largo de la visual, es (Roberts, 1975):

$$N(\text{HI}) = 3.848 \cdot 10^{14} \int_0^{\infty} T_s \mathcal{C}(\nu) d\nu \quad (1)$$

donde $\mathcal{C}(\nu)$ es la profundidad óptica y T_s es la temperatura de spin en K y ν la frecuencia en Hz. En el medio interestelar, esta temperatura de spin es aproximadamente igual a la temperatura cinética, dado que las poblaciones relativas de los dos niveles están regidas principalmente por colisiones. La constante numérica proviene en parte de la evaluación del coeficiente de absorción para el hidrógeno atómico, que incluye absorción propiamente dicha y emisión estimulada, y del valor de la frecuencia en reposo de la transición hiperfina del hidrógeno. Si la T_s es constante a lo largo de la visual, la ecuación de transporte de la radiación puede expresarse como:

$$T_b(\nu) = T_s(\nu) (1 - e^{-\mathcal{C}(\nu)})$$

Si el medio es ópticamente fino ($\mathcal{C} \ll 1$) $T_b = \mathcal{C} T_s$. Considerando este último caso, la expresión en (1) pasa a ser:

$$N(\text{HI}) = 3.848 \cdot 10^{14} \int_0^{\infty} T_b(\nu) d\nu \quad (2)$$

Si existe equilibrio termodinámico, la temperatura de la región

emisora esta dada, para radiofrecuencias ($h\nu \ll kT$), por la ley de Rayleigh-Jeans:

$$T_b = I_\nu c^2 / (2k \nu^2)$$

donde I_ν es la intensidad específica a la frecuencia ν . Si no hay equilibrio termodinámico, entonces T_b define la denominada temperatura de brillo de la región. Reemplazando esta última expresión en (2), integrando sobre el área de la fuente, considerando que la fuente es pequeña respecto del haz principal de la antena y suponiendo que no hay absorción en el camino, se obtiene una expresión para la masa de HI:

$$\iint_{\text{fuente}} N(\text{HI}) dx dy = M(\text{HI}) = 3.848 \cdot 10^{14} D^2 (\lambda^2 / 2k) \iiint_{\text{fuente}, \nu} I_\nu d\omega dz d\nu \quad (\text{Mo}) \quad (3)$$

con $d\omega dz$ diferenciales de ángulo sólido.

Usando la definición de densidad de flujo:

$$S_\nu = \iint_{\text{fuente}} I_\nu d\omega dz$$

y cambiando de integración en frecuencias a integración en velocidades:

$$M(\text{HI}) = 2.356 \cdot 10^{17} D^2 \int_{-\infty}^{\infty} S_\nu dV_r \quad (\text{Mo}) \quad (4)$$

donde D es la distancia en pc, V_r la velocidad en km s^{-1} y S_ν la densidad de flujo en Jy .

Esta fórmula contiene dos suposiciones básicas en su desarrollo:

a) El gas en la región estudiada es ópticamente fino. De no ser así, debería considerarse un factor correctivo, en la expresión (4) para el cálculo de MHI, igual a $F = \tau / (1 - e^{-\tau})$. Para un medio ópticamente fino es $\tau \ll 1$, luego tenemos $F \approx 1$. Como en general τ no es muy bien conocido, se adopta $F = 1$ para el cálculo de la masa.

b) La región es pequeña frente al haz de antena. Si no lo fuera, deberíamos hacer una deconvolución de la distribución de la temperatura de brillo (T_b) de la región con el haz de antena. Para realizar esta deconvolución es necesario conocer la distribución de T_b de la región, la cual en general no se conoce, por lo que se emplea para dichos fines un factor correctivo que afecta al cálculo de MHI, y que proviene de una convolución sencilla entre dos distribuciones gaussianas, la del haz de antena y la de T_b en la región estudiada. El factor entonces es $F = (\sigma_1^2 - \sigma_2^2 / \sigma_1^2)$, donde σ_1 es el valor del ancho a potencia mitad del haz de antena, y σ_2 sería el correspondiente valor para una distribución gaussiana del gas, ambos en minutos de arco. Si tomamos el valor de σ_2 igual al tamaño óptico de la fuente, vemos que en el caso de las galaxias observadas en nuestros relevamientos, en los cuales las de mayor tamaño óptico aparente tienen $d < 8'$, el factor de corrección (considerando un ancho de haz a 1/2 de potencia de $34'$) sería de 1.06. Los errores involucrados en las mediciones y cálculos sobrepasan con holgura el valor de este factor, por lo que no es necesario su uso en nuestro caso.

La información del perfil está seccionada en bandas de frecuencias o velocidades cuyos anchos están definidos por el ancho de los filtros empleados en la observación. De esta manera, la integral que aparece en la última expresión para el cálculo de MHI, se convierte en una sumatoria (equivalente por el método de

integración de Simpson), resultando entonces:

$$MHI = 2.356 \cdot 10^5 \cdot D^2 \cdot A_s \quad (Mo) \quad (5)$$

donde D es la distancia en Mpc, A_s es el área del perfil (en $Jy \cdot km \cdot s^{-1}$) e igual a $\Delta V \sum S_i$, donde $S_i = C \cdot T_{a_i}$ (Jy), T_{a_i} es la temperatura de antena del canal i y ΔV es el ancho en velocidad de los canales empleados en la observación, que en nuestro caso es de $16 \cdot km \cdot s^{-1}$. C es la constante de transformación de T_a a densidad de flujo, que en nuestro caso es de $8.4 \cdot Jy \cdot K^{-1}$ (ver Capítulo II).

4) Con relación a la forma del perfil de HI, recordemos que el perfil global obtenido es, si consideramos el caso en que el tamaño de la galaxia es bastante menor que el haz de antena, la integral sobre el campo de velocidades de la densidad superficial de HI, de aquí que la forma resultante depende de la manera en que se distribuye el gas neutro dentro de la galaxia y de la cinemática del mismo. Como en general no se conoce la curva de rotación de la galaxia, la distribución se puede solamente estimar mediante modelos basados en suponer una cierta curva de rotación. Varios autores han tratado de reproducir la forma de los perfiles observados (Epstein, 1964; Cutcheon y Davies, 1970; Shostak, 1977; Roberts, 1978; Thonnard et al., 1980; etc.) En particular Thonnard et al. (1980), basándose en la relación que existe entre la forma de la curva de rotación y la luminosidad de la galaxia (la velocidad rotacional crece rápidamente con el radio alcanzando el valor máximo dentro del 10% del radio óptico en las galaxias más luminosas, y en cambio, las menos luminosas tienen curvas de rotación que crecen suavemente con el radio) y considerando curvas

de rotación simples, con crecimientos de la velocidad en forma lineal con el radio, reproducen perfiles de HI para diferentes distribuciones de la densidad del gas dentro de la galaxia. De esta manera encuentran que para galaxias de baja luminosidad, la forma de los perfiles varía con la distribución interna del HI, pero para galaxias de alta luminosidad, solo se pueden reproducir perfiles con la forma clásica de dos picos, independientemente de la manera en que se distribuya el gas.

Es posible determinar, además de los parámetros directamente derivados del perfil de HI, el valor de la masa total en forma aproximada, a partir del valor del ancho del perfil. El modelo de Brandt (1960) para el cálculo de la masa total, utiliza una ley de fuerza atractiva que es una generalización de la ley de fuerza de Bottlinger (1933). Su expresión es:

$$M_t = 2.32 \cdot 10^5 \cdot (1.5)^{3/n} \cdot V_{\max}^2 \cdot R_{\max} / \sin^2 i \quad (M_{\odot}) \quad (6)$$

donde V_{\max} es la velocidad máxima alcanzada en la curva de rotación, en km s^{-1} , y R_{\max} es la distancia a la cual esta velocidad se produce, en kpc. Si aceptamos que el ancho del perfil en HI es debido a la rotación, entonces $1/2 \Delta V$ correspondería a la proyección, sobre la visual, de la velocidad máxima de rotación, o sea $\Delta V_{\text{rad}} = V_{\max} \sin(i)$, donde i es el ángulo de inclinación con respecto a la visual. Una suposición generalmente aceptada para el valor de n es 3 (modelo de Bottlinger). También es comúnmente aceptado que $R_{\max}/D(0) = 0.28$, donde $D(0)$ es el diámetro óptico para la isofota de nivel 25 mas D'' . Reemplazando estos valores tendremos entonces:

$$M_i = 2.45 \cdot 10^4 \cdot A(0) \cdot \Delta V_0^2 \quad (M_\odot) \quad (7)$$

donde $\Delta V_0 = \Delta V / \sin i$ en km s^{-1} y $A(0)$ el diámetro en kpc calculado de $D(0)$. M_i entonces es la masa indicativa que, en general, no difiere de M_t en un factor mayor que 2 (Casertano y Shostak, 1980).

Nosotros hemos preferido calcular la M_i según los últimos resultados obtenidos para el valor de n y R_{max} . De acuerdo a un estudio estadístico de curvas de rotación bien conocidas (Huchtmeier, 1975) se puede ver que el valor de n en el modelo de Brandt es, en general, menor que 3 siendo lo más común un valor promedio de 1.3 (Dickel y Rood, 1978). La distancia donde se alcanza la velocidad máxima de rotación es una variable que parece depender del tipo morfológico aunque esta variación presenta una gran dispersión. De todos modos, la variación con el tipo T se puede formular como sigue: $R_{\text{max}}/R_h = 0.18T - 0.16$ (Huchtmeier, 1975), donde R_h es el radio fotométrico, referido a la isofota de nivel 26.5 $\text{mag } \square''$, definido por Holmberg (1958). Se puede pasar desde el valor de $D(0)$ a R_h a través de la expresión $R_h = 0.5 \cdot 10^{0.28} \cdot D_0^{0.87}$ (Paturel, 1975; Dickel y Rood, 1978), donde D_0 es el diámetro medido en la isofota de nivel 25.0 $\text{mag } \square''$, $D(0)$, corregido por absorción de la Galaxia y por absorción interna de la galaxia considerada. Si reemplazamos estas expresiones de R_{max} y n en la fórmula para el cálculo de la masa total indicativa, obtenemos la expresión que usaremos aquí para M_i que sería la más próxima al valor real de M_t , según los últimos resultados sobre curvas de rotación (Huchtmeier, 1975; Rubin, Ford y Thonnard, 1980 a y b) etc):

$$M_i = 4.05 \cdot 10^4 \cdot D_0^{0.87} \cdot \Delta V_0^2 \cdot (0.18 T - 0.16) \cdot D \quad (M_\odot) \quad (8)$$

donde D_0 está en kpc, y D es la distancia en Mpc.

CAPITULO II - OBSERVACIONES EN LA LÍNEA DE 21 CM EN GALAXIAS AUSTRALES

II.1-INTRODUCCIÓN

Las observaciones en forma sistemática de objetos extrasalácticos en la línea de 21 cm ha sido difícil en el Instituto Argentino de Radioastronomía, hasta 1980, debido a la alta temperatura del sistema receptor. El hidrógeno neutro pudo ser detectado hasta entonces sólo en algunas galaxias brillantes, cercanas y de tipo tardío y su detección se lograba después de varias horas de tiempo de integración (BaJaja, 1978). La situación cambió con la instalación del nuevo "front end" y con mejoras en el "back end". Esto produjo suficiente sensibilidad, cobertura espectral y facilidades operacionales como para hacer posible el inicio de observaciones sistemáticas de galaxias en la línea de 21 cm, con tiempos de integración razonables.

Las observaciones con este nuevo receptor comenzaron en forma sistemática en 1981, luego de un proceso de aprendizaje de la operatividad del equipo, de ajuste de programas de observación y de elaboración y ajuste de programas de reducción. Hasta ese momento la mayoría de los relevamientos de HI en galaxias publicados, fueron hechos desde observatorios ubicados en el hemisferio norte, desde algunos de los cuales se pueden alcanzar declinaciones de hasta -40° . Los únicos relevamientos sistemáticos realizados hasta entonces en el hemisferio sur fueron los del IAR (BaJaja, 1978) y de Whiteoak y Gardner(1977), cuyas observaciones permitieron la detección de HI respectivamente en 22 y en 36 galaxias

relativamente cercanas y brillantes.

El propósito de nuestros relevamientos presentes fue básicamente el de incrementar el número de detecciones en la línea de 21-cm en galaxias australes, considerando la relativa falta de observaciones en este hemisferio y las posibilidades ofrecidas por el nuevo receptor.

El primer relevamiento fue llevado a cabo en galaxias brillantes, seleccionadas del catálogo de de Vaucouleurs et al. (1976) (RC2), de la manera en que será expuesto en II.2. Los resultados positivos obtenidos en 19 galaxias de esta muestra (en vías de publicación en estos momentos: Bajaja y Martin, 1985) se presentan en este Capítulo y la discusión que surge del análisis de estos resultados, es presentada en el siguiente Capítulo.

El segundo relevamiento fue realizado con galaxias seleccionadas de listas publicadas por Corwin et al. (1977, 1978 y 1980, de aquí en adelante CVV). Estos objetos son galaxias de tipos tardíos e irregulares encontradas inspeccionando las placas tomadas con el telescopio Schmidt de 1.2 m, del Reino Unido. Estos catálogos proveen información referente al tipo morfológico, según el sistema numérico de clasificación del RC2, la clase de luminosidad, según el sistema de clasificación del David Dunlap Observatory (DDO) (van den Bergh, 1959) y los tamaños aparentes medidos. Cuando comenzamos este relevamiento no se conocían datos espectroscópicos de estas galaxias, por lo que tuvimos que estimar la velocidad con un método indirecto (como se verá más adelante) debido al rango de velocidades relativamente limitado cubierto por el banco de filtros anchos de nuestro radiotelescopio (1344 km s^{-1}). La emisión en HI fue detectada en 27 de estas galaxias, la mayoría de las cuales son objetos de bajo brillo superficial. Esto

nos proporciona un material de análisis de las propiedades generales de estas galaxias a la luz de las comparaciones realizadas con las galaxias brillantes. Estas comparaciones podrán ser vistas en detalle en el siguiente Capítulo. Los datos observacionales se presentan en la sección 5 del presente Capítulo.

II.2-CRITERIOS DE SELECCIÓN

Los criterios de selección aplicados a ambos relevamientos, estuvieron orientados en poner énfasis en:

1) Considerar solamente galaxias que no hayan sido observadas con anterioridad a la época del inicio del programa.

2) Otorgarle alta prioridad a los objetos al sur de $\delta = -40^\circ$ para evitar superposiciones con observaciones de galaxias realizadas desde el hemisferio norte. De hecho, las galaxias seleccionadas tienen todas declinaciones menores que -40° , a excepción de NGC 7731 que fue agregada a la lista por disponerse de los datos de su observación que se llevo a cabo con propósitos ajenos a este relevamiento.

3) Disminuir los efectos de dilución del haz de antena. De acuerdo con esta segunda condición, se eligieron entonces galaxias cuya velocidad radial (conocida, en el caso del primer relevamiento, o estimada, en el caso del segundo) fuese menor que 3000 km s^{-1} .

Para las galaxias tomadas de las listas de CVV, y dado que la velocidad no era conocida, se aplicó primero un criterio selectivo, antes del mencionado en el punto 2, respetando la necesidad de considerar solo objetos no demasiado lejanos. Este criterio consistió en considerar aquellos objetos cuyos tamaños aparentes no

fuesen menores de 3', valor límite hallado en parte experimentalmente en el transcurso de las observaciones. Este diámetro aparente corresponde al de una galaxia de tamaño lineal de 35 kpc (la cantidad de HI esta en relación cuadrática con el tamaño lineal de la galaxia) colocada a la distancia límite de nuestra muestra, que es de 40 Mpc (en base a $V=3000 \text{ km s}^{-1}$ y $H=75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$).

Para las galaxias seleccionadas del catalogo RC2, y con la intención de aumentar las posibilidades de detección, se tomaron en cuenta galaxias de tipo morfológico mas tardío que Sa.

Con estos criterios se seleccionaron, para la observación, 50 galaxias brillantes con posibilidades de detección y 66 galaxias de las listas de CVV, donde aproximadamente la mitad son galaxias de bajo brillo superficial (LSB). La emisión del hidrógeno neutro fue detectada en 18 de las 50 galaxias primeramente seleccionadas, a las que hay que añadir la detección de NGC 7731, que representan el 36% de la muestra eleida, y en 27 de las 66 galaxias del segundo relevamiento, que representan el 41% del total seleccionado. El 89% de estas 27 galaxias detectadas son objetos definidos en la literatura como de bajo brillo superficial.

II.3-DESCRIPCIÓN DEL INSTRUMENTO EMPLEADO EN LAS OBSERVACIONES

Las observaciones fueron realizadas con el radiotelescopio del IAR utilizando para ello el nuevo receptor, para la línea de 21 cm, instalado en 1980 y construido con fondos provenientes de la National Science Foundation de U.S.A. y por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas de Argentina, y con el

aporte técnico del Department of Terrestrial Magnetism de la Carnegie Institution of Washington. Thonnard (1980) ha dado algunos detalles de la construcción, instalación y características de este receptor.

A continuación se detallan las tres partes fundamentales constitutivas del telescopio y sus características, esto es, la antena, el receptor y el sistema de adquisición de datos.

A) ANTENA.

La antena para el receptor de la línea de 21-cm tiene una superficie reflectora paraboloidal de 30 m de diámetro y una montura ecuatorial que permite moverla según las coordenadas celestes de declinación y ascensión recta. Tiene dos posibles movimientos, uno lento y otro rápido, en las direcciones norte-sur y este-oeste. La velocidad del movimiento lento hacia el oeste es opuesto al movimiento de rotación terrestre, de modo que permite el seguimiento de la fuente. Los límites de movimiento son entre -9° y $+9^{\circ}$ en declinación, y entre $+2h$ y $-2h$ en ángulo horario. El diagrama de antena, conocido hasta el momento, consta de dos lóbulos, el principal, que puede aproximarse por una gaussiana bidimensional de sección circular, cuyo ancho a potencia mitad es de aproximadamente $34'$ (Loiseau, 1979), y el secundario, a 1.5° del principal y con una ganancia aproximadamente 27 dB menor (Cersosimo y Loiseau, 1980).

Los parámetros de antena, que serán enumerados a continuación, están basados en la señal de calibración provista por una fuente de ruido cuya temperatura equivalente es básicamente constante y de valor $6.6 \text{ K} \pm 0.3 \text{ K}$ con la cual se obtiene la

temperatura de antena. Un error en este valor produciría modificaciones en algunos de los valores de los parámetros de la antena pero no tiene efectos en el cálculo de la densidad de flujo real obtenida del perfil, dado que la calibración del mismo se realiza de modo independiente a estos parámetros y en base a radiofuentes de flujo conocido.

Como parte de un estudio de variabilidad en radiofuentes australes (Colomb et al., 1984), se hicieron mediciones durante varios meses de fuentes calibradoras, especialmente de la radiofuente Hydra A, de donde se pudo estimar la relación entre la temperatura de antena y la densidad de flujo, S/T_a , (Giacani y Testori, 1984). El valor de esta relación es de 8.40 ± 0.25 Jv/K y ha sido empleada aquí para la conversión de las escalas de temperatura de los perfiles observados a escalas de densidad de flujo. El valor asumido para la densidad de flujo correspondiente a la radiofuente Hydra A, es de 43.5 Jv, y fue tomado de Wills (1975). De esta relación se pueden estimar los siguientes parámetros:

a) El área efectiva máxima, A , obtenida con fuentes mucho menores que el haz de antena y con el haz centrado en las fuentes. Representa el área equivalente efectivamente colectora de las ondas recibidas. No es igual al área geométrica debido a la iluminación parcial de la superficie con el alimentador y a las pérdidas en la radiación interceptada. Se obtiene de $P = kT_a = S \cdot A/2$, con P la potencia recibida, k la constante de Boltzmann, S la densidad de flujo y A la superficie colectora. En consecuencia $A = 2kT_a/S = 328 \text{ m}^2$.

b) La eficiencia de antena, η_A , definida como el cociente entre el área efectiva y el área geométrica, es decir, $\eta_A = A/A_s$, donde $A_s = \pi R_a^2$ es el área geométrica que, para el radio de la

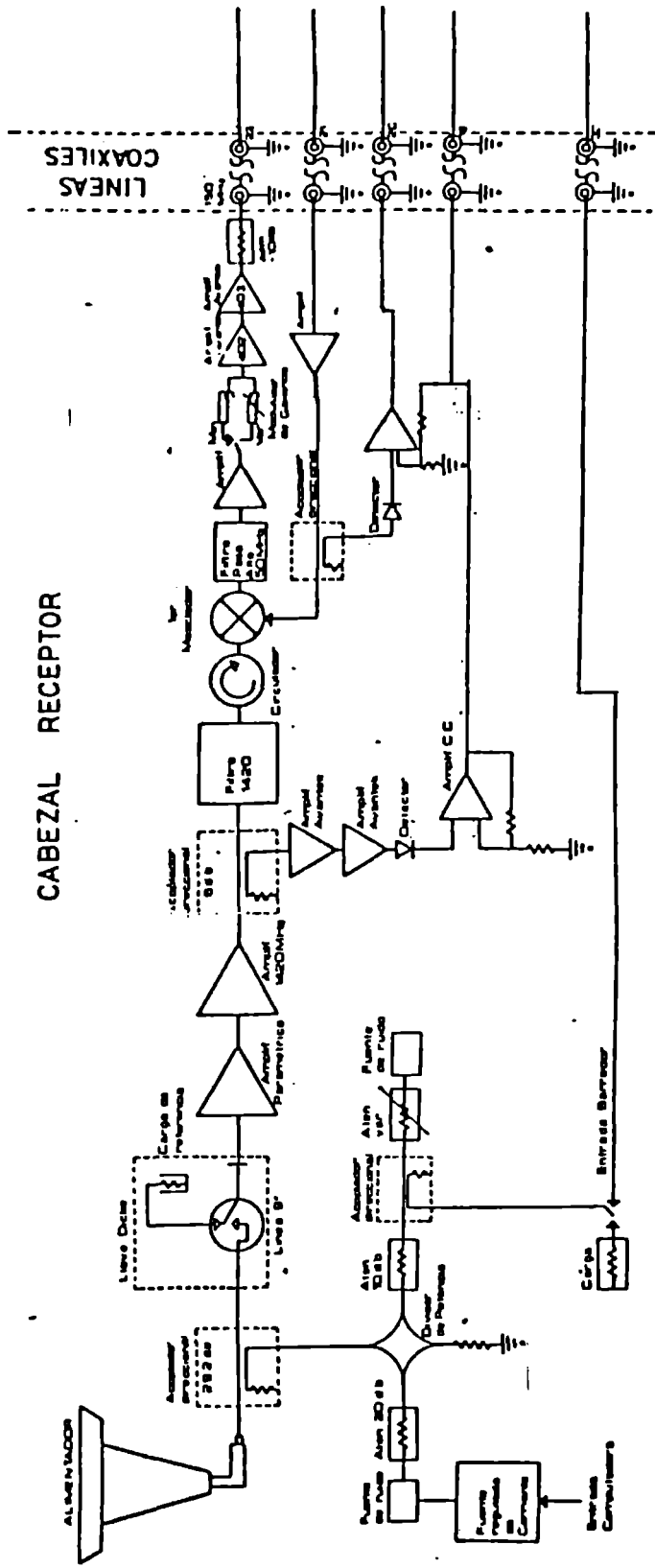
antena $R_a=15 \text{ m}$, vale 707 m^2 . En consecuencia $\eta_A=0.46$.

c) La eficiencia del haz de antena, η_B , definida como el cociente entre el ángulo sólido del haz principal y el ángulo sólido efectivo de la antena, Ω_b / Ω_A , con $\Omega_A = \lambda^2 / A$. Luego $\eta_b = \Omega_b / \Omega_A = \Omega_b A / \lambda^2 = 0.82$.

B) RECEPTOR

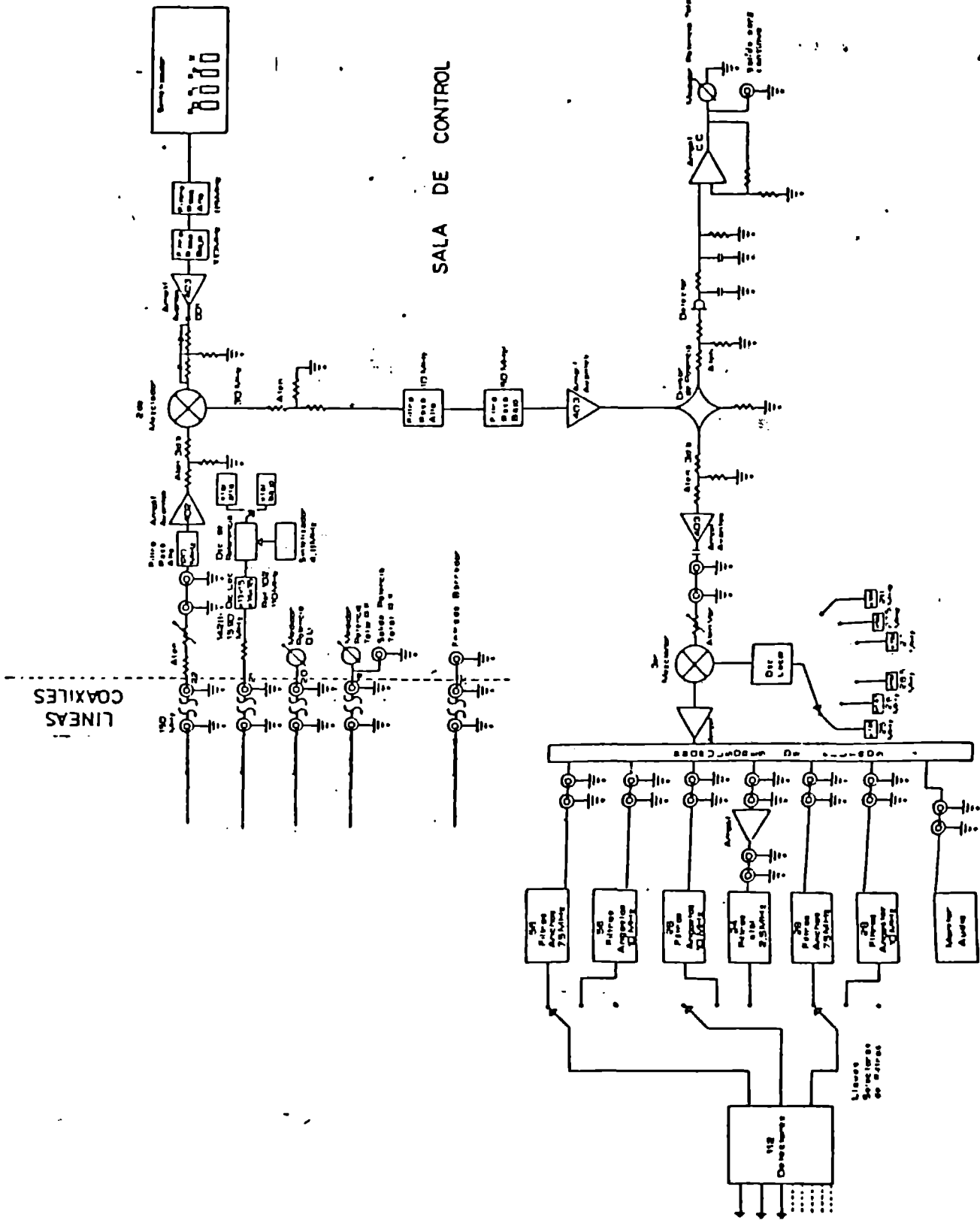
En la Figura II.1 se muestra un diagrama en bloques del receptor. La señal es recibida primeramente por el nuevo alimentador escalar, colocado en el foco de la antena. Consta de una bocina corrugada, seguida de una guía de onda rectangular, que convierte la onda electromagnética, tomada en una sola componente de polarización, en una señal eléctrica que es elaborada, por las etapas que siguen en la cadena del receptor, hasta el almacenaje de la información. El primer componente, también instalado en el cabezal del receptor y dentro de esta primera etapa de radio frecuencia, es un amplificador paramétrico, a temperatura ambiente, con una temperatura de ruido propia de 41 K y que determina, para el sistema total, una temperatura de ruido de 83 K. Le sigue un acoplador direccional que permite la inyección, a voluntad, del ruido de calibración que mencionamos anteriormente y luego una llave Dicke que permite conmutar la señal del cielo con una carga de referencia, aumentando la estabilidad del receptor al disminuir el efecto de las variaciones de ganancia. Un primer filtro, colocado a continuación, deja pasar la emisión dentro de la banda de 1380 a 1430 MHz, la cual es mezclada con la señal de un oscilador variable en frecuencia convirtiendo así la misma en una primera señal de frecuencia intermedia de 150 MHz para poderla

CABEZAL RECEPTOR



a)

FIG. II.1 - Receptor sintonizado en 1420 MHz del IAR. a) Cabezal del receptor, que se encuentra en el foco de la antena de 30 m. b) "back end" del receptor, ubicado en la sala de control.



SALA DE CONTROL

b)

bajar, sin demasiadas pérdidas, hasta la sala de control por medio de cables coaxiales. Allí la señal es convertida nuevamente, por medio de un segundo mezclador, en la segunda frecuencia intermedia de 30 MHz. Un divisor de potencia separa entonces la salida para el continuo de la entrada al tercer mezclador que convierte la señal a 2 MHz para poder ser recibida por los filtros del nuevo espectrómetro para la observación de la línea. El mismo consiste de tres bancos distintos de filtros analógicos caracterizados por el número de filtros disponibles en cada uno de ellos, el ancho de banda de los filtros y el espaciado en frecuencia entre ellos. El banco usado en nuestras observaciones consiste de 84 filtros analógicos de 75.8 kHz (16 km s^{-1}) de ancho, espaciados también en 75.8 kHz. El rango en velocidad cubierto con este banco de filtros es entonces de 1344 km s^{-1} . La señal pasa luego a los detectores que leen la información contenida en los 112 canales cada 6 milisegundos. Un conversor analógico-digital permite transformar la información analógica en una señal digital, manejable por la computadora en línea.

C) ADQUISICION DE DATOS

La información llega así a la minicomputadora PDP11/20. Mediante programas de observación previamente elaborados, es posible independizar el registro de los datos del control del observador, debido a que, por medio de una interfase, la PDP11/20 está en comunicación directa con un microprocesador encargado de controlar la observación según el modo elegido dentro de los tres actualmente posibles: conmutación con carga, conmutación en frecuencia y potencia total. Es decir, se controla la llave Dicke,

el modulador de ganancia, el encendido del diodo de ruido o la conmutación en frecuencia (según sea el modo elegido de observación) y el muestreo de la información en un osciloscopio que permite la visualización inmediata de los datos. Esta minicomputadora puede grabar los datos adquiridos en un disco flexible o en cinta magnética.

II.4-MODO OBSERVACIONAL Y MÉTODOS DE REDUCCIÓN

Luego de un análisis experimental acerca de cual sería el mejor modo posible de observación de galaxias, es decir, aquel que produjese el menor ruido final con el menor tiempo invertido, se pudo determinar que el mismo era el de conmutación con carga. Las observaciones fueron hechas entonces conmutando la señal del cielo contra una carga de referencia a 298 K. Se completa un ciclo cada segundo de tiempo, durante el cual el receptor detecta sucesivamente las señales provenientes del cielo, la referencia, el cielo más ruido de calibración (6.6 K) y la referencia. El haz de antena se posicionaba alternadamente en la fuente y fuera de ella, a una distancia de $2^\circ / \cos \delta$ en ascensión recta, cada 10 minutos, con la intención de disminuir los efectos en la línea de base al restar los perfiles producidos en ambos lugares. El tiempo de integración para cada una de las 51 galaxias y para cada una de las posiciones, sobre y fuera de la fuente, se extendió hasta obtener una relación señal a ruido razonablemente buena o hasta un máximo de 60 minutos en caso de falta de detección.

El modo de conmutación en carga produce una fuerte componente sinusoidal, en la línea de base de los perfiles, con una amplitud

de alrededor de 2 K que en gran medida se reduce restando los perfiles obtenidos sobre y fuera del objeto. El perfil final se obtuvo promediando los perfiles resultantes de varias observaciones del mismo objeto y ajustando a los mismos polinomios de 2do a 5to orden mediante programas elaborados para este propósito. La obtención de los flujos en Jy desde la temperatura de antena en K, se realizó con el factor de conversión de 8.4 Jy K .

Los programas empleados en la reducción de los perfiles fueron en parte creados para los propósitos de estas observaciones, aplicándose luego a otros programas de observación. En la última etapa de elaboración fue posible utilizar la nueva computadora PDP11/34, adquirida en el año 1982 e instalada en 1983, que permite el procesamiento de los datos en forma independiente de otros centros de cómputos. La computadora IBM/360 de la Universidad de La Plata (CESPI) fue utilizada, en una primera etapa, para el procesamiento de datos observacionales realizados con el antiguo receptor, sobre los cuales no se hace mención en este trabajo dados los resultados infructuosos obtenidos luego de un año de observaciones. Una vez instalado el nuevo receptor, y antes de la adquisición de la PDP11/34, la minicomputadora PDP11/20 conectada en línea con el receptor, fue utilizada para la elaboración de los datos en momentos en que no participaba del proceso de observación.

El ruido r.m.s. en el perfil resultante, después de 60 minutos de tiempo de integración, es de aproximadamente 0.1 Jy, el cual no se aparta del teórico (Kraus, 1966):

$$T_R = 2\sqrt{2} T_{sis} / (\Delta\nu \cdot t)^{1/2} \text{ (K)}$$

donde T_{sis} es la temperatura del sistema (83 K); $\Delta\nu$ es el ancho de

banda de los filtros empleados (75.812 khz) y t es el tiempo de observación total. Según esta fórmula entonces, después de 60 minutos de integración el ruido sería de 0.12 Jv.

II.5-DATOS ÓPTICOS Y DE RADIO

A) GALAXIAS BRILLANTES

En la Tabla I, se listan los datos observacionales de las 19 galaxias brillantes detectadas en la línea de 21 cm. El significado de cada columna es el siguiente:

Columna 1: Nombre, con N=NGC e I=IC, según RC2.

Columnas 2 y 3: Ascensión recta y declinación, para la época 1950.0, de RC2.

Columna 4: Tipo morfológico T, expresado como un índice numérico que caracteriza la posición del objeto dentro de la secuencia de Hubble (de Vaucouleurs, 1974), codificado según RC2.

Columna 5: Diámetro angular D_0 , en minutos de arco, según RC2, columna 12, línea 2.

Columna 6: Ángulo de inclinación i , según la siguiente expresión:

$$\cos^2 i = (R_{25}^2 - R_0^2) / (1 - R_0^2)$$

donde R_{25} es la razón axial como aparece en RC2 y R_0 es la razón intrínseca, que en este caso se ha tomado igual a 0.2 (Holmberg, 1958).

Tabla I : Datos observacionales ópticos y de radio de la muestra de galaxias brillantes.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
Nombre	R.A.	Dec.	ζ	Do	i	B_T^0	V_{op}	Ref	V_r	ΔV	A_s
	h m	o ,		,	o		km s^{-1}		km s^{-1}	km s^{-1}	Jy km s^{-1}
N 406	1 5.7	-70 9	5	3.3	69	11.92	1570	2	1510	250	54.4
N 625	1 32.9	-41 41	9	2.6	67	11.67	410	2	370	140	35.1
N 685	1 45.9	-53 2	5	4.3	13	11.70	1420	2	1354	183	44.2
N1249	3 8.6	-53 32	6	4.7	61	11.31	1090	2	1063	235	119.0
N1511	3 59.3	-67 46	2	2.9	72	11.49	1827	1	1352	270	85.3
N2442	7 36.6	-69 25	3	6.9	25	10.51	657	1	1430	480	120.9
N2915	9 26.5	-76 25	10	1.5	52	12.14	413	1	468	164	104.0
N3059	9 49.7	-73 41	4	4.0	25	10.81	1223	1	1260	135	67.3
N3261	10 26.9	-44 24	3	4.6	40	11.26	2572	1	2550	352	101.9
N5408	14 0.3	-41 10	10	2.6	52		588	1	508	90	59.2
I4662	17 42.2	-64 37	10	2.2	52	10.79	315	1	306	120	120.7
I5052	20 47.4	-69 24	7	4.0	90	11.04	911	1	580	185	82.0
N7059	21 23.6	-60 14	5	3.0	58	12.19	1767	3	1730	315	99.2
N7064	21 25.6	-52 59	5	2.9	90	11.73	970	2	855	170	55.5
N7125	21 45.6	-60 57	5	3.1	49	12.35	3012	1	2986	345	110.3
I5201	22 18.3	-46 19	6	7.6	62	10.77	2112	1	910	220	165.9
N7424	22 54.5	-41 20	6	7.8	28	10.68	862	1	935	192	339.0
N7531	23 12.1	-43 52	4	3.0	67	11.40	1580	1	1600	380	109.3
N7713	23 33.8	-38 13	7	3.7	62	11.11	672	1	692	210	64.2

Tabla II: Parámetros derivados de la Tabla I.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
Nombre	ΔV_0 -1 km s	B Mpc	A(0) kpc	MHI 9 10 Mo	M _I 10 Mo	M _b	Lb/A ₂₀ ² -2 Lo pc	⟨HI⟩ -2 Mo pc	MH/M _I	MH/Lb	M _I /Lb
N 406	267	17.8	17.1	4.07	10.75	-19.3	27.0	13.9	0.038	0.51	13.61
N 625	152	3.8	2.9	0.12	1.19	-16.2	54.8	14.5	0.010	0.26	26.44
N 685	813	16.3	20.3	2.75	114.52	-19.4	19.5	6.7	0.002	0.34	142.23
N1249	268	11.8	16.1	3.90	12.14	-19.0	23.4	15.0	0.032	0.64	19.97
N1511	283	15.1	12.7	4.56	2.47	-19.4	52.0	28.2	0.185	0.54	2.94
N2442	1135	15.4	31.0	6.78	164.15	-20.4	22.6	7.1	0.004	0.31	75.63
N2915	208	2.7	1.2	0.18	1.11	-15.0	106.7	128.7	0.016	1.21	73.96
N3059	319	13.2	15.4	2.77	10.19	-19.8	51.1	11.7	0.027	0.23	8.43
N3261	547	30.1	40.3	21.78	52.31	-21.1	25.5	13.4	0.042	0.53	12.62
N5408	114	4.2	3.2	0.25	0.84			24.4	0.030		
I4662	152	2.1	1.3	0.13	0.64	-15.8	172.1	69.4	0.020	0.40	20.52
I5052	184	5.9	6.9	0.67	2.97	-17.8	41.3	14.3	0.023	0.35	15.27
N7059	371	21.8	19.0	11.12	23.40	-19.5	25.5	30.7	0.048	1.20	25.34
N7064	169	10.6	9.0	1.48	2.30	-18.4	41.7	18.4	0.064	0.44	6.86
N7125	457	38.5	34.7	38.49	64.47	-20.6	20.6	31.9	0.060	1.55	25.98
I5201	249	11.7	26.0	5.39	15.84	-19.6	14.7	8.0	0.034	0.54	15.99
N7424	408	12.3	27.9	12.10	45.58	-19.8	15.1	15.5	0.027	1.02	38.5
N7531	412	20.9	18.3	11.28	20.96	-20.2	52.8	33.8	0.054	0.64	11.90
N7713	237	9.1	9.8	1.25	7.10	-18.7	45.3	13.1	0.018	0.29	16.36

Columna 7: Magnitud aparente total, B_T^0 , corregida por absorción galáctica e interna, según RC2, y obtenida ya sea de la magnitud aparente B_T , o bien derivada de la magnitud corregida de Harvard m_c , también de RC2, suponiendo que ésta es igual a B_T .

Columna 8: Velocidad radial heliocéntrica óptica V_{or} , en km s^{-1} .

Columna 9: Referencias para la columna 8: 1=de Vaucouleurs (1976); 2=Sersic (1979); 3=Sandage (1978).

Columna 10: Velocidad radial heliocéntrica en radio V_r , en km s^{-1} .

Columna 11: Ancho del perfil ΔV , en km s^{-1} , determinado al nivel 25%.

Columna 12: Área del perfil $A_s = \Delta V \sum S_i$ en Jy km s^{-1} .

Los datos de la Tabla I se usaron para derivar las cantidades listadas en la Tabla II, cuyas columnas significan lo siguiente:

Columna 1: Nombre, como en Tabla I.

Columna 2: Ancho del perfil de HI, ΔV_{or} , en km s^{-1} , corregido por el ángulo de inclinación en la forma $\Delta V_{or} = \Delta V / \sin i$.

Columna 3: Distancia D en Mpc determinada en base a la velocidad V_r , corregida al grupo local de galaxias según $V_o = V_r + 300 \sin L \cos B$, y usando una constante de Hubble de $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Columna 4: Diámetro lineal $A(0)$ en kpc, derivado del diámetro D_o y de la distancia D.

Columna 5: Masa integrada del hidrógeno neutro de la galaxia, en masas solares, calculada con la (5).

Columna 6: Masa total indicativa integrada, en masas solares, calculada con la (8).

Columna 7: Magnitud absoluta M_b determinada de B_T^0 .

Columna 8: Luminosidad superficial sobre el plano de la galaxia $L_b/A(0)$ en $L_\odot \text{ pc}^{-2}$.

Columna 9: Densidad superficial aparente de HI, $HI=MHI/A(0)$, en $M_\odot \text{ pc}^{-2}$.

Columnas 10, 11 y 12: Razones entre las cantidades calculadas MHI, M_i y L_b .

Los perfiles de las galaxias aquí listadas se muestran en la Figura II.2.

B) GALAXIAS SELECCIONADAS DE CVV

Para las galaxias elegidas de las listas de CVV, debimos primeramente hacer una estimación de las velocidades para determinar la frecuencia del oscilador local. Para esto procedimos de la siguiente manera: sobre la base de la comparación realizada por CVV entre los diámetros por ellos medidos, D , y los diámetros medidos a la isofota 25, D_{25} , según RC2, pudimos estimar los diámetros D de las galaxias de este relevamiento y de allí los diámetros D corregidos por absorciones internas y galácticas. Un método similar se aplicó para obtener la razón axial R a través de R_{25} . Usamos entonces una de las relaciones encontradas por de Vacouleurs (1979) entre los llamados indicadores de distancia terciarios y el índice de luminosidad $c=0.1(T+L_c)$, donde L_c es el índice de luminosidad corregido por absorción (ver Figuras II.3, II.4, II.5 y II.6). Usando la relación entre el diámetro lineal $A(0)$ y c , considerando que los únicos datos conocidos de nuestras galaxias son el tipo morfológico T , la clase de luminosidad L y el diámetro aparente D_0 , pudimos estimar las

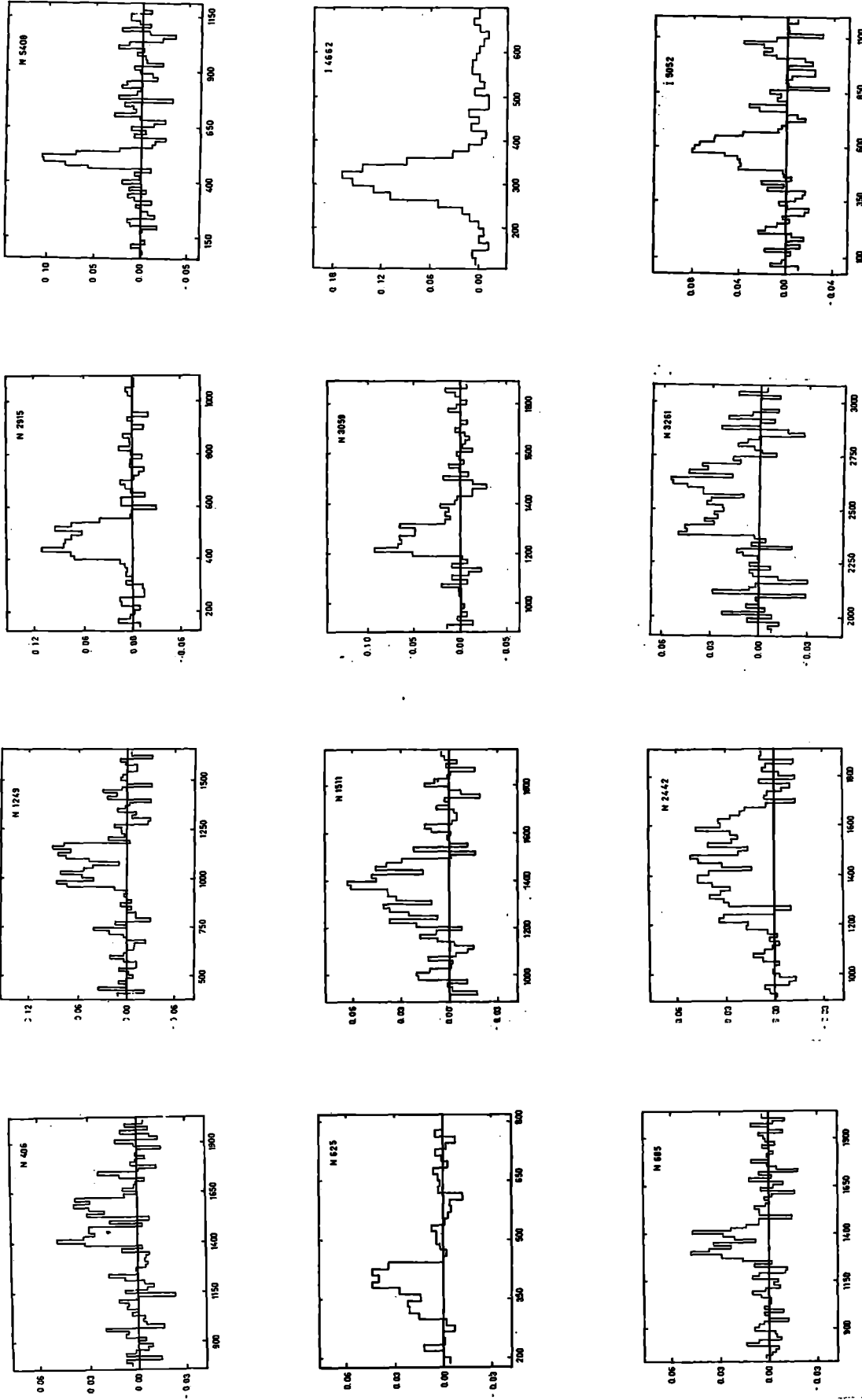


FIG. II.2 - Perfiles integrales de HI obtenidos de las galaxias seleccionadas del RC2. Las escalas horizontales dan la velocidad radial heliocéntrica, en Km s^{-1} . Las escalas verticales representan la temperatura de antena observada T_a , en K.

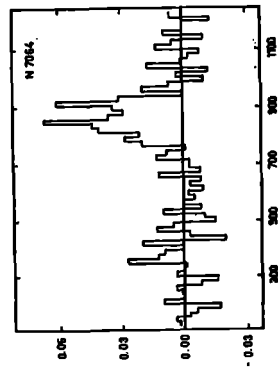
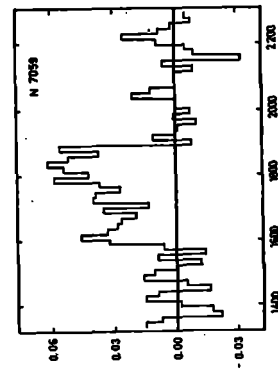
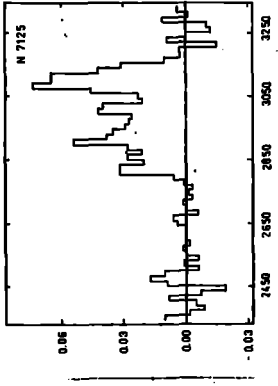
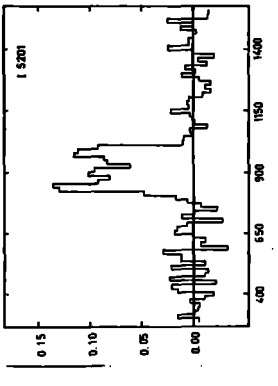
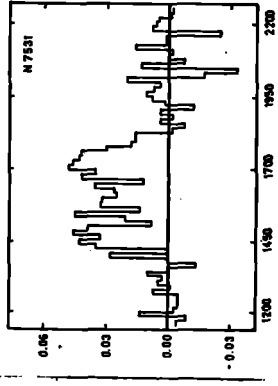
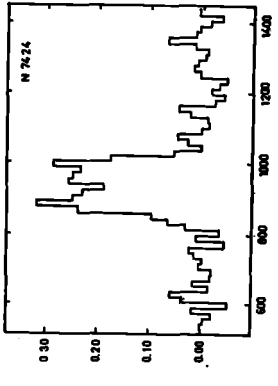
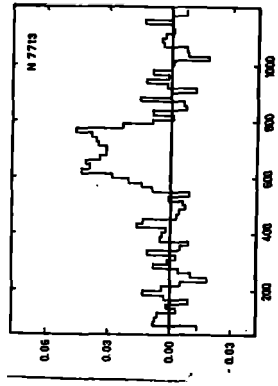


FIG. II.2 - Continuation.

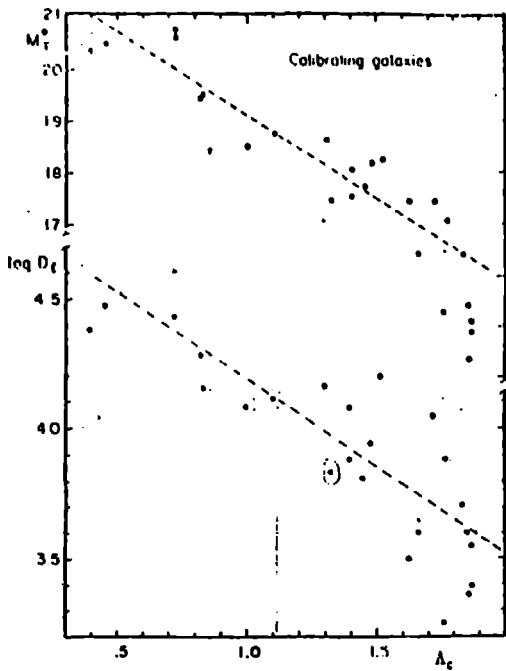


FIG. II.3 - Magnitud absoluta corregida M_T^0 y el diámetro lineal D_L versus el índice de luminosidad corregido Λ_c , para 25 galaxias calibradoras, de Vaucouleurs (1979).

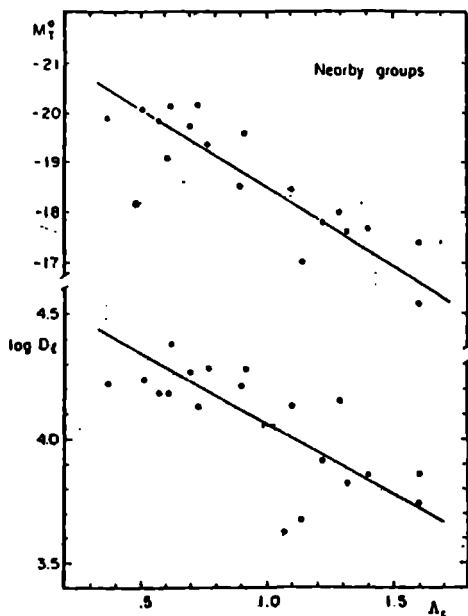


FIG. II.4 - Magnitud absoluta corregida M_T^0 y el diámetro lineal D_L versus el índice de luminosidad corregido Λ_c , para 18 galaxias en grupos cercanos, de Vaucouleurs (1979).

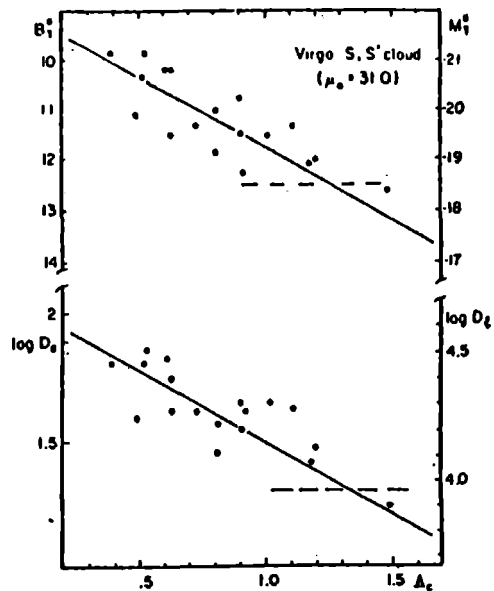


FIG. II.5 - Magnitud aparente corregida R_T^0 y diámetro aparente D_0 versus el índice de luminosidad corregido Λ_c para 18 galaxias espirales en el cúmulo de Virgo. Las escalas de magnitud absoluta M_T^0 y diámetros lineales D_L , señalados a la derecha del dibujo se construyeron suponiendo un módulo de distancia para el cúmulo de $\mu = 31.0$, de Vaucouleurs (1979).

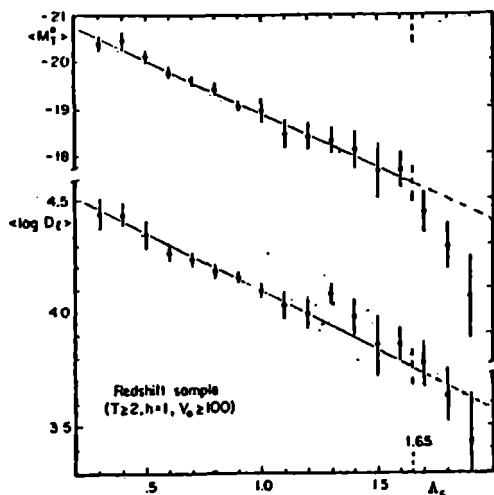


FIG. II.6 - Magnitudes absolutas medias corregidas M_T^0 y diámetros lineales D_L versus el índice de luminosidad medio Λ_c para una muestra de 341 galaxias espirales de tipos morfológicos $T > 2$, considerando una constante de Hubble de $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. Los ajustes lineales son para $\Lambda_c - 1 < 0.65$. Las barras de error corresponden al error del valor promedio, de Vaucouleurs (1979).

distancias y, en consecuencia, las velocidades aproximadas a la que se encontrarían estos objetos. La dispersión de valores dada en los gráficos de de Vaucouleurs (1979) permite estimar que los errores en las velocidades así calculadas estarían dentro del rango de nuestro espectrómetro (1344 km s^{-1}).

En la Tabla III hemos listado los datos observacionales, junto con los datos ópticos, para las galaxias detectadas en HI. La descripción de las columnas es la siguiente:

Columna 1: Identificación del objeto, como en CVU, por sus coordenadas en A.R. (horas y minutos) y Dec. (grados y minutos) para la época 1950.

Columnas 2 y 3: Tipo morfológico T, y clase de luminosidad L, de CVU.

Columna 4: Diámetro D_0 , en minutos de arco, definido como en RC2, y determinado como se explicó anteriormente.

Columna 5: Ángulo de inclinación i , en grados, calculado de R_{25} , según se explicó en esta sección.

Columna 6: Velocidad V_c , estimada según se comentó, en km s^{-1} .

Columna 7: Velocidad sistemática V_r observada en radio, en km s^{-1} .

Columna 8: Ancho del perfil de líneas ΔV , en km s^{-1} .

Columna 9: Área del perfil, A_s , en Jy km s^{-1} .

En aquellos casos en que CVU proporciona más de una medición para una galaxia, nosotros tomamos el valor promedio. Componen los datos que figuran en las columnas 2 a 6.

Los datos de la Tabla III fueron usados para derivar las siguientes cantidades listadas como Tabla IV. Las entradas a las columnas son:

Tabla III: Datos observacionales ópticos y de radio de la muestra de galaxias de bajo brillo superficial.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Nombre	T	L	Do	i	Vc	Vr	ΔV	As
				o	Km s^{-1}	Km s^{-1}	Km s^{-1}	Jy Km s^{-1}
* 5.8-5946	6	3	2.5	57	2570	2286	280	27.9
236.5-6133	8	7	5.6	90	620	507	128	93.1
317.8-4947	7	7	3.3	61	1155	1035	208	59.7
350.1-7147	8	7	4.3	59	847	1425	176	36.1
357.7-4601	10	9	2.4	33	897	615	116	33.1
* 607.5-6149	6	5	2.8	85	2020	1225	295	37.8
616.9-7054	8	9	1.8	63	1337	1285	80	9.0
649.5-5205	9	8	2.4	54	1138	1110	100	18.5
* 704.7-5826	9	9	3.2	64	798	565	88	43.6
839.5-7458	9	8	3.6	67	804	1137	152	24.9
856.9-6852	7	5	2.9	55	1647	1440	214	47.5
1038.3-4819	7	4	5.2	33	1161	1045	48	97.9
*1055.2-4755	9	10	4.0	47	672	598	82	120.0
1148.0-7507	10	8	2.7	55	898	1853	200	71.0
1215.5-7926	10	9	4.2	68	580	427	60	24.6
*1259.5-5002	7	5	4.9	75	1058	1292	88	34.6
1415.6-4731	9	10	3.6	53	617	1283	112	22.5
1454.9-4730	10	8	4.4	46	599	1042	209	228.7
1457.6-4806	10	9	2.9	30	709	593	90	99.5
1510.9-4638	7	9	7.9	90	547	524	176	144.6
1522.0-7346	9	7	2.9	24	1028	2923	160	60.9
1823.5-6701	9	7	3.7	32	772	735	60	32.3
1847.5-6454	10	9	3.6	35	593	1608	58	37.7
1850.8-6454	10	9	2.3	41	1486	794	60	24.9
1908.7-6210	10	9	2.4	43	808	947	72	15.7
2150.6-5751	8	8	2.8	42	878	1818	156	31.6
*2208.8-4550	8	7	2.4	43	1120	1470	108	44.7

Table IV: Parámetros derivados de la Tabla III.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
Nombre	ΔV_0 Km s ⁻¹	D Mpc	A(0) Kpc	MHI $\frac{9}{10} M_0$	Mi $\frac{10}{10} M_0$	σ HI $M_0 \text{ pc}^{-2}$	MH/Mi
* 5.8-5946	333	28.9	21.0	5.48	26.48	12.4	0.021
236.5-6133	127	4.3	7.1	0.41	1.62	8.3	0.025
317.8-4947	237	11.5	11.0	1.85	8.11	15.3	0.023
350.1-7147	205	16.0	20.0	2.18	12.42	5.4	0.018
357.7-4601	212	5.7	4.0	0.25	3.63	16.0	0.007
* 607.5-6149	296	12.8	10.4	1.47	10.25	13.4	0.014
616.9-7054	90	13.7	7.2	0.40	0.14	7.7	0.279
649.5-5205	123	11.1	7.8	0.54	2.13	9.0	0.025
* 704.7-5826	97	3.8	3.5	0.15	0.58	11.9	0.025
839.5-7458	165	11.6	12.1	0.79	5.69	5.4	0.014
856.9-6852	261	15.5	13.0	2.68	11.85	15.7	0.023
1038.3-4819	88	10.1	15.2	2.34	1.46	10.1	0.160
*1055.2-4755	112	4.2	4.8	0.49	1.03	20.9	0.047
1148.0-7507	244	21.3	16.7	7.58	19.98	27.1	0.038
1215.5-7926	64	2.4	2.9	0.03	0.23	3.9	0.015
*1259.5-5002	91	14.0	20.0	1.60	2.06	4.0	0.078
1415.6-4731	140	14.5	15.2	1.11	5.11	4.8	0.022
1454.9-4730	290	11.6	14.8	7.22	23.46	32.9	0.031
1457.6-4806	180	5.6	4.7	0.73	3.04	32.9	0.024
1510.9-4638	175	4.8	11.1	0.79	3.98	6.5	0.020
1522.0-7346	393	36.1	30.5	18.75	83.35	20.2	0.022
1823.5-6701	113	7.8	8.4	0.47	1.85	6.6	0.025
1847.5-6454	101	11.7	12.2	1.21	2.41	8.1	0.050
1850.8-6454	91	8.8	5.9	0.46	1.00	13.1	0.046
1908.7-6210	105	11.1	7.7	0.45	1.74	7.6	0.026
2150.6-5751	233	23.1	18.8	3.97	15.93	11.2	0.025
*2208.8-4550	158	19.3	13.5	3.91	5.34	21.6	0.073

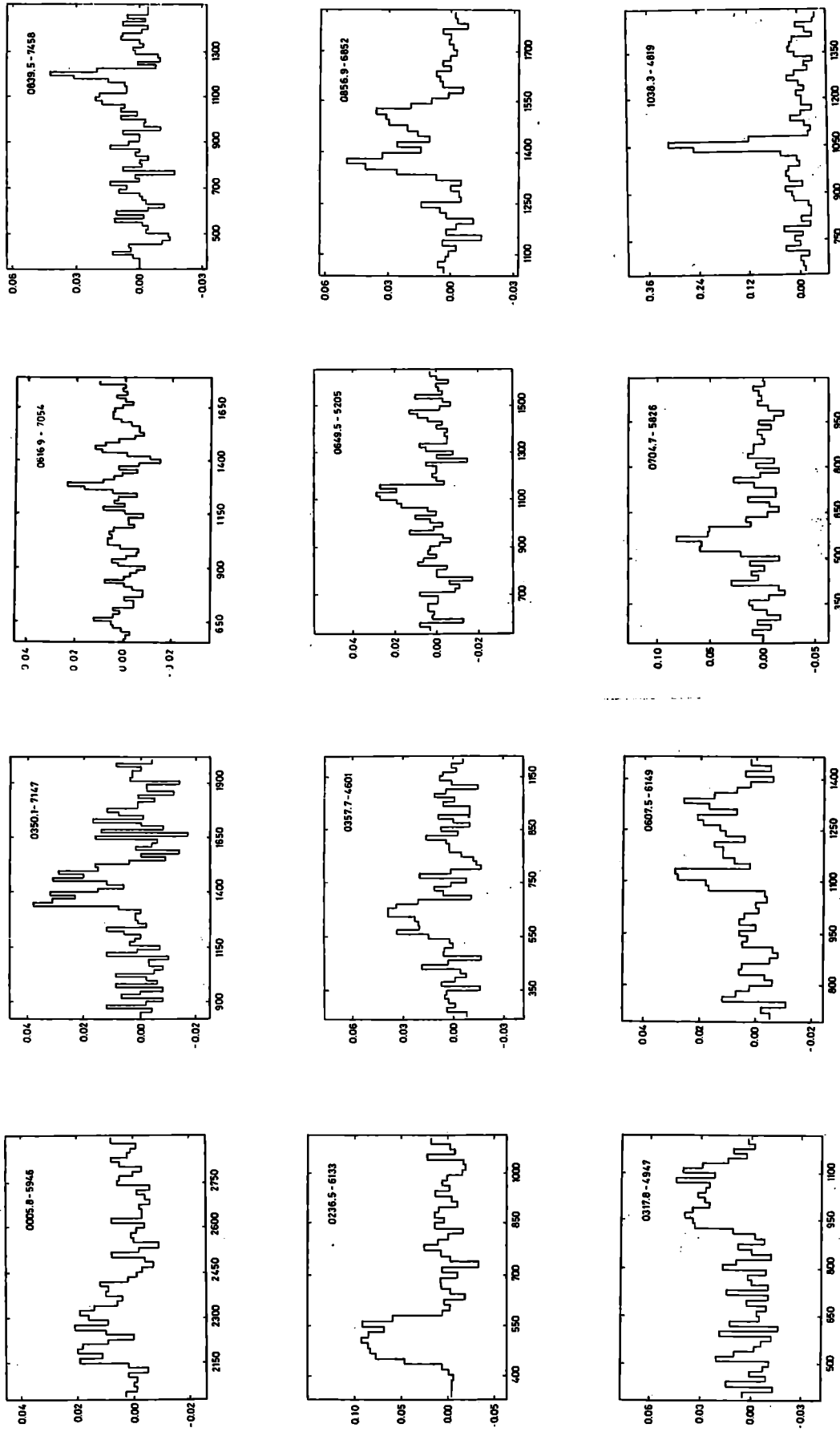


FIG. II.7 - Perfiles globales de HI obtenidos de las galaxias seleccionadas de las listas de CVV. Las escalas horizontales dan la velocidad radial heliocéntrica. Las escalas verticales son las temperaturas de antena ya observadas, en K.

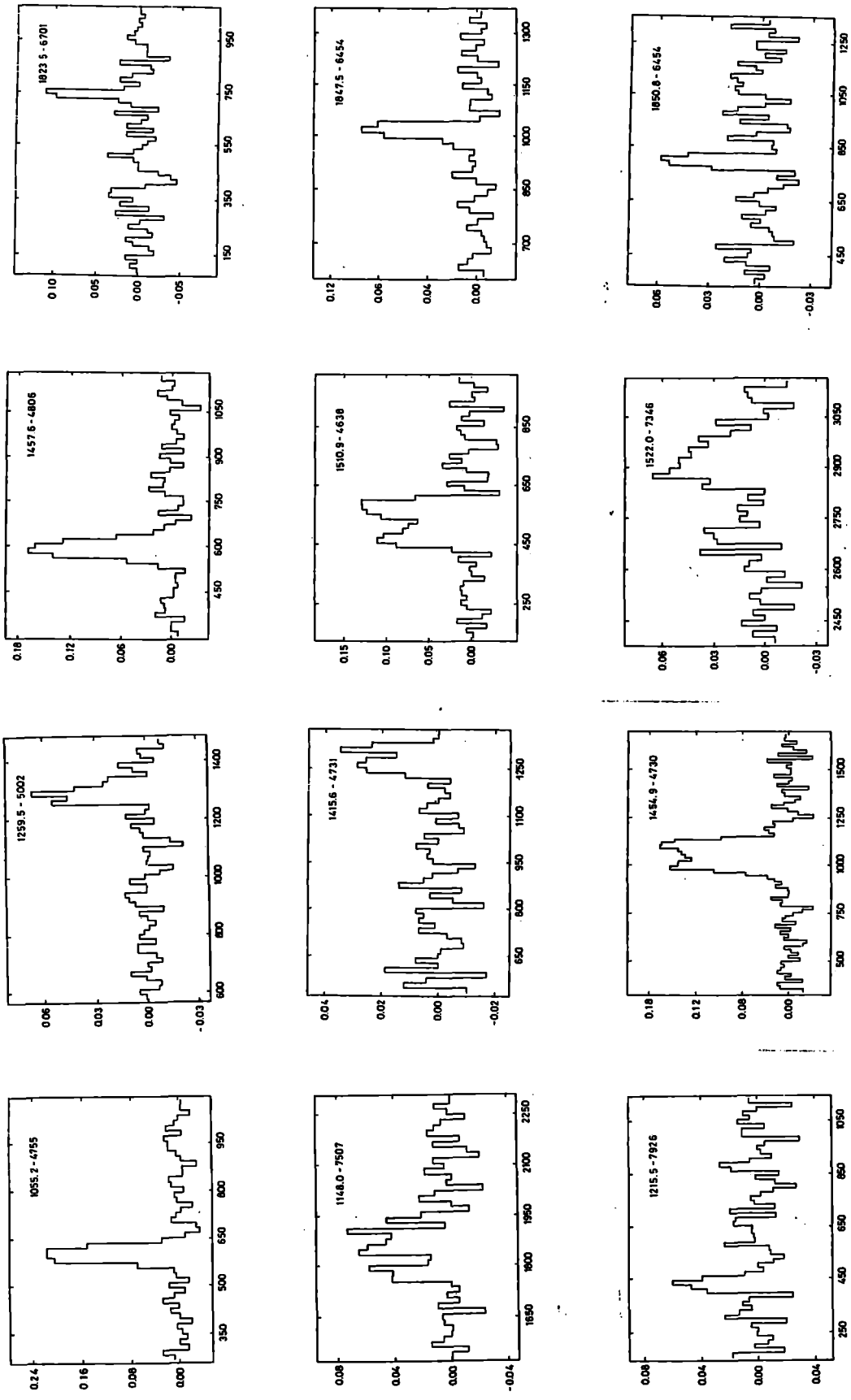


FIG. II.7 - Continuation.

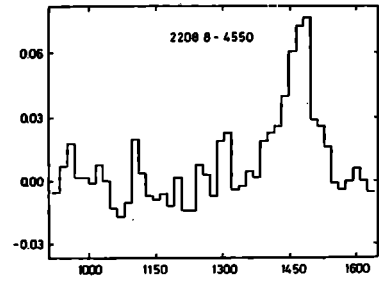
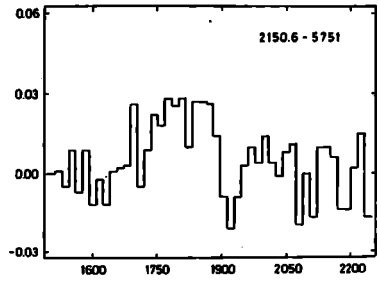
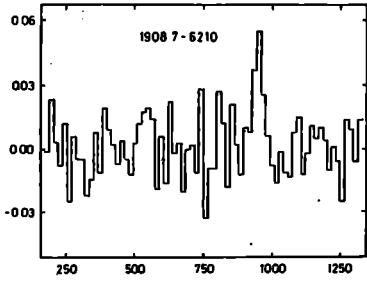


FIG. II.7 - Continuacion.

Columna 1: Identificación del objeto, como en Tabla I.

Columna 2: Ancho del perfil de línea, ΔV_0 , corregido por inclinación, en km s^{-1} .

Columna 3: Distancia D, en Mpc, estimada de la velocidad con respecto al grupo local, calculada con $V_0 = V_r + 300 \sin L \cos B$, y una constante de Hubble de $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Columna 4: Diámetro lineal $A(0)$, en kpc, de D_0 y D.

Columna 5: Masa de hidrógeno neutro, MHI, en masas solares.

Columna 6: Masa total indicativa, M_i , en masas solares.

Columna 7: Densidad superficial aparente de HI, $\Sigma_{\text{HI}} = \text{MHI}/A(0)^2$, en $M_\odot \text{ pc}^{-2}$.

Columna 8: Razón MHI/ M_i .

La Figura II.7 muestra los perfiles globales de HI, obtenidos en este relevamiento, para 27 objetos.

CAPITULO III - DISCUSIÓN DE LOS RESULTADOS

III.1-OBSERVACIONES DE HI EN GALAXIAS BRILLANTES

A) DISCUSION GENERAL

La detección de 19 galaxias, listadas en las Tablas I y II, representan el 36% del número total de objetos seleccionados para este relevamiento. Mientras este relevamiento se llevaba a cabo, aparecieron publicados dos grandes relevamientos de HI en galaxias que se superpusieron con el nuestro dando como resultado que las detecciones en estas 19 galaxias pierden el carácter de primera observacional, aunque valen como confirmación de las detecciones lo cual es un factor importante en la observación múltiple de un mismo objeto. 18 de las 19 galaxias han sido observadas por Reif et al. (1982) y 7 por Fisher y Tully (1981). Las restantes galaxias seleccionadas fueron también observadas por estos autores y, en todos los casos el nivel de detección, o el límite superior del mismo, estuvo por debajo de nuestro límite de detección. La Figura III.1 muestra la comparación de flujos para las 19 galaxias detectadas. Se aprecia en la misma una diferencia sistemática en el sentido de que nuestros valores son en general mayores que los de otros autores. Teniendo en cuenta la posibilidad de que este efecto fuera producido por diferencias en el procedimiento de calibración, consideramos las radiofuentes empleadas por Reif et al. (1982) en su trabajo. Estas son PKS 0521-36, objeto BL Lac según Gilmore (1980) y Danziger et al. (1982), y PKS 1934-63, radiofuente

posiblemente variable según Wills (1975), para las cuales ellos asumieron densidades de flujo 17.5 y 16.4 Jy respectivamente. Estas radiofuentes han sido observadas por nosotros y calculando la constante de conversión, para estos valores de los flujos, obtenemos un valor de 9 Jy K^{-1} para la misma, superior al de 8.4 Jy K^{-1} adoptado. Usando este valor, la diferencia de flujos apreciada en la Figura III.1 sería aún más remarcable. Si, en cambio, adoptamos para PKS 0521-36 y PKS 1934-63, los valores de la densidad de flujo asignados por Ekers (1969), 14.7 y 13.0 Jy respectivamente, los resultados serían más comparables. En cuanto a las radiofuentes calibradoras usadas por Fisher y Tully (1981), ellas están fuera del alcance de nuestro telescopio. En vista de las incertidumbres involucradas y de que el número de galaxias comparadas no es muy grande, no hacemos ninguna corrección a los valores de los flujos que nosotros hemos obtenido.

B) PROPIEDADES INTEGRALES

La Figura III.2 muestra la correlación entre el log MHI y el log ΔV_0 . Existe una buena correlación, excepto para tres galaxias: NGC 2915, NGC 625 e IC 4662. Estas discrepancias se pueden corregir si tenemos en cuenta que estas galaxias tienen en realidad una velocidad demasiado baja como para que el cálculo de la distancia a través de la constante de Hubble no pueda contener errores. Si adoptamos para NGC 2915 la distancia de 7.2 Mpc, según Sersic et al. (1977), y deducimos la de IC 4662 a partir del módulo de distancia estimado por Pastoriza (1970) ($m-M=28$ o $D=4$ Mpc), estas galaxias se colocarían mejor en relación a las restantes en el

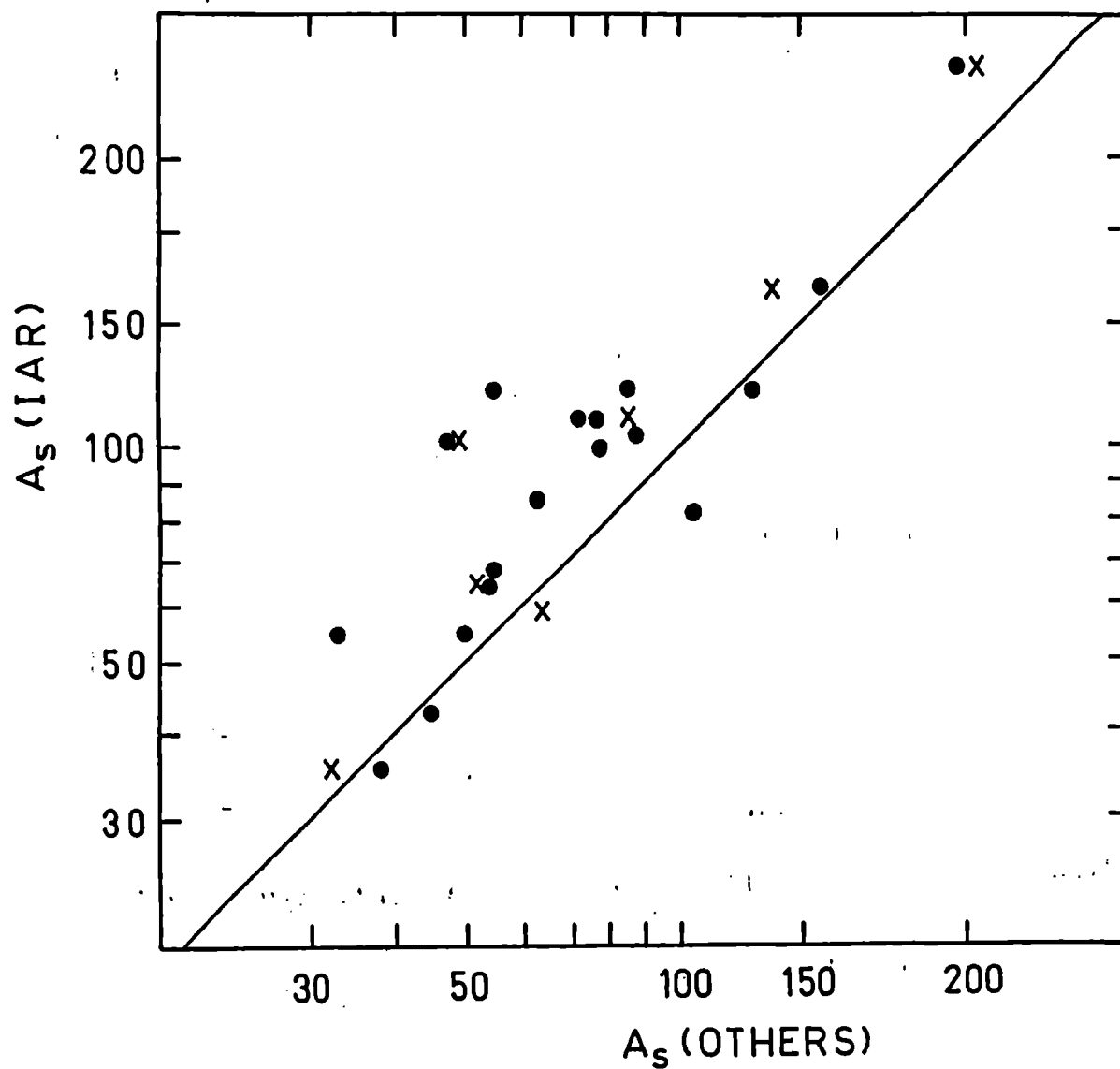


FIG. III.1 - Comparación entre las áreas de los perfiles de HI A_s , en $Jy \text{ km s}^{-1}$, obtenidas en el IAR y en Parkes (representadas por puntos) y en NRAO (representadas por cruces), para las 19 galaxias listadas en Tabla I.

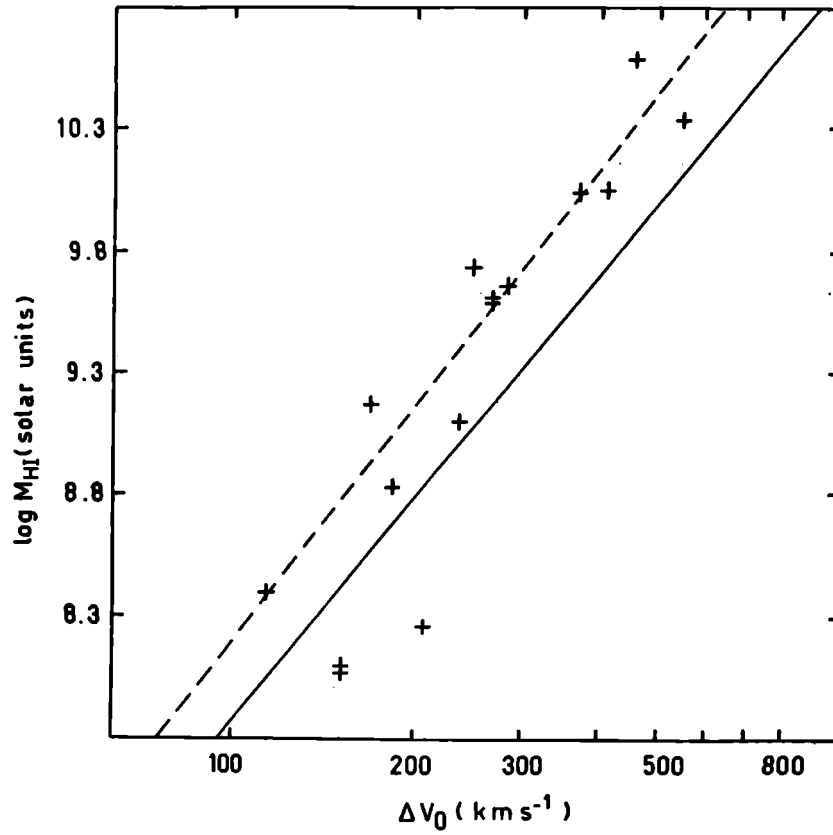


FIG. III.2 - Correlación entre la masa de HI y el ancho de la línea en 21 cm corregido ΔV_0 . La línea llena representa el ajuste derivado de Shostak (1978), y la línea de trazos representa nuestro ajuste, según se explica en el texto.

gráfico. No hay distancia estimada para NGC 625 pero si aplicamos el método de estimación de distancias de Sersic (1959), a través de las regiones HII mayores en las galaxias, y considerando las mediciones de Sandage et al. (1979) de regiones HII en esta galaxia, donde el tamaño mínimo de la región más importante no sería superior a $2'$, valor que corresponde a la resolución óptica instrumental con que trabajaron estos autores, podemos estimar una cota mínima para la distancia, que sería entonces de 8 Mpc. Con este resultado también esta galaxia se ajustaría mejor a la tendencia lineal de la relación.

Para los demás objetos de baja velocidad radial ($V_r < 600 \text{ km s}^{-1}$) de la Tabla I, no se ha encontrado información en la literatura acerca de una mejor distancia. En consecuencia, con el objeto de obviar correcciones parciales que distorsionarían la homogeneidad de la muestra, no introducimos en la Figura III.2 las correcciones por distancias mencionadas arriba. La línea de regresión, representada en la Figura por una línea a trazos, se ha derivado exceptuando las tres galaxias mencionadas anteriormente.

En esta misma Figura hemos dibujado la línea de regresión derivada de las dos relaciones halladas por Shostak: la correlación entre MHI y $A(0)$, y entre $A(0)$ y ΔV_0 . Nuestros puntos caen sistemáticamente por encima de esta línea. Tratamos entonces de encontrar una explicación para este efecto. Como vimos en la Figura III.1, existen posibles diferencias sistemáticas en los valores de los flujos medidos, pero estas diferencias no son muy grandes por lo que, aún corrigiendo según ellas nuestros valores de flujos en esta Figura, el cambio no es suficiente para corregir el efecto. Por lo tanto tratamos de explicarlo a través de la única diferencia significativa entre los dos relevamientos: la sensibilidad

observacional.

En efecto, para un ΔV_0 fijo, nuestra sensibilidad favorece la detección de objetos con grandes picos de intensidad en los perfiles. Esto produce una preferencia para la detección de objetos con grandes cantidades de HI. Otra razón para perder objetos con baja masa MHI es el hecho de que nosotros no observamos galaxias cercanas ya detectadas. La primera razón puede ser mejor apreciada en la Figura III.3 que se ha construido, con datos de Shostak (1978) y Reif et al. (1982), para galaxias sin peculiaridades, con clara detección y con ángulos de inclinación mayores que 40° . Esta Figura muestra la diferencia entre los logaritmos de la masa del HI derivada de las observaciones (MHI_0) y de la masa de HI calculada (MHI_f) según la expresión derivada de los datos de los dos autores mencionados, $\log MHI = 3.02 \log \Delta V_0 + 1.88$, como función de $A_s / \Delta V$. Este último parámetro representa aproximadamente la densidad de flujo pico (F_p) del perfil observado. Las cruces en la Figura indican nuestros resultados. Como puede apreciarse, la masa de HI observada tiende a ser superior a la estimada por la recta de ajuste a medida que la intensidad de la detección es mayor y, para $F_p > 0.4$, las diferencias son en general positivas. Los resultados de nuestro relevamiento están así en general de acuerdo con lo que muestra esta Figura, solamente que nuestros puntos están principalmente en la región de las diferencias positivas como resultado de nuestra menor sensibilidad instrumental. Esto es razonable pues, para objetos que se hallen a la misma distancia, la cantidad de HI aumenta según el área del perfil observado. Es razonable entonces que nuestras detecciones se localicen sistemáticamente por encima de la recta de ajuste de Shostak. Esto nos habla también de que las líneas de regresión de correlaciones del tipo mostrado en la Figura

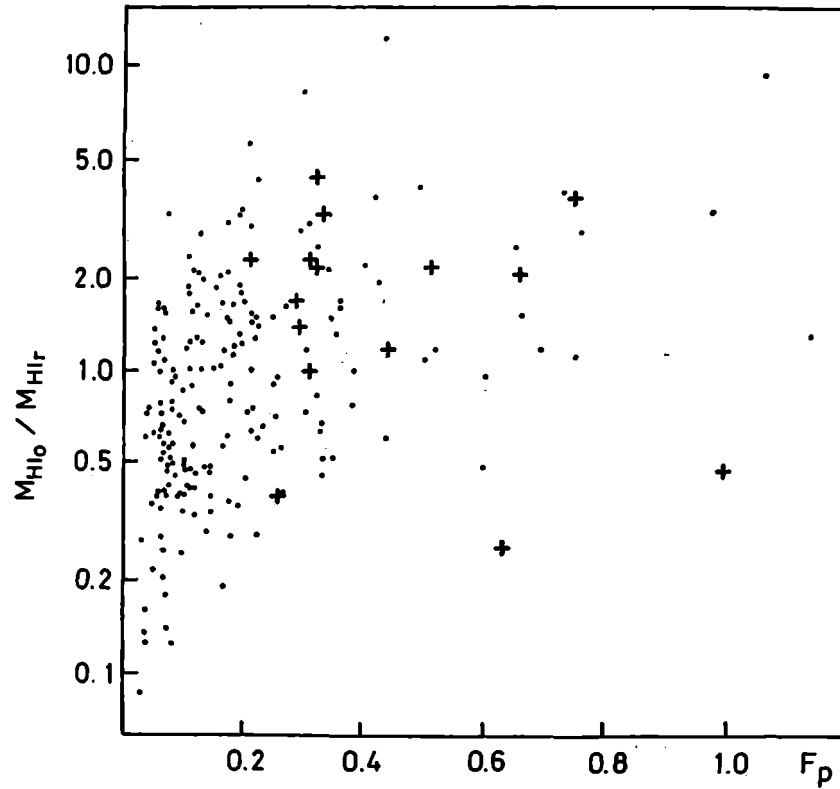


FIG. III.3 - Diferencias entre los logaritmos de las masas observadas de HI (M_{HIo}) y las masas de HI (M_{HIr}) calculadas con la expresión $\log M_{HI} = 3.02 \log \Delta V + 1.88$, derivada de los datos de Shostak (1978) y de Reif et al. (1982) (representados por puntos), como una función de $F_p = A_s / \Delta V$, en J_s . Nuestros datos están representados con cruces.

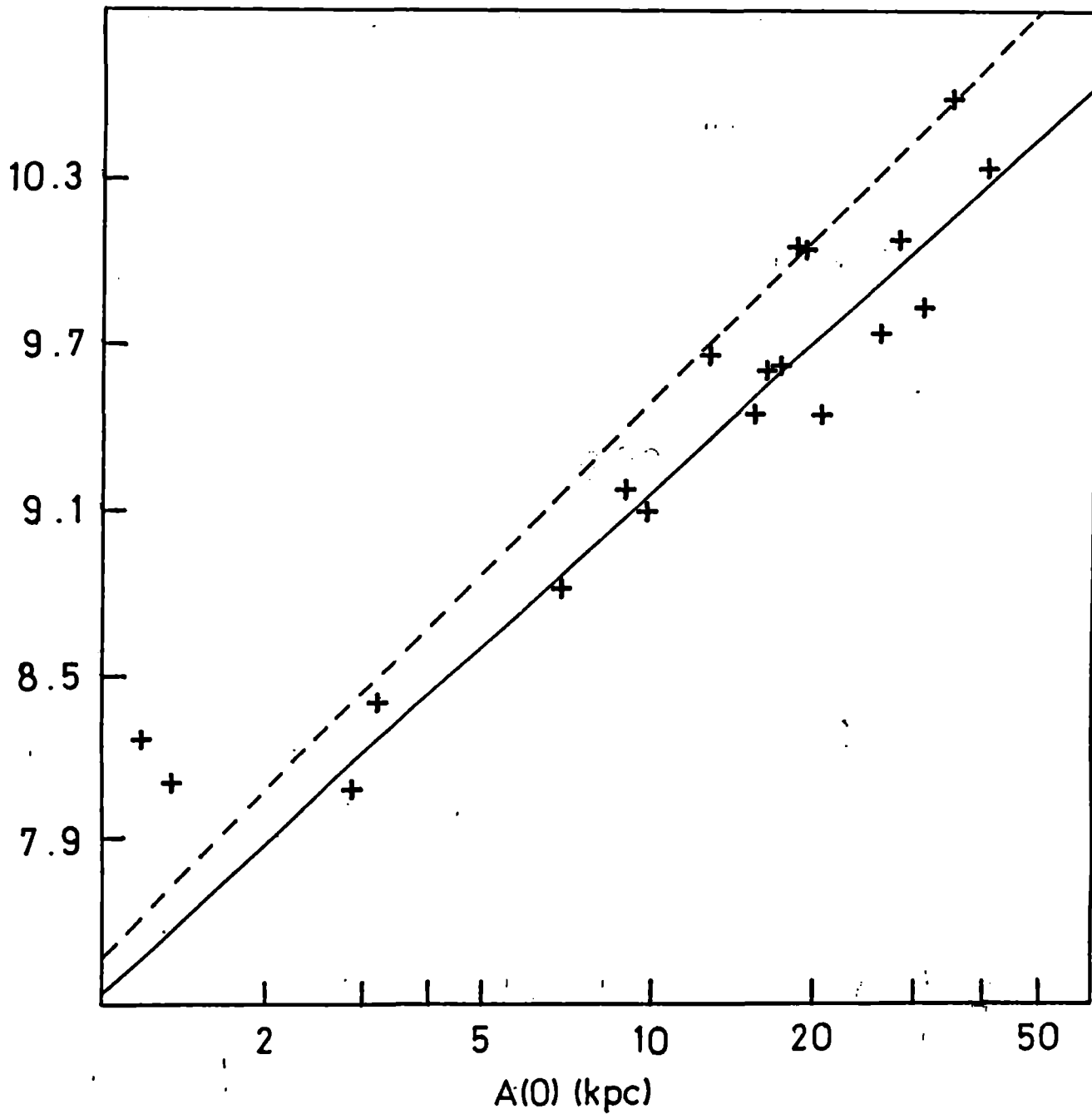


FIG. III.4 - Logaritmo de la masa de HI versus logaritmo del tamaño lineal $A(0)$. La línea llena ha sido derivada por Shostak (1978). La línea de trazos representa una línea de pendiente 2, determinada visualmente como el límite superior aproximado para los MHI, y la cual representa una densidad de HI límite que en este caso es de $30 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$, cantidad independiente de la distancia.

III.2, son fuertemente dependientes de la sensibilidad del equipo utilizado en las observaciones.

Para completar el juego de interrelaciones entre MHI, $A(0)$ y ΔV_0 , hemos construido en la Figura III.4 la correlación entre los MHI y los $A(0)$. Aquí se encuentra trazada la línea de ajuste según Shostak y, en línea de trazos, la correspondiente a una pendiente de 2, determinada visualmente como el límite superior aproximado para los MHI. Esta segunda línea representa un límite superior para la densidad del hidrógeno neutro, que en este caso es de 30 Mo pc^{-2} , y es una cantidad que no depende de la distancia. Esto sugiere que, si la distribución del gas fuese igual a la de la materia estelar, se podría hablar de un límite superior en el valor de la densidad del HI. Los casos muy apartados en este gráfico serían índice de que la distribución del gas probablemente sea muy distinta de la óptica.

C) ANÁLISIS DE CASOS PARTICULARES

Como se sugiere en la Figura III.4 y de la Tabla II, NGC2915 e IC4662 poseen alta densidad superficial de HI, aunque esto involucra la suposición de que el hidrógeno neutro está concentrado en el área definida por la imagen óptica de la galaxia. Éste no sería el caso si el HI se distribuyera sobre un área mayor. Estas galaxias muestran también un exceso en la densidad superficial de luminosidad, como se puede ver en Tabla II, columna 8. Según Bottinelli et al. (1973), las galaxias Haro muestran esta característica aunque, también según el mismo autor, la densidad superficial de HI no es en general mayor que los valores normales

para galaxias comunes. Recordemos que NGC2915 ha sido identificada ya como galaxia Haro por Sersic et al. (1977).

El perfil de HI de NGC2915 difiere en dos aspectos de un perfil típico de galaxias Irregulares: a) el ancho del mismo es grande (esto también es típico de galaxias Haro) y b) los perfiles contienen dos picos en lugar de uno solo como se esperaría para una Irregular. Un perfil de dos picos podría ser reproducido por modelos que toman en cuenta un amplio rango de combinaciones de curvas de rotación y de distribuciones del HI, pero ciertamente un modelo con una distribución del HI en forma de anillo reproduciría este perfil bastante bien. Este tipo de distribución para NGC2915 se vería apoyado por la imagen que se puede ver en H_{α} (Sersic et al., 1977) la cual muestra la presencia de nudos brillantes y calientes en el área central. Esto podría ser la causa de la posible falta del hidrógeno neutro en la región central, si la zona es activa en materia de vientos estelares, ionización, etc. Estas características hacen entonces de estos dos objetos figuras interesantes para un estudio particular de los mismos.

Se notan también los altos valores de la razón M_{HI}/L_b en NGC 7125 y en NGC 7059, para sus tipos morfológicos. El valor de la masa de HI en NGC 7125 puede estar afectado por la presencia de NGC 7126, galaxia cercana a la observada y contenida en el haz de antena. No hay explicación evidente para la galaxia NGC 7059.

III.2-OBSERVACIONES DE HI EN GALAXIAS SELECCIONADAS DE CVV

A) DISCUSION GENERAL

En este relevamiento hemos detectado HI en 27 galaxias, 20 de las cuales fueron entretanto también observadas por Lonsmore et al. (1982, de aquí en más LHGMW). Además dos galaxias, 1823.5-6701 (IC 4710) y 1847.5-6454 (NGC 6684A), fueron observadas por Reif et al. (1982). En consecuencia, se presentan aquí por primera vez los resultados obtenidos en 6 galaxias australes, las cuales se señalan en las Tablas III y IV con asteriscos. En la Figura III.5 se muestra la comparación de densidades de flujos para las galaxias observadas en el IAR y en Parkes. Los puntos corresponden a las galaxias observadas por LHGMW, y las cruces a las observaciones de Reif. Como puede observarse, no parece haber diferencias sistemáticas entre los datos.

En la Figura III.6 se muestra la comparación entre las velocidades V_c , estimadas de acuerdo al método explicado en el capítulo anterior, y las velocidades observadas V_r , ambas velocidades referidas al sol. Los puntos son para las galaxias detectadas en este relevamiento por nosotros y las cruces para galaxias seleccionadas, y observadas en nuestro relevamiento, no detectadas por nosotros pero sí detectadas en Parkes, por LHGMW. Las líneas de trazos delimitan el ancho en velocidad cubierto por el banco de filtros utilizado en las observaciones. Los puntos fuera de los límites corresponden a galaxias observadas a velocidades diferentes de las estimadas, debido a que sus tamaños y tipos morfológicos indicaron que la detección de HI sería altamente probable. Esta Figura muestra que, en general, el método empleado para estimar las velocidades es aceptable. Las galaxias no detectadas por nosotros, pero detectadas en Parkes, tienen picos de densidad de flujo del orden o más pequeños que el ruido rms de

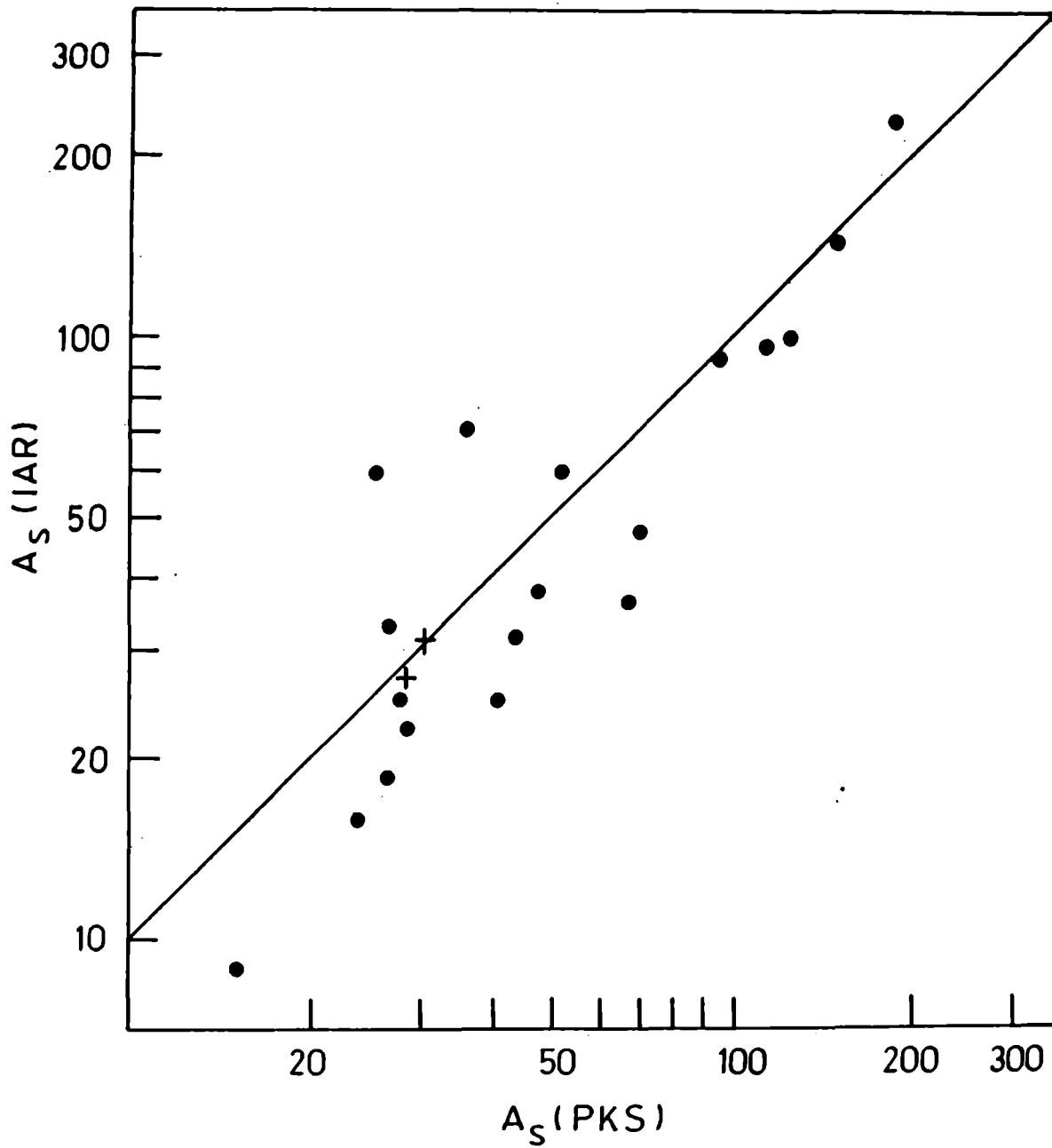


FIG. III.5 - Comparación entre las áreas de los perfiles de HI A_S , en $Jy \text{ km s}^{-1}$, obtenidas en el IAR y en Parkes por LHGMW (representadas por puntos), y por Reif et al. (representadas por cruces), para 21 de las 27 galaxias listadas en Tabla III.

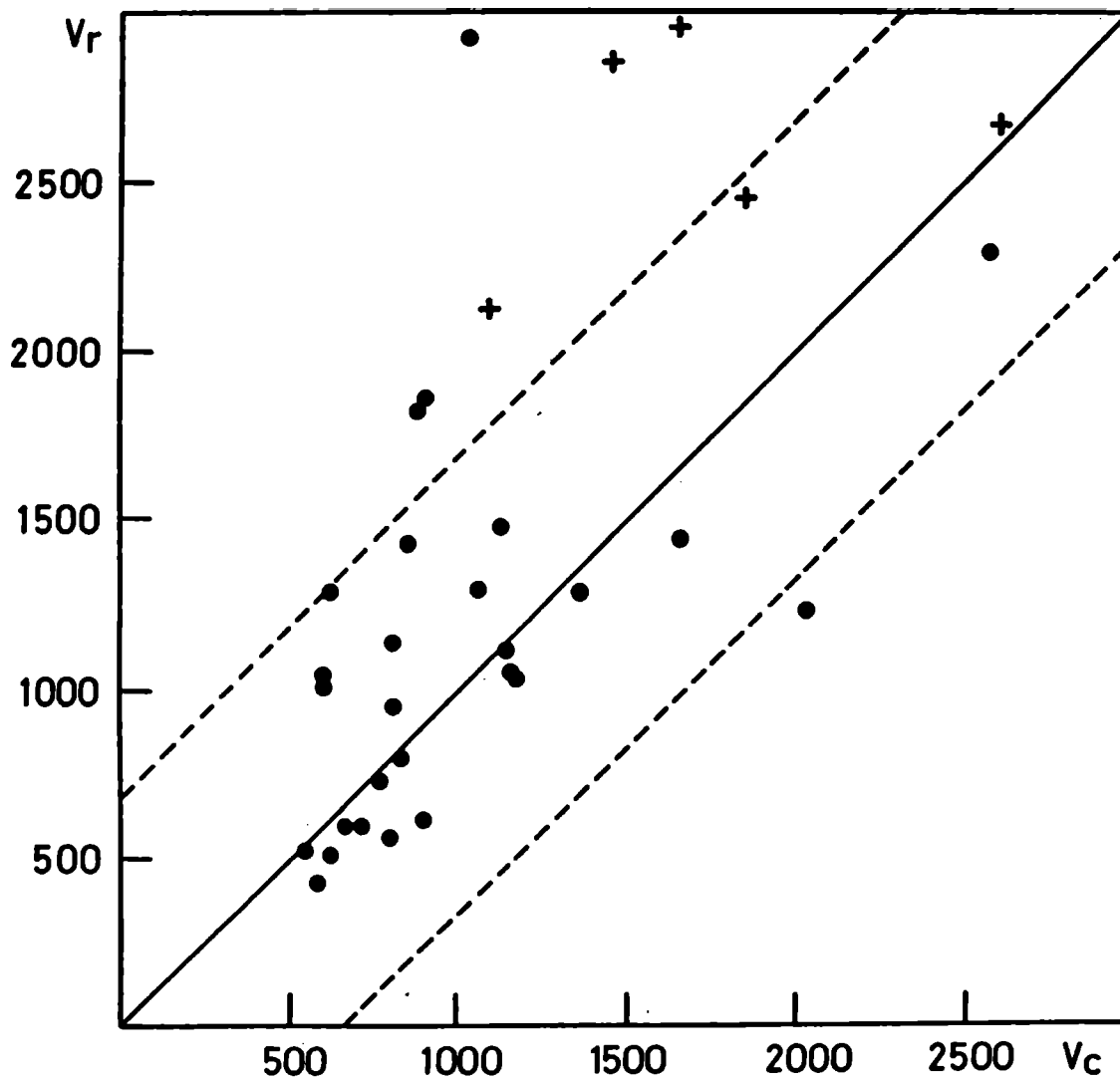


FIG. III.6 - Comparación entre las velocidades estimadas V_c , según se explica en el texto, y las velocidades observadas V_r , referidas al sol, en km s^{-1} . Los puntos corresponden a las galaxias detectadas que se listan en tabla III, y las cruces representan las galaxias que hemos seleccionado y observado sin resultado positivo, pero que han sido detectadas por LHGMW. Las líneas de trazos delimitan el ancho en velocidad cubierto por el banco de filtros empleado en las observaciones.

nuestras observaciones.

Con el propósito de comparar las propiedades dependientes de la luminosidad, de estas galaxias en relación con las de las galaxias brillantes, hemos tomado las magnitudes aparentes, dadas por LHGMW, para las galaxias de la Tabla III. Según estos autores se puede suponer, en primera aproximación, que las magnitudes por ellos medidas son equiparables a las magnitudes B_T de RC2. De esta manera, construimos la Tabla V, donde se presentan las magnitudes antedichas, las correspondientes B_T^0 según RC2, y las razones $L_b/A(0)^2$ y MHI/L_b . Se puede ver que dos galaxias, 0856.9-6852 y 1415.6-4731, tienen valores del brillo superficial mucho mayores que el resto. En particular, la última de las galaxias mencionadas tienen un valor bajo de la razón MHI/L_b para su tipo. Esto puede ser producido por una cantidad relativamente pequeña de HI o por un error grande en la magnitud aparente, siendo esta última posibilidad bastante probable. En consecuencia, las cantidades aquí derivadas de las magnitudes aparentes deben ser tomadas con precaución.

B) ANÁLISIS DE CASOS PARTICULARES

Excepto cuatro de las 27 galaxias listadas en la Tabla III, todas, según CVV y LHGMW, son objetos de bajo brillo superficial (LSB). Las cuatro excepciones son: 0005.8-5946, 0607.5-6149, 1259.5-5002 y 1823.5-6701. Aceptando la definición de galaxia "enana" dada por Tammann (1980), es decir, aquella cuya magnitud absoluta es mayor que -16 mas. (para $H=50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), y considerando la relación entre la magnitud absoluta y el ancho del

Table V: Magnitudes aparentes asignadas por Lonsmore et al. (1982) a algunas galaxias de la Tabla III.

OBJECTO	T	R_T	R_T^0	$L_b/A(0)^2$	MHI/LB
				$Lo pc^{-2}$	$Mo Lo^{-1}$
236.5-6133	8	12.6	11.8	10.5	0.79
317.8-4947	7	12.7	12.2	20.9	0.73
350.1-7147	8	12.2	11.7	19.5	0.28
357.7-4601	10	14.4	14.1	6.9	2.77
616.9-7054	8	15.5	14.8	8.7	0.88
649.5-5205	9	13.1	12.4	32.8	0.27
839.5-7458	9	13.3	12.3	16.0	0.34
856.9-6852	7	12.6	11.5	51.5	0.31
1038.3-4819	7	12.2	11.2	21.1	0.48
1148.0-7507	10	13.9	12.6	21.6	1.26
1215.5-7926	10	13.0	11.8	18.6	0.21
1415.6-4731	9	11.7	10.8	63.7	0.08
1454.9-4730	10	12.2	11.1	32.3	1.02
1457.6-4806	10	13.0	11.9	35.6	0.93
1510.9-4638	7	12.0	10.4	19.1	0.34
1522.0-7346	9	13.3	12.3	24.6	0.82
1847.5-6454	10	12.8	12.2	17.5	0.46
1850.8-6454	10	14.5	13.9	9.0	1.47
1908.7-6210	10	13.7	13.1	17.2	0.44
2150.6-5751	8	13.2	12.8	16.7	0.68

perfil (Tully y Fisher, 1977), se puede entonces también considerar como enanas a las galaxias con $\Delta V_0 < 100 \text{ km s}^{-1}$. De la Tabla II, entonces, 6 galaxias de nuestra muestra podrían ser definidas como enanas. Una de ellas, 1259.5-5002, presenta una velocidad rotacional muy baja para su tipo morfológico (7). La inclinación, derivada de CVV, es 75° , la cual es similar a la deducida de la razón de ejes medida por Holmberg et al. (1977) en base a la inspección de placas tomadas con el telescopio Schmidt de 1m del ESO. Esto indica que el error en la corrección del ancho del perfil, por el ángulo de inclinación, no sería grande. Luego veremos que, de acuerdo al tamaño de esta galaxia, la velocidad rotacional es baja considerando la relación que existe entre estas dos cantidades para la mayoría de las galaxias. Por otro lado, según Holmberg et al. (1977), esta galaxia pertenecería al grupo de NGC 5128, debido principalmente a la ubicación espacial aparente en este grupo. La velocidad promedio de este grupo, sin embargo, es de 320 km s^{-1} , mientras que 1259.5-5002 tiene una velocidad sistemática de 1051 km s^{-1} (ambas velocidades referidas al grupo local de galaxias). En consecuencia, es muy poco probable que esta galaxia pertenezca al grupo mencionado.

Las galaxias 1148.0-7507 y 1454.9-4730 son identificadas con el tipo morfológico 10 por CVV y con los tipos 10 y 9, respectivamente, por LHGMW. Sin embargo, las velocidades rotacionales son más altas que las usuales para galaxias irregulares. La estructura de doble pico que presentan ambos perfiles es característica de las galaxias Haro (Bottinelli et al., 1973), similar también al perfil obtenido para NGC 2915.

III.3-ANÁLISIS DEL SISTEMA DDO DE CLASIFICACIÓN

A) INTRODUCCIÓN

Van den Bergh (1960 a, b), examinando las placas azules del Palomar Sky Survey, clasificó las galaxias de tipo morfológico Sb en cinco clases de luminosidad (I, I-II, II, II-III y III) y las galaxias de tipos Sc a Irr en ocho clases, con clases intermedias de I a IV-V, basándose en el grado de desarrollo de los brazos espirales. La clasificación de luminosidad de van den Bergh fue una importante contribución puesto que con ella fue posible establecer una correspondencia entre estas clases y las magnitudes absolutas para galaxias S, con lo que la aparición de los brazos espirales de las galaxias resulta ser una función de su luminosidad absoluta. Por esta razón, esta clasificación puede ser usada en conexión con el cálculo de la escala de distancia.

Se reconoció que las galaxias enanas existen sólo dentro de los tipos Sc a Irr aunque, en base a un mejor estudio de esta clase de objetos, algunos autores afirman que la mayoría de ellos son de tipo Irr (Fisher y Tully, 1975). Es posible por otro lado que sea favorecida la clasificación en objetos Irregulares debido a su baja luminosidad superficial aparente donde la estructura espiral se puede perder (Lari et al., 1978). Van den Bergh (1966) clasificó a estas galaxias, en el sistema de clasificación de luminosidad del David Dunlap Observatory (DDO), como de clases IV-V y V. No es claro cual es la característica principal para el sistema de clasificación de luminosidad para estas galaxias de bajo brillo superficial, debido a que tienen poca o ninguna estructura espiral.

De Vaucouleurs et al. (1983) mostraron que no parece haber correspondencia alguna entre el brillo superficial para las galaxias enanas DDO y la luminosidad total.

Ni la magnitud aparente ni la distancia de la mayoría de las galaxias enanas se conocían en el momento de su clasificación. En consecuencia, no fue posible comparar sus luminosidades absolutas con aquellas asignadas por van den Bergh a las clases IV-V y V. Es evidente que la clasificación de luminosidad para galaxias DDO, o de baja luminosidad superficial, no se puede aplicar a la mayoría de ellas debido a que las galaxias enanas DDO seleccionadas contienen un amplio rango de magnitudes absolutas (Fisher y Tully, 1975) pero la clase de luminosidad asignada a estos objetos varía solo entre IV-V y V. En todo caso, la clasificación de luminosidad debería ser extendida más allá de la clase V en correspondencia con la baja luminosidad que la mayoría de estos objetos tienen. Esta extensión se discutirá en el apartado B en relación a la correspondencia que se encuentra entre el brillo superficial y la luminosidad total para objetos enanos DDO. También se encuentra la falta de alguna relación, entre estos dos parámetros, para galaxias brillantes.

Con relación a la conexión entre la clasificación de luminosidad y la escala de distancia, de Vaucouleurs (1979) encontró correlaciones lineales entre indicadores de distancia terciarios y el llamado índice de luminosidad Λ_c en el cual está incluida la clase de luminosidad. Las relaciones lineales, no obstante, no se mantienen para grandes valores de Λ_c . Veremos en el apartado C que es posible extender a todo el gráfico las relaciones lineales con el índice de luminosidad si se tiene en cuenta la extensión en la clase de luminosidad propuesta.

B) REVISIÓN DEL SISTEMA DDO DE CLASIFICACION

Shostak (1978) publicó los resultados observacionales, en la línea de 21 cm, de galaxias brillantes, mientras que la mayoría de las galaxias listadas por el David Dunlap Observatory fueron observadas por Fisher y Tully (1975). Además de estos datos usaremos también los de las galaxias calibradoras locales de Sandage y Tammann como fueron dadas por Tully y Fisher (1977). Las clases de luminosidad fueron tomadas de van den Bergh (1960a, b; 1966) como se encuentran en el catálogo de de Vaucouleurs et al. (1976) (RC2).

Los ángulos de inclinación de los planos de las galaxias, con respecto al plano del cielo, fueron calculados así:

$$\cos^2 i = (r_{25}^2 - r_0^2) / (1 - r_0^2)$$

donde r_{25} es la razón axial según RC2 y r_0 es la razón axial intrínseca de la galaxia. Aunque no es evidente que la razón axial sea un buen indicador de la inclinación para las galaxias enanas irregulares (Lari et al., 1978), nosotros decidimos aplicarla para el cálculo de la misma tomando r_{25} de Fisher y Tully (1975). El análisis de la razón axial intrínseca para galaxias enanas, realizado por Thuan y Seitzer (1979 a, b), nos proporciona un valor apropiado de 0.25, el cual se decidió usar aquí. Para las demás galaxias en nuestra muestra, nosotros asumimos una razón axial intrínseca de 0.2 (Holmberg, 1958).

La muestra para esta parte del trabajo se compone entonces de

64 galaxias observadas por Shostak (1978), 9 galaxias calibradoras y 78 galaxias enanas DDO, seleccionadas según la disponibilidad de los parámetros T y L y según la restricción en la inclinación. No se tomaron en cuenta galaxias de dudosa detección o peculiares.

La Figura III.7 muestra la correlación entre el ancho corregido del perfil en 21 cm, $\Delta V_0 = \Delta V / \sin i$, y la clase de luminosidad corregida L_c . De Vaucouleurs (1979) demostro que las clases de luminosidad L se ven afectadas por efectos de la inclinación. Usamos aqui en consecuencia su fórmula correctiva $L_c = L - \lambda(\log R - 0.2)$, donde λ es una función del tipo morfológico y R es la razón del eje mayor al eje menor. En esta Figura, las clases de luminosidad han sido asignadas en la escala numérica del RC2. Los objetos de Fisher y Tully se indican por puntos, aquellos de Shostak por cruces y las galaxias calibradoras locales por círculos. Esta relación recuerda la hallada por Tully y Fisher (1977) entre el ancho de la línea de 21 cm y la luminosidad total. Esto es consistente con la correspondencia establecida entre la magnitud absoluta y la clase de luminosidad. La línea llena representa la línea de regresión media calculada por cuadrados mínimos para las galaxias calibradoras y para los datos de Shostak, y la línea de trazos es la extrapolación de esta línea más allá de la muestra. Se puede ver en la Figura que la relación lineal no persiste para $L_c > 8$ para las galaxias de baja velocidad rotacional, existiendo en cambio, a partir de esta clase de luminosidad, un corte con el consiguiente cambio de pendiente. Esto es de esperar por el hecho de que muchas galaxias clasificadas como de clases IV-V y V en realidad tienen luminosidades mas bajas que las asignadas a estas clases.

Para visualizar mas claramente la extensión de la clase de

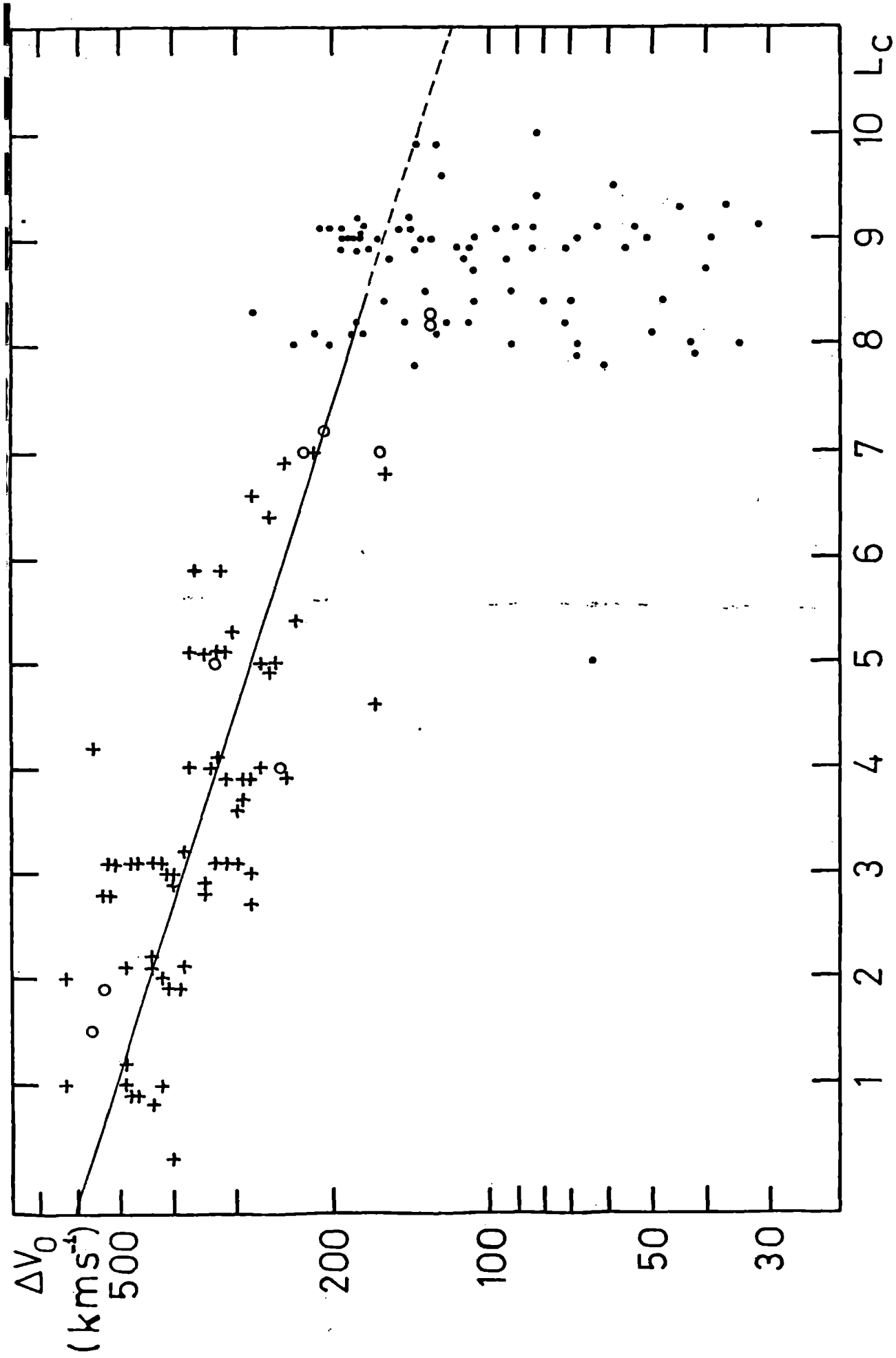


FIG. III.7 - Ancho corregido del perfil en 21 cm ΔV_0 versus la clase de luminosidad corregida Lc. Usamos números arábigos para Lc, de 1 a 10, en correspondencia con las clases y subclases designadas en números romanos, de I a V-VI. Ver el texto para la explicación de los símbolos y las líneas llena y de trazos.

luminosidad, de acuerdo a la luminosidad total, consideraremos ahora solo aquellas galaxias que tengan $M_{850} > -16$ mag. Puesto que este valor corresponde al límite superior de la clasificación de luminosidad del DDO. Esta muestra se reduce entonces a 37 galaxias. Todas, excepto tres, son de tipo Irregular y la mayoría tiene $\Delta V_0 < 100 \text{ km s}^{-1}$ por lo que éstas son precisamente las que se apartan de la relación lineal. El valor de la constante de Hubble H_0 que hemos usado es de $100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, de acuerdo con el utilizado por van den Bergh. En la Figura III.8 se puede ver el gráfico de correlación entre V_0 (velocidad radial corregida con respecto al centroide del Grupo Local, calculada según Yahil et al., 1977) y m_c (magnitud fotográfica aparente corregida por absorción galáctica) para las galaxias con las que estamos tratando ahora. El parámetro para las líneas inclinadas en la Figura es la magnitud absoluta, elegida con el objeto de ajustar las clases de luminosidad. Para esto hemos usado la dependencia de la distancia con H_0 y V_0 . El uso de esta relación para bajos valores de la velocidad puede justificarse de la siguiente forma: si no tenemos en cuenta pequeñas dependencias de H_0 con la dirección y con la distancia, la principal desviación de un flujo ideal de Hubble se produce por los movimientos peculiares de las galaxias. Existen evidencias observacionales en el sentido de que grupos cercanos y galaxias de campo tienen movimientos peculiares lo suficientemente pequeños como para determinar las distancias, o las luminosidades, a partir de las velocidades de recesión, usando la constante de Hubble (Tammann y Kraan, 1978). Todas las galaxias en esta muestra, excepto tres, son galaxias de campo o miembros de grupos cercanos (Kraan y Tammann, 1979). Para DDO 210, 216 y 221, las cuales son galaxias miembros del Grupo Local, hemos tomado las distancias

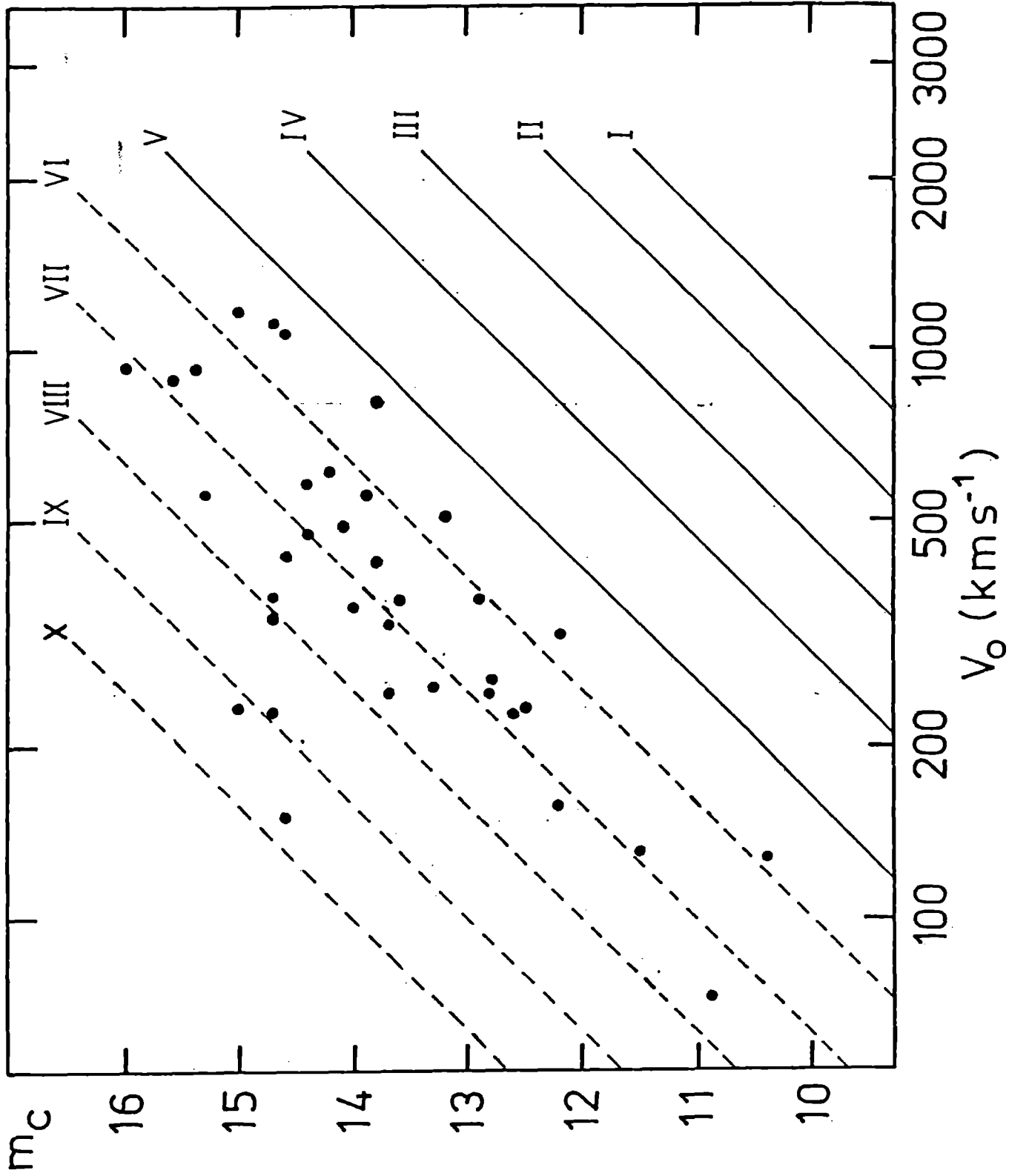


FIG. III.8 - Correlación entre la velocidad radial con respecto al centroide del Grupo Local, V_0 , y la magnitud aparente fotográfica m_c . Las líneas inclinadas representan la magnitud absoluta, e indican para ajustar las clases de luminosidad. Los puntos representan las galaxias de la muestra con $M_{85}-16$.

segun Yahil et al. (1977).

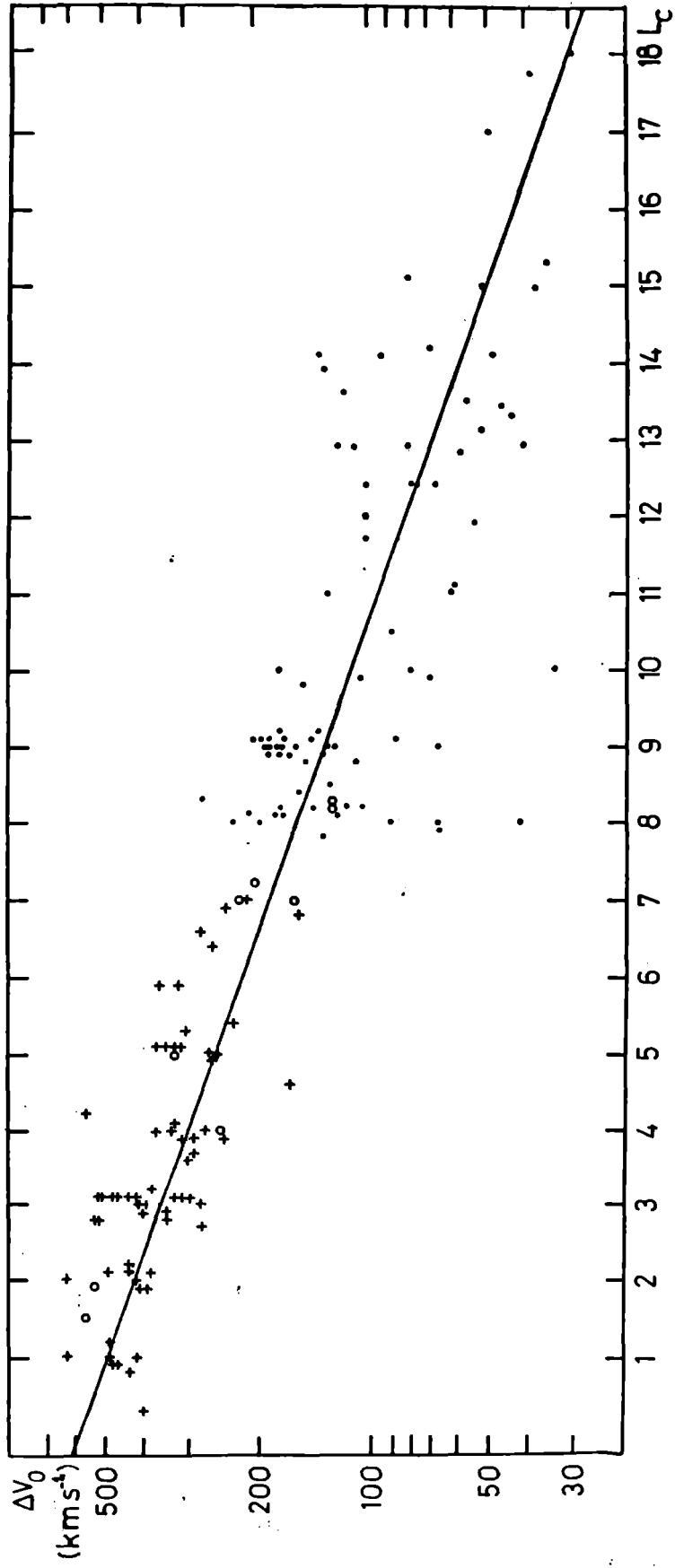
Las líneas llenas en la Figura III.8 representan las clases I a V, ya asignadas a galaxias espirales, irregulares y enanas. Las galaxias poco luminosas que se apartan de la relación lineal ocupan, como es lo esperado, el área más allá de la clase V. Es posible entonces agregar nuevas clases de luminosidad a aquellas ya sugeridas por van den Bergh. Éstas se indican en la Figura mediante líneas de trazos. Las clases de luminosidad VI a X parecen ser suficientes para cubrir el área ocupada por las galaxias de baja luminosidad, para el presente material, si mantenemos el $\Delta M_{rs}=1$ de van den Bergh entre sucesivas clases de luminosidad. La Tabla VI muestra los valores medios de las magnitudes absolutas ya asignadas a las clases I a IV y los nuevos valores para las clases V a X.

De acuerdo con la definición de galaxia enana según Tammann (1980) (expuesta en III.2.B) y según los datos presentados en la Tabla VI, las galaxias enanas tendrían clases de luminosidad VI-VII o mas débiles.

Si ahora reproducimos el dibujo mostrado en la Figura III.7 incorporando la extensión en la clase de luminosidad, la muestra total se puede representar por una única relación lineal y la desviación aparente para $L_c > 8$ desaparece. Esto puede verse en la Figura III.9. Ciertamente en esta Figura puede verse la extensión, para las galaxias de bajo brillo superficial, de la relación de Tully y Fisher entre el ancho en 21 cm y la luminosidad total. La dispersión de valores para las galaxias débiles es mayor que para las brillantes pero esto es de esperar como consecuencia, al menos, de los errores en los ángulos de inclinación. El hecho de que la relación lineal continúe tan satisfactoriamente hace posible pensar que la razón axial no es muy mal indicador de la inclinación para

Tabla VI - Magnitudes absolutas medias fotográficas asignadas a las clases de luminosidad.

Clase de Luminosidad	M
I	-20.2
II	-19.4
III	-18.2
IV	-17.3
V	-16.1
VI	-15.0
VII	-14.0
VIII	-13.0
IX	-12.0
X	-11.0



5

FIG. III.9 - Similar a la Fig. III.7, incorporando las nuevas clases de luminosidad. La línea llena representa la línea de regresión ajustada con todos los datos, cuya expresión es $\log \Delta V_0 = -0.07 L_c + 2.77$.

galaxias Irregulares de baja luminosidad, así como también que es válido el uso de la relación entre V_0 , H_0 y la distancia para galaxias de baja velocidad sistemática estimada según Tammán y Kraan (1978). La línea llena representa la línea de regresión media calculada por cuadrados mínimos para todas las galaxias, cuya expresión lineal es: $\log \Delta V_0 = (-0.07 \pm 0.01)L_c + (2.77 \pm 0.02)$, con un coeficiente de correlación de 0.89 y un nivel altamente significativo de la misma.

Examinaremos ahora la relación entre el brillo superficial y la luminosidad total. En la Figura III.10 se pueden ver los valores promedios del brillo superficial aparente, computado para cada intervalo de media magnitud absoluta, para una muestra de galaxias brillantes (representadas por cruces) y para las enanas DDO (representadas con puntos). El brillo superficial aparente está representado por $S_a' = B_T + 5 \log(D')$, donde B_T es la magnitud aparente corregida por absorción galáctica y D' es el diámetro aparente en seg. de arco , según RC. La magnitud absoluta M_B se calcula de B_T^0 , o sea de la magnitud corregida por absorción galáctica e interna según RC2. Además de la muestra de galaxias brillantes de Shostak ya mencionada, y con condiciones similares para el criterio selectivo, usamos, para las Figuras III.10 y III.11, los datos de otros dos grandes relevamientos de galaxias brillantes en la línea de 21 cm, es decir, el de Reif et al. (1982) y el de Tully y Fisher (1981). Se consideraron solamente las galaxias con V_0 mayor que 200 km s^{-1} , según hemos comentado antes sobre la posibilidad de estimar distancias a bajas velocidades. El número de galaxias utilizado para el cálculo de cada promedio es dado también en la Figura. Las barras de error representan la desviación estándar del valor medio del brillo superficial. Según puede verse, no hay correspondencia alguna entre el brillo

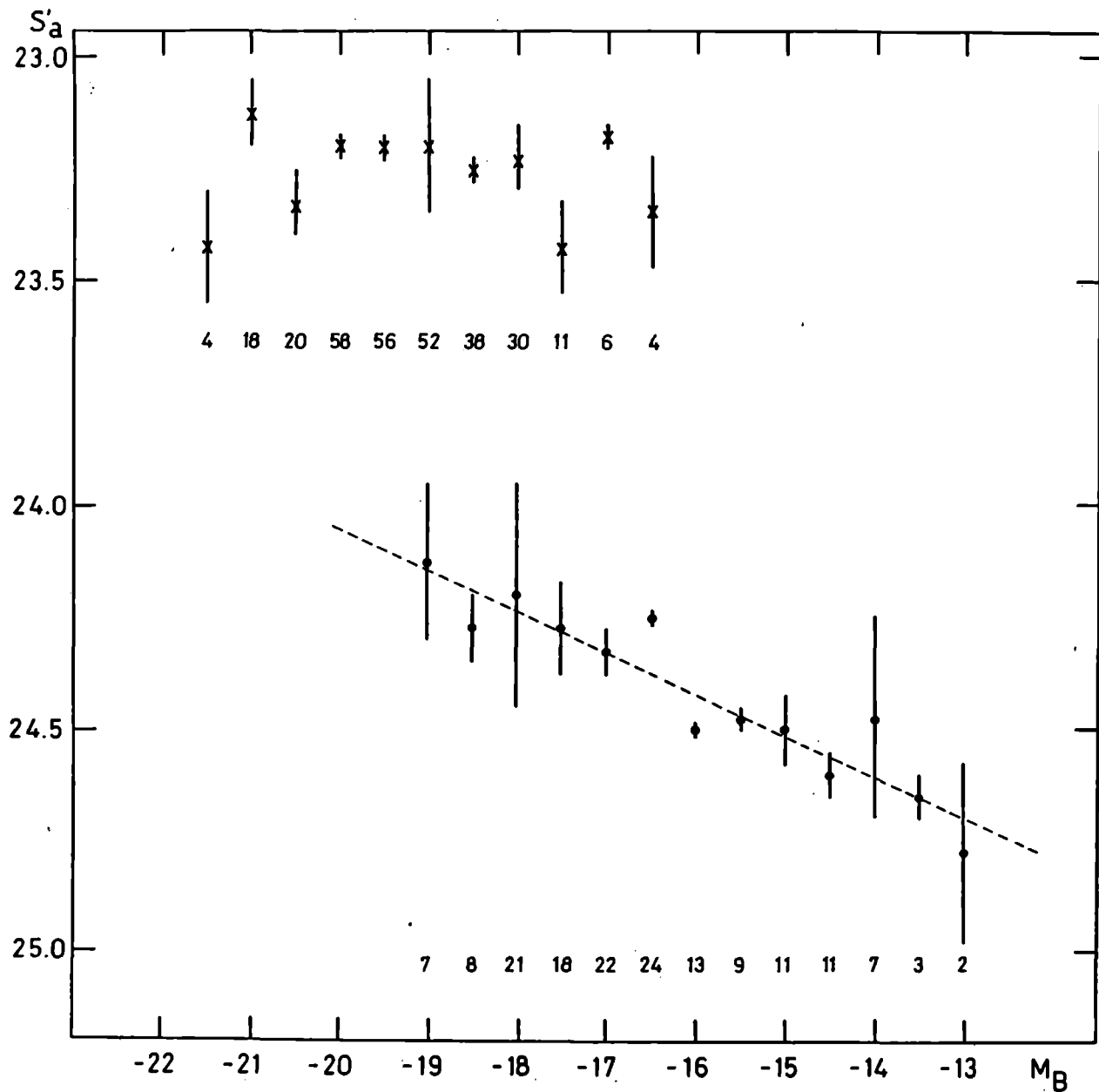


FIG. III.10 - Valores medios del brillo superficial aparente S_a , calculado de la magnitud B_T corregida por absorción galáctica, para rangos de media magnitud absoluta, M_B , para galaxias brillantes (cruces), y para enanas de las listas del DDO (puntos). Las barras representan los errores del valor medio, calculados con el número de objetos indicados debajo de los dibujos.

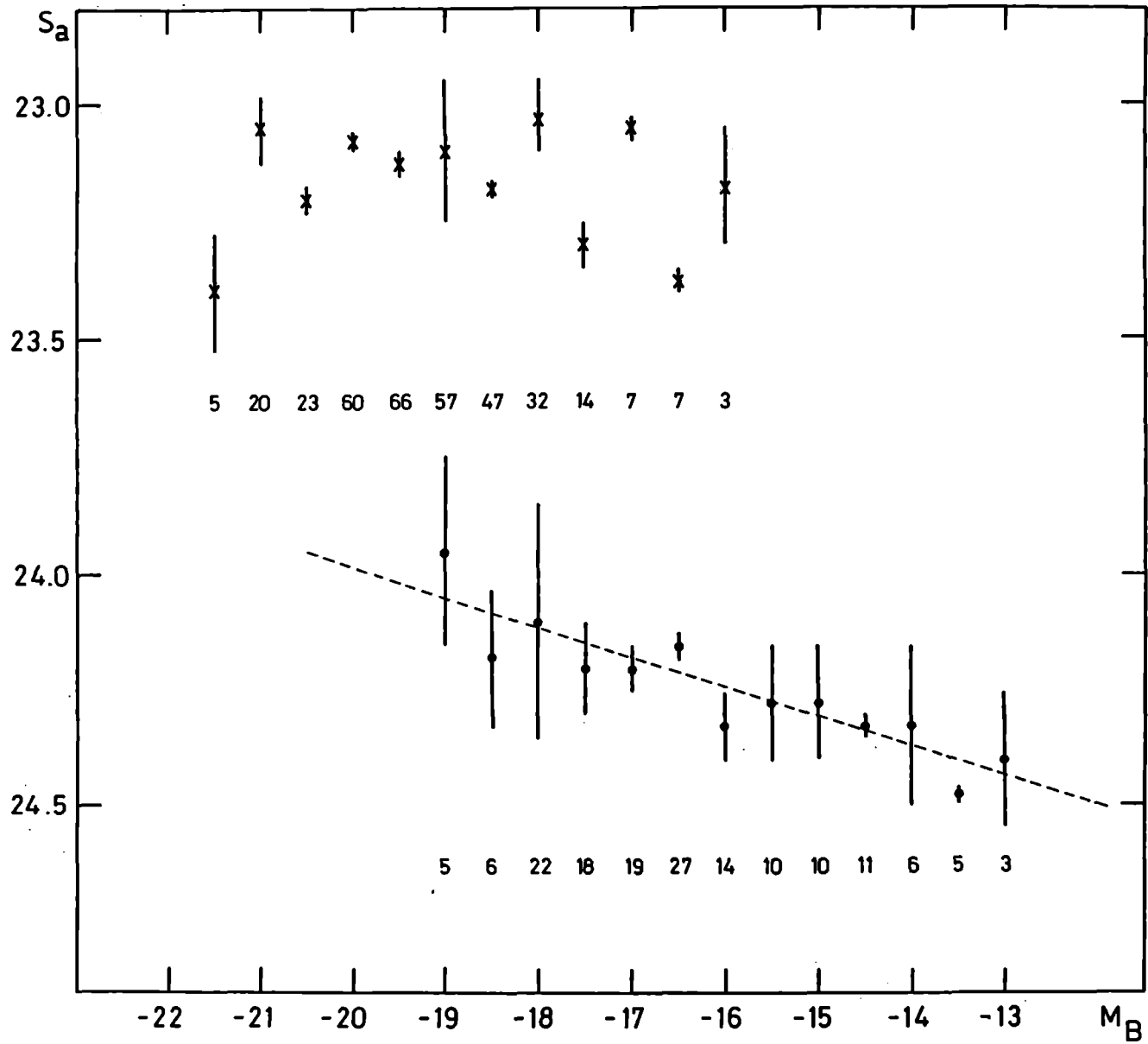


FIG. III.11 - Similar a la Fig. III.10, donde el brillo superficial S_a es el corregido, calculado de la magnitud B_T^0 corregida por absorción galáctica e interna.

superficial aparente y la magnitud absoluta, para las galaxias brillantes. En cambio, existe una clara correlación entre ellos para las galaxias enanas DDO. Esta correlación parece mantenerse cuando se divide la muestra de galaxias enanas DDO en los tipos morfológicos 9 y 10, aunque el número de objetos no es lo suficientemente grande como para decir nada concluyente respecto a esta división. No hay tampoco diferencia en los resultados cuando tomamos solo galaxias con V_0 mayor que 500 km s^{-1} , o cuando en vez de S_a tomamos S_b , el brillo superficial corregido, calculado a partir de B_r^0 (ver Figura III.11).

Estos resultados no están de acuerdo ni con la relación encontrada por Holmberg (1958), entre el brillo superficial y la magnitud total para galaxias espirales brillantes del cúmulo de Virgo, ni con la falta de correlación entre estos dos parámetros hallada para galaxias enanas DDO, por de Vaucouleurs et al. (1983). En la Figura III.12 se reproduce, para una mejor apreciación, la relación antedicha encontrada por Holmberg y en la Figura III.13, la hallada por de Vaucouleurs. La línea de regresión promedio está representada en las Figuras III.10 y III.11 por líneas de trazos. La expresión de la línea encontrada para la Figura III.10 es: $S_a' = (0.08 \pm 0.01) M_b + (25.85 \pm 0.18) \text{ mag}/\square''$ con un coeficiente de correlación de 0.91. El nivel de significación de la correlación es alto.

La extensión en las clases de luminosidad, para galaxias de bajo brillo superficial, puede entonces ser apoyada o justificada con la relación entre la magnitud absoluta y el brillo superficial, el cual es independiente de la distancia. Además, de esta relación y de la correlación entre el ancho de la línea de 21 cm y la luminosidad total para galaxias LSB, se deduce que habría una correspondencia entre el ancho de la línea de 21 cm y el brillo

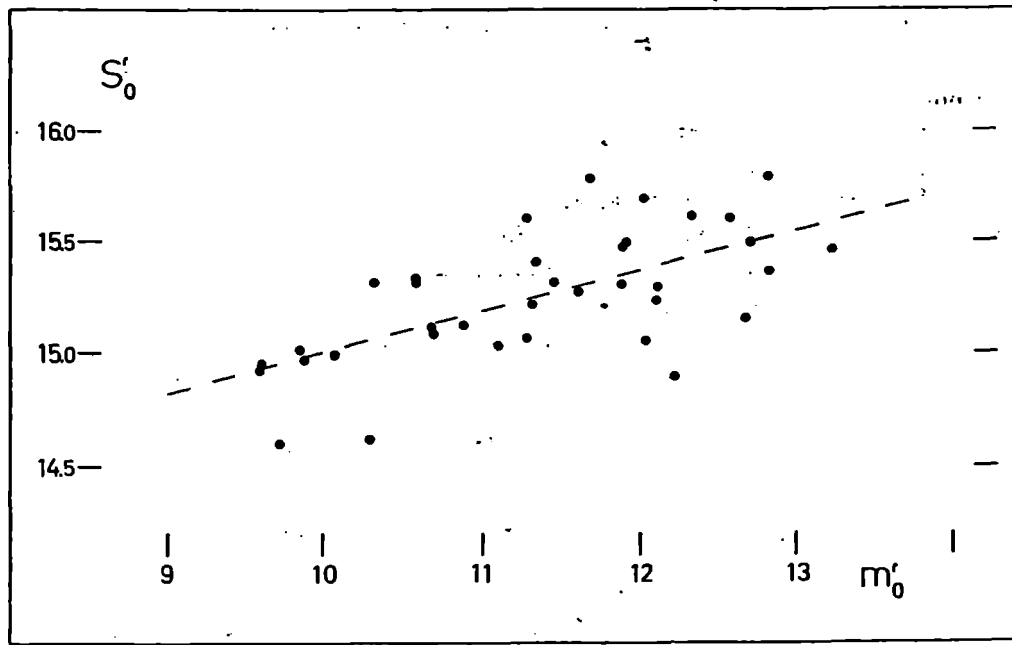
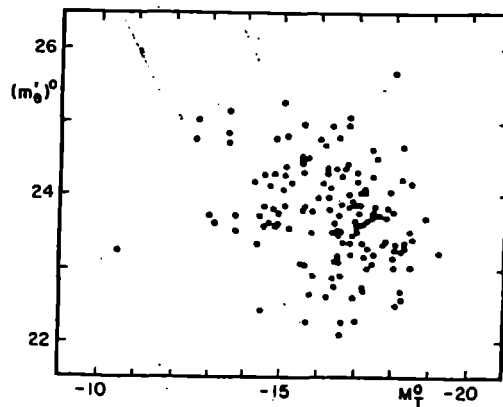


FIG. III.12 - Relación entre la magnitud superficial fotográfica y la magnitud fotográfica, para 36 galaxias espirales del cúmulo de Virgo. La línea de trazos representa la magnitud superficial media como una función de la magnitud total. Holmberg (1958).



superficial, en el sentido de que las galaxias de menor brillo superficial tendrían las velocidades rotacionales mas bajas.

Del mismo modo en que el desarrollo de la estructura espiral de galaxias S es una característica que se relaciona con la escala de distancias, el brillo superficial sería la característica similar para estimar distancias para galaxias que tienen poca o ninguna estructura espiral, es decir, para galaxias DDO o de bajo brillo superficial.

C) INDICADORES TERCIARIOS COMO DETERMINANTES DE LA DISTANCIA

De Uaucouleurs (1979) ha señalado que indicadores terciarios, tales como el diámetro lineal $A(0)$ y la magnitud absoluta M_T , se correlacionan mejor con el índice de luminosidad $\Lambda_c = (L_c + T)/10$ que con el tipo morfológico T solamente, encontrando relaciones lineales entre dichos parámetros hasta $\Lambda_c = 1.65$. Más allá de este límite, las relaciones lineales no se continúan hacia valores bajos de $A(0)$ y M_T . En las Figuras II.3 a II.6, hemos reproducido los gráficos correspondientes a estas relaciones, tal como aparecen publicados por este autor, para 25 galaxias calibradoras (Figura II.3), para 18 galaxias en grupos cercanos (Figura II.4), para 18 galaxias espirales en el cúmulo de Virgo (Figura II.5) y para una muestra de 341 galaxias espirales (Figura II.6). El efecto que se observa en la Figura III.7 se asemeja al producido en estas relaciones. La causa encontrada como resultado del análisis de este efecto, y que se expuso en el apartado anterior, podría estar presente en las correlaciones que muestran las Figuras II.3 y II.6 puesto que L_c se incluye en el cálculo del índice de luminosidad.

Para comprobar la veracidad de esta suposición, hemos reproducido las relaciones entre M_T , $A(0)$ y Λ_c para 151 galaxias

de la muestra de galaxias brillantes, obtenidas de Shostak, de Reif et al., y de Tully y Fisher, segun se explicó, y de la muestra de galaxias enanas DDO. Primeramente hubo que transformar las magnitudes aparentes de las galaxias de Tully y Fisher (1975), medidas en el sistema de Holmberg, a magnitudes corrientes B_T de RC2 segun Bottinelli et al. (1982). También fue necesario pasar las mediciones de los diámetros, de las mismas galaxias, del sistema de Holmberg al medido a la isofota 25 mas D'' , de acuerdo a RC2 corrigiendo además, tanto los diámetros como las magnitudes, por absorción propia y de nuestra galaxia. De esta manera fue posible obtener un conjunto de datos homogéneo entre sí y con relación a los empleados por de Vaucouleurs.

En la Figura III.14 puede verse la correlación entre M_T y Δc , donde se tuvo en cuenta para la determinación del índice de luminosidad los nuevos valores de L_c para algunas galaxias, segun resultados expuestos en el apartado B. La línea llena representa la hallada por de Vaucouleurs para $\Delta c < 1.65$ y la línea de trazos representa el ajuste por cuadrados mínimos de esta muestra. La expresión de esta última recta es: $M_T = (3.2 \pm 0.2)\Delta c - (22.6 \pm 0.3)$, con un coeficiente de correlación de 0.96 y un nivel de significación alto. La diferencia entre ambas rectas no es significativa si tenemos en cuenta los errores involucrados en los cálculos. Se puede ver en el gráfico una representación por medio de barras de la desviación standard del promedio de M_T para cada rango de Δc . Se decidió construir este tipo de gráfico, donde los parámetros son similares a los utilizados por de Vaucouleurs, a fin de permitir una mejor comparación de los resultados. Segun puede apreciarse, la relación lineal continúa mas allá de $\Delta c = 1.65$ y se mantiene en todo el gráfico.

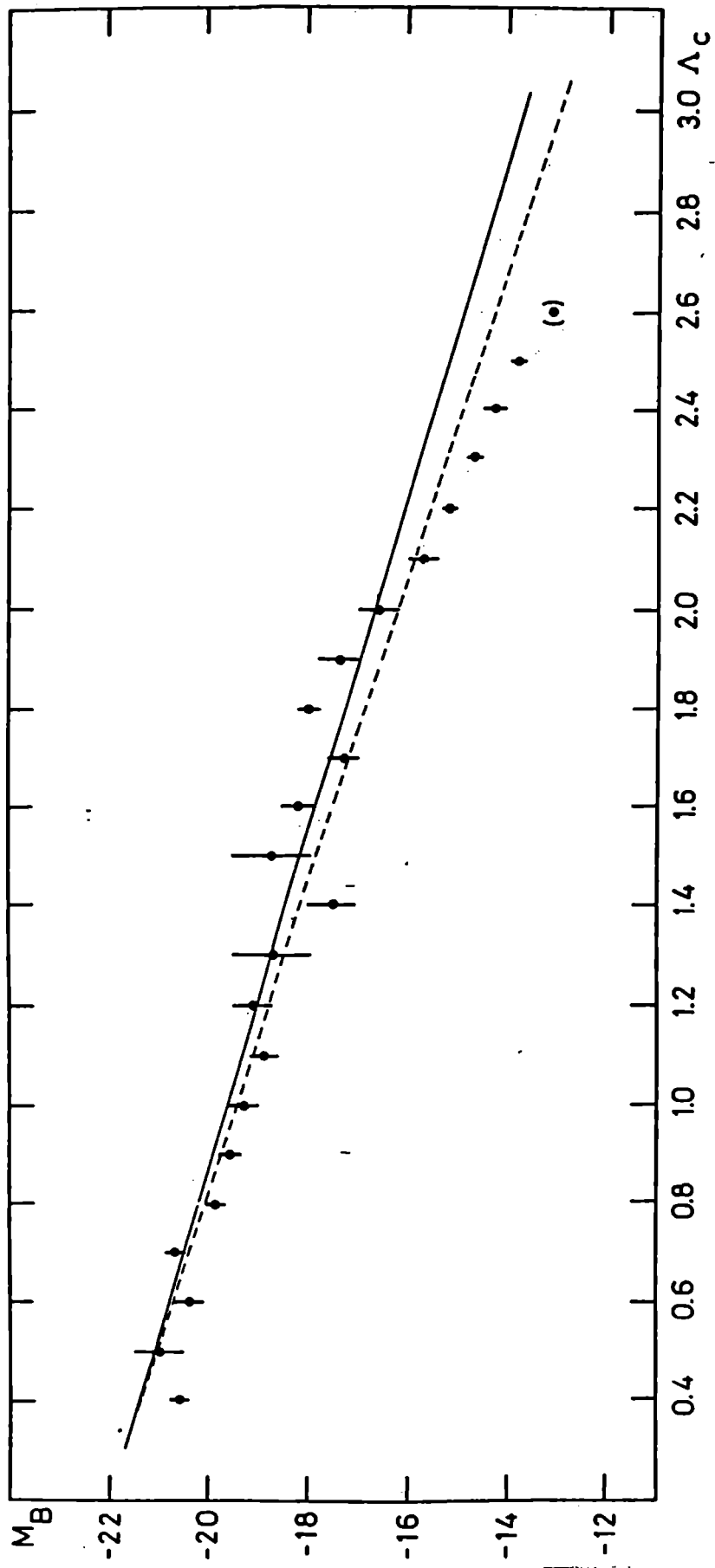


FIG. III.14 - Magnitud absoluta M_B , calculada de la magnitud aparente B_T^0 , de acuerdo a RC2, versus el índice de luminosidad corregido Λ_c , para calibradores locales, galaxias enanas de las listas del DDO y para la muestra de galaxias brillantes de Shostak. Ver el texto para explicación de las líneas llena y de trazos.

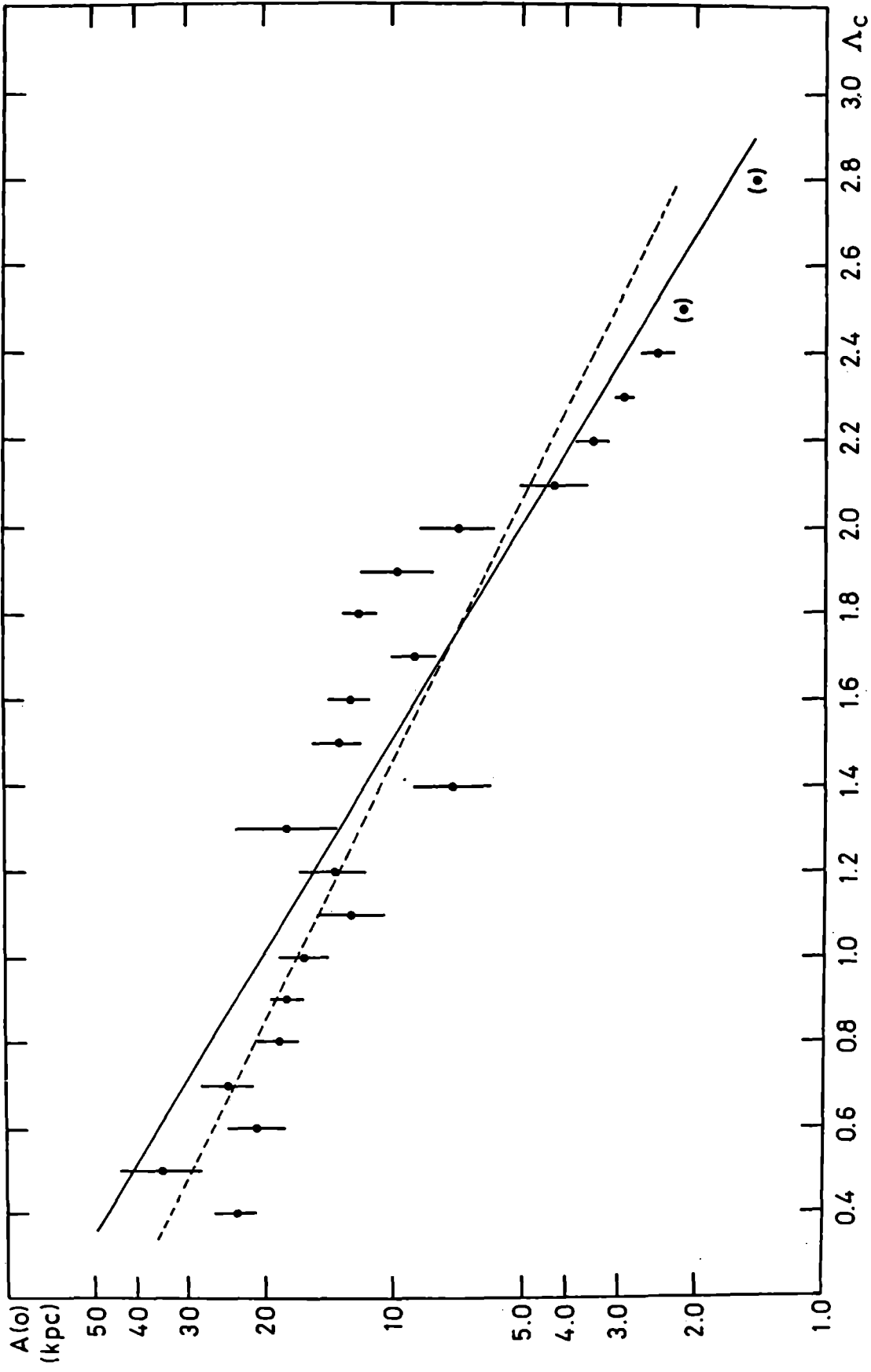


FIG. III.15 - Diámetro lineal $A(0)$ en kpc, versus el índice de luminosidad corregido Λ_c , para las mismas selecciones consideradas en la Fig. III.14.

En la Figura III.15, construida en la misma forma que la Figura III.14, se reproduce la relación entre $A(0)$ y Λ_c . La expresión de la recta de ajuste a nuestra muestra es: $A(0) = (-0.53 \pm 0.06)\Lambda_c + (1.24 \pm 0.09)$, con un coeficiente de correlación de 0.94 y un alto nivel de significación de la correlación. Aquí también puede apreciarse la continuidad de la relación lineal, dentro de los errores presentes, en todo el gráfico. Estos resultados vienen a apoyar lo propuesto en el apartado anterior respecto de la necesidad de extensión de la escala de clases de luminosidad y, como consecuencia de ella, la existencia de una continuidad de ciertas propiedades integrales, desde las galaxias más brillantes hasta las de baja luminosidad y enanas.

III.4-ESTUDIO COMPARATIVO DE GALAXIAS LSB

A) PROPIEDADES GENERALES DE LAS GALAXIAS DE BAJO BRILLO SUPERFICIAL

Van den Bergh (1959) seleccionó galaxias, examinando placas del Palomar Sky Survey, según los siguientes criterios: 1) de bajo brillo superficial; 2) con poca o ninguna concentración central de luz sobre placas rojas y 3) con diámetros mayores de 1'. Estos objetos componen la lista del David Dunlap Observatory (DDO) y se denominan galaxias enanas. Mas tarde Nilson (1973) clasificó galaxias de este tipo dentro del Uppsala General Catalog (UGC). Estos objetos, que son llamados de bajo brillo superficial o galaxias LSB, son en general pequeños por lo que el patrón espiral es, o bien indistinguible, o incompleto, y de apariencia similar a las Irr por lo que es fácil confundir una enana espiral con una

enana Irr.

Por varios años se pensó que estos objetos seleccionados por Van den Bergh eran galaxias enanas, es decir, de tamaño pequeño y brillo superficial bajo (precisamente de esta idea tomaron su nombre) (Hodge, 1971) del mismo tipo que las compañeras de nuestra galaxia o de la galaxia de Andrómeda. Fisher y Tully (1975) sin embargo han demostrado con sus observaciones que esta muestra DDO contiene un gran número de irregulares y espirales de tipo tardío de alta luminosidad intrínseca (M_B entre -17 y -21 , con $M=50$) y grandes diámetros. Existe sin duda una transición continua entre galaxias gigantes o muy luminosas, medianas y enanas. Se ha decidido establecer sin embargo, una demarcación arbitraria entre galaxia enana y aquella que no lo es (Tammann, 1981). En consecuencia una galaxia de bajo brillo superficial puede ser o no enana pero también una galaxia enana, puede tener alto brillo superficial, ya sea en su totalidad o en alguna de sus partes, como en el caso de las galaxias compactas azules.

Se encuentra en las LSB que los discos son inusualmente azules, encontrándose que las galaxias de menor brillo superficial son también las más azules (Strom y Strom, 1977). Esto es comprobado también por Hunter et al. (1982), mediante la relación hallada entre la tasa de formación de estrellas masivas y el color, en el sentido de que las Irr más azules son las de producción estelar más lenta y por lo tanto de menor brillo superficial. Por un lado entonces el bajo valor del brillo superficial en esta clase de galaxias, sugiere que el número de estrellas formadas en la vida de la galaxia no es muy grande y, por otro lado, sus colores muy azules sugieren que, o bien contribuyen predominantemente al color, estrellas formadas en épocas comparativamente recientes (la galaxia

es "Joven") o bien que las estrellas son viejas, deficientes en metales. Con relación a la abundancia de elementos pesados, la medición de la misma en regiones HII en galaxias del grupo local, es baja. Este resultado está de acuerdo con la correlación existente entre la abundancia de elementos pesados y la masa total de las galaxias (Peimbert, 1970; Lequeux et al., 1979; Hunter et al., 1982). Surge entonces la cuestión de si estas galaxias son sistemas jóvenes, formados hace relativamente poco tiempo, o si son sistemas formados al mismo tiempo que el resto de los sistemas extragalácticos, donde la formación estelar ha procedido suavemente durante un tiempo de Hubble. De todas maneras, todo parece indicar que la fracción de gas convertida en estrellas y elementos pesados es baja, suposición que se comprueba con los altos valores de la razón MHI/Lb encontrados.

La función de luminosidad hallada en algunas galaxias del Grupo Local, como por ejemplo en NGC 4822 (Kavser, 1967), en Sextante A (Hoessel et al., 1983), en LMC (Lequeux et al., 1980), presentan una pendiente menos inclinada que la hallada para nuestra galaxia, sugiriendo el hecho de que existiría en estas galaxias LSB una superabundancia de estrellas jóvenes, similar a lo hallado en la Nube Mayor de Magallanes. Otras galaxias, como IC 1613 (Sandage y Katem, 1970), presentan una pendiente similar a la de nuestra galaxia.

Los perfiles de luminosidad para algunas galaxias del grupo local (Hodge, 1971) muestran un decrecimiento exponencial, así como también un decrecimiento de la densidad estelar desde el centro. Parece suceder que las galaxias LSB obedecen a la remarcable correlación general encontrada entre la pendiente del decrecimiento exponencial y la magnitud absoluta de las galaxias. Recientemente

se obtuvieron, por primera vez, fuera del grupo local, los perfiles de luminosidad en 6 galaxias del grupo M81/M82. Se ve que los perfiles son mucho más consistentes con la ley exponencial que con la ley $RE^{(1/4)}$, no habiendo en esto diferencias en los perfiles de luminosidad entre los sistemas Irr y los esféricos (Karachentseva et al., 1984).

Con respecto a la rotación, basada en mediciones del perfil de HI, Tully y Fisher (1975), Thuan y Seitzer (1979), Lonsmore et al. (1982) y otros autores han encontrado que el ancho del perfil para estas galaxias, sobre todo para las Irr, es menor que para las espirales. En general, el valor promedio del ancho para las espirales de LSB son mayores que para las Irr no enanas y a su vez estos son mayores que para las Irr enanas (Lari et al., 1978). La razón M_t/R , con M_t la masa total y R el radio lineal, es proporcional al ancho del perfil, y es aproximadamente 3 veces mayor para las no-enanas que para las enanas, y aún es de 3 a 9 veces menor en estos sistemas que para las Sda-Sa normales. Strom y Strom (1978) sugirieron que la incapacidad de estos sistemas para mantener una estructura espiral, puede deberse al bajo valor del cociente M_t/R . A bajos valores de M_t/R , también son bajos los valores de la velocidad angular relativa del gas respecto a la de la onda de densidad, y también es baja la velocidad relativa del gas perpendicular a los brazos. Las consecuencias son débiles choques, débil compresión, y débil formación estelar inducida por shock galáctico. Esto hace que las LSB no puedan mantener una onda de densidad necesaria para una formación estelar eficiente. Sucedería entonces que el modelo de shock galáctico de la onda de densidad para la formación estelar no es el proceso dominante aquí. Según Hunter et al. (1982), en general el valor de la tasa de

producción estelar encontrado en galaxias Irr, es en algunos casos superior al valor medio hallado para la vecindad solar, dejando en claro que, aún sin brazos espirales (es decir, sin posibilidad de aplicar la teoría de ondas de densidad espiral) o con falta de estímulo externo por medio de colisiones, la formación estelar puede ser muy efectiva en estas galaxias, si es que el cálculo de la tasa de formación estelar es correcto dado que el mismo está basado en la suposición de una función de masa inicial constante. En particular, el cálculo de la tasa de formación estelar para dos de estas galaxias Irr DDO, varía entre una eficiencia de 1/3 hasta 70 veces el valor en la vecindad solar de producción estelar. Davies y Kinman (1984) han hecho un estudio óptico de 4 galaxias cercanas a NGC 1023. El espectro de una de ellas indica que tiene una componente estelar importante, con una edad de aproximadamente $10E9$, mientras que otra parece contener regiones de formación estelar de aproximadamente $10E6$ años. Estos resultados sugieren 'bursts' de formación estelar sobre escalas de tiempo pequeñas. Sin embargo, Strom y Strom (1978), examinando placas ultravioletas, hallaron que el valor de la tasa de producción estelar en los brazos de las LSB es de 2 a 3 veces más pequeñas que en los brazos de las espirales normales. Lequeux (1979), estudiando las tasas de formación de estrellas masivas en galaxias del Grupo Local, encuentra que ninguna galaxia exhibe un valor anormalmente alto o bajo de dicha tasa, de manera que este estudio no favorece la ocurrencia frecuente de 'bursts' de formación de estrellas, aun si en varias regiones de una galaxia la formación estelar fuese más o menos activa. Según estos últimos autores, si alguna galaxia está en este momento exhibiendo un 'burst' de formación estelar, ella es nuestra galaxia. Conclusión que también concuerda con la de Larson

y Tinsley (1978).

Volviendo a la rotación, sucede que muchas de estas galaxias no muestran perfiles clásicos de HI de dos picos sino que presentan en la mayoría perfiles gaussianos, suscribiendo que los movimientos turbulentos o al azar juegan un rol importante en la determinación del ancho del perfil. Según Fisher y Tully (1975), aunque los movimientos ordenados circulares sean importantes, la distribución de masa probablemente sea considerablemente diferente de la de las galaxias grandes. Se sospecha que para estos sistemas no serían válidos los modelos extremos con movimientos al azar, sino más bien serían algo así como movimientos de corrientes ordenadas causados por asimetrías y que dificultarían el modelo. De estudios más detallados de las propiedades globales de galaxias Irr LSB realizados en galaxias del Grupo Local y en otros grupos cercanos, se encuentra que la rotación es el movimiento dominante en estos objetos. Solo en las más pequeñas, en las enanas con magnitudes superiores a -13, los movimientos al azar parecerían ser los movimientos dominantes (Huchtmeier, 1980, 1981). Este autor sugiere entonces que podría hacerse una subdivisión dentro de las galaxias enanas, a aproximadamente la magnitud absoluta -13, donde los sistemas enanos más débiles que este valor tendrían movimientos al azar (como movimientos dominantes), tamaños lineales del orden de 2 kpc y razones $MHI/Lb > 1$. Así tenemos que para la galaxia DDO 154 (Krumm y Burstein, 1984) una curva de rotación linealmente creciente da un adecuado ajuste a los perfiles de HI. Cerca de los 15 kpc de radio, las velocidades al azar son del orden de 10 km/s a lo largo de la visual, comparable a lo observado en muchas galaxias espirales más masivas. Este estudio particular sugiere que la rotación es importante y los movimientos turbulentos no son mejores

que los producidos en las galaxias espirales normales.

Si sucede que los movimientos turbulentos son los preponderantes, el ancho del perfil probablemente no se verá muy afectado por correcciones de inclinación. Lari et al. (1978) muestran que para galaxias Irr enanas y no enanas no se produce disminución alguna del ancho del perfil observado en sistemas vistos más de frente, como sucede en sistemas espirales, donde la rotación dentro de un plano es el movimiento predominante.

Según la comparación entre distribución real del número de galaxias con cierta razón de ejes y la distribución esperada parecería que, sobre todo para las galaxias LSB espirales e Irr no enanas, los sistemas vistos de frente se ven favorecidos en número con respecto a los vistos de canto, aunque para las Irr enanas la distribución es semejante a la esperada desde una orientación al azar de los planos galácticos y una razón axial intrínseca de 0.25 (Lari, 1978; Thuan y Seitzer, 1979). Los autores han visto que no existe correlación de b/a con el brillo superficial, con el diámetro aparente, con el real, con la magnitud aparente, o la real, descartando así la posibilidad de que los resultados sean debidos en parte a efectos de selección.

Como una consecuencia de los valores bajos de la rotación, la masa indicativa, cuyo cálculo depende de la misma, es menor en un factor de 3 a 50 según Thuan y Seitzer (1979 b) y en un factor de 2 según Longmore et al. (1982), en las LSB con respecto a las normales. Sucede además que la masa indicativa es aún menor en galaxias enanas que en las no enanas. Con relación al tamaño, parece ser que el tamaño promedio de las LSB es el mismo que para las Sm normales (Thuan y Seitzer, 1979).

Con relación a la razón M_t/L_b de las galaxias LSB, se puede

encontrar en la literatura resultados bastante diferentes. Por ejemplo, Lari et al. (1978), en base a un estudio del momento angular estimado por Heidmann (1968), llegan al acuerdo de que la razón M_t/L_b es similar para galaxias LSB y para galaxias normales, no habiendo entonces distinción por diferencias en el brillo superficial. A una conclusión similar arribó Shostak (1977). En cambio, de un estudio de la dinámica de galaxias enanas Irr binarias, Lake y Schoomer (1984) encontraron razones M_t/L_b muy altas, del orden de 20 a 5000 M_\odot/L_\odot . Según estos resultados, si tenemos un gran número de galaxias enanas, la masa del universo puede muy bien estar dominada por la materia oscura asociada con ellas. Los resultados de Boersden et al. (1984), en un complejo de objetos con bajo brillo superficial en la dirección del grupo M81 son distintos a los anteriores. Según suposiciones acerca de la estabilidad dinámica del complejo, se da una estimación de su masa sumada, de alrededor de 10^8 masas solares, y de su razón M_t/L_b , de aproximadamente 1.2 (unidades solares).

Con respecto al contenido de HI, algunos autores han encontrado que la cantidad total de HI en galaxias LSB es menor comparativamente que la contenida en las Sm y aún en los sistemas Irr brillantes (Balkowski, 1974; Thuan y Seitzer, 1979a y b). Según Longmore et al. (1982) sin embargo, la cantidad de HI en las LSB sería similar a la de las galaxias normales. De todas maneras, parece haber consenso general en creer que el contenido fraccional de HI (M_{HI}/M_t), para estas galaxias de bajo brillo superficial, es mayor que para los sistemas más brillantes indicando que una menor cantidad de HI ha sido convertido en estrellas; de aquí probablemente su bajo brillo superficial. Esta fracción parece ser todavía menor para las enanas que para las no-enanas.

De un estudio en ciertas regiones HII dominantes, en galaxias Irr de todo tipo, Hunter et al. (1982) encuentran que la eficiencia de producción no parece correlacionarse con las características globales del gas (MHI/Lb , ζ HI, MHI/Mt) por lo que las mismas no serían características dominantes en el proceso de formación estelar, sino que prevalecerían para este proceso las características locales. Esto estaría apoyado por la falta de correlación entre la densidad superficial de HI y el brillo superficial para galaxias LSB (Lonsmore et al., 1982). Sin embargo, Lequeux (1979 a) encuentra, para galaxias del Grupo Local, que la tasa de formación estelar decrece con la fracción MHI/Mt . Por ejemplo, existe un factor de 10 en el valor de esta tasa entre las cercanías solares e I1613. Lequeux (1979, b) encuentra también una correlación entre la tasa de formación estelar por unidad de masa de gas, representada por el cociente Lb/MHI , y la densidad cúbica del gas, en galaxias Irr, en el sentido de que esta tasa decrece con el aumento de la densidad. No se entiende muy bien el significado de esta correlación aparentemente negativa.

Fisher y Tully (1975) y Balkowski (1974) notaron que la razón MHI/Lb es más alta para los objetos DDO que el promedio de las Irr normales. Parece ser además que este cociente es mayor para las enanas que para las LSB no enanas (Thuan y Beitzer, 1979). Lonsmore et al. (1982) compara este cociente en el caso de las LSB con relación a las galaxias normales, para cada tipo morfológico, encontrando en cada caso una razón sistemáticamente más alta para las LSB. Parece evidente que en su historia pasada han tenido dificultad para convertir una fracción importante del gas en estrellas. Parece haber además una dependencia de esta razón con la magnitud absoluta, aunque los errores en magnitud aparente son

grandes (Fisher y Tully, 1975). Esta dependencia es en el sentido de que sistemas más luminosos, tendrían menor MHI/Lps, lo que Balkowski(1973) ya había notado.

La extensión promedio del HI en galaxias Irr, es cercana al diámetro de Holmberg (Huchtmaier et al., 1981). Son frecuentes sin embargo las envolturas extendidas del gas neutro en galaxias enanas. Krumm y Burstein (1984) han hecho un estudio exhaustivo del HI dentro de la galaxia DDO 154. Este revela que esta galaxia está embebida en un disco de HI de al menos siete veces el tamaño óptico. Las razones MHI/Lb y MHI/Mt son cuantitativamente altas aún dentro de cuatro radios ópticos, haciendo que DDO 154 sea una de las galaxias más ricas en HI conocidas. Estos resultados no constituyen una novedad sin embargo, ya que la gran extensión del gas en galaxias Irr es conocida en otros casos, como por ejemplo en IC 10, DDO 236, DDO 75, etc (Huchtmaier, 1980) Materne, 1980).

La función de luminosidad para las LSB fue estudiada por Lari et al. (1978), concluyendo que las galaxias de bajo brillo superficial no-enanas, no pueden contribuir con una gran fracción de la masa total de galaxias en el Universo. Lo que parece suceder es que la densidad de galaxias Irr respecto a la de galaxias espirales, es mayor para las LSB que para las galaxias normales, indicando que, o bien hay una disminución del número de galaxias espirales LSB producido por la dificultad de detección de la estructura espiral en estos objetos de pequeño tamaño y bajo brillo superficial, aumentando así el número de galaxias clasificadas como sistemas Irr, o bien esta diferencia es real, indicando que el bajo brillo superficial y la baja luminosidad total son factores importantes para evitar o impedir el desarrollo de la estructura espiral.

Lonsmore et al. (1982) dedican su trabajo al estudio de correlaciones entre las propiedades integrales de las galaxias LSB por ellos observadas. No hallan diferencias importantes entre las galaxias LSB y las normales, en cuanto al comportamiento de las propiedades integrales con el tipo morfológico, a excepción de la densidad superficial aparente de HI. Encuentran que esta cantidad no presenta correlación alguna con el tipo morfológico, situación que parece ser distinta a la encontrada en las galaxias brillantes (Balkowski, 1973). En cuanto a la relación entre el tamaño real y el ancho del perfil corrodido (relación Tully y Fisher) encuentran que, para un mismo ancho, las galaxias LSB son alrededor de 1.6 veces más grandes que las normales, resultado concordante con el de Romanishin et al. (1983); o bien que, para el mismo tamaño, la rotación es 1.4 veces menor, esto último consistente con el hecho de que son menos masivas. Thuan y Seitzer (1979b) hallan resultados similares.

Con respecto a la relación Tully y Fisher entre el ancho del perfil y la luminosidad, las galaxias LSB parecen obedecer la misma relación encontrada por estos autores para galaxias brillantes normales, disponiéndose en el gráfico a continuación de las galaxias normales (Lonsmore et al., 1982; de Vaucouleurs et al., 1983). La relación Tully y Fisher para magnitudes infrarrojas (magnitudes $H=1.6 \mu$), hallada para galaxias normales por Aaronson et al. (1979), fue también estudiada por Romanishin et al. (1982) para galaxias de bajo brillo superficial. Estos autores encuentran gráficamente un apartamiento entre la posición de estas galaxias LSB con respecto a la recta obtenida para la relación en galaxias normales, en el sentido que las LSB parecen tener más altos valores de la rotación para una luminosidad fija o, alternativamente, más

baja luminosidad para un ancho del perfil fijo con respecto a las galaxias normales.

Altschuler et al. (1984) observaron, en 1405 MHz, 90 galaxias enanas tomadas de los catálogos UGC y DDO, encontrando posible detección en solo 6 de ellas. Los resultados sugieren que, en cuanto a las propiedades del continuo, las galaxias enanas se comportan como una continuación de las galaxias espirales normales, situación diferente a la encontrada por Klein et al. (1983, 1984) en galaxias enanas azules compactas, a las que observo en 2.0 y 6.3 cm. Estos autores hallaron que en promedio, la razón luminosidad en radio a luminosidad óptica es alrededor de 10 veces más alta que para espirales normales. En general, esta razón parece aumentar con el color azul. El espectro en el continuo de radio de estas galaxias parece ser significativamente chato, sugiriendo una fracción baja de radiación sincrotrónica, es decir, que la emisión térmica del gas ionizado es la dominante.

Se cree que las LSB son estados quietos de las galaxias azules compactas, llamadas por Sargent y Searle (1970, 1972) "regiones HII extragalácticas". Estas galaxias azules compactas constituyen parte de las listas de galaxias de Zwicky y Markarian. Existe similitud en la cantidad de HI en estas últimas y las LSB (Thuan, 1979; Gordon y Gottesman, 1981). Sucede también que el valor promedio del ancho del perfil es parecido en ambos tipos de galaxias (Balkowski, 1974; Thuan, 1979). Se sugiere entonces (Searle et al., 1973), que las galaxias enanas pasan su vida fluctuando alternativamente entre estados de producción estelar "activa", detectándose las entonces como galaxias compactas azules, y estados sin formación estelar abundante, o también llamados estados "quietos", donde se las hallaría como galaxias de bajo

brillo superficial. El período durante el cual permanecen 'activas', es comparable con el tiempo de vida de un 'burst', y Gerola et al. (1980) han mostrado que los sistemas pequeños pueden experimentar fácilmente fluctuaciones en la formación estelar, considerando el modelo de formación estelar de auto-propagación estocástica, el cual conduce a un modelo de formación a través de 'bursts'.

Cabría responder aún a bastantes interrogantes respecto de estas galaxias de brillo superficial bajo. Por ejemplo, conocer cual es la frecuencia de ellas con respecto a sistemas grandes o brillantes y si existe alguna conexión entre ellas; si se hallan preferentemente en grupos, o bien aisladas; si la función de luminosidad para las LSB es consistente con la de las galaxias brillantes; si es verdad que las azules compactas sean galaxias LSB que estén pasando por un momento de intensa formación estelar y, en tal caso, llegar a conocer el mecanismo que disparó la formación estelar, o, en general, cuál es el modo para la formación estelar en estas galaxias.

Es necesario conocer mejor las distancias para hacer estimaciones mas precisas de los parámetros dependientes de ellas, sobre todo en sistemas fuera del grupo local. Se necesitan también mediciones fotométricas de las magnitudes a sistemas standards en galaxias australes. Sería deseable tener también información detallada de la cinemática interna de sistemas representativos, que permita mejorar los modelos existentes para la determinación de las masas. La completitud en las muestras es también algo indispensable para encontrar al fin la contribución porcentual de estos objetos a la masa total del universo.

B) SELECCION DE LA MUESTRA DE GALAXIAS BRILLANTES

Para comparar las propiedades de las galaxias LSB con aquellas de las galaxias brillantes, hemos utilizado una muestra de observaciones de HI de tres grandes relevamientos: Shostak (1978), Reif et al. (1982), y Tully y Fisher (1981). Hemos elegido en particular estos relevamientos porque el número de objetos observados en cada uno de ellos es considerable y, también, porque el ancho del haz de las antenas utilizadas en las observaciones es bastante mayor, en general, que el tamaño aparente de los objetos estudiados, con lo cual el factor de corrección del flujo recibido no sería entonces muy grande. De las galaxias observadas en estos relevamientos, solo hemos considerado aquellas con magnitudes aparentes B_T medidas fotoeléctricamente, según de Vaucouleurs (1976, RC2), o con mediciones de la magnitud corregida en el sistema de Harvard, m_C , en cuyo caso éstas se suponen similares a las magnitudes B_T ya que de la comparación de ambas se deduce que el error más es de 0.25 mag. cuando m_C se supone igual a B_T , sin diferencias sistemáticas evidentes, según Shostak (1978). La restricción en el sistema de magnitudes fue considerada para evitar los errores frecuentes cometidos en las conversiones de magnitud de un sistema de medición a otro. La muestra se limitó a galaxias espirales e Irr, es decir, de tipos morfológicos $T > 0$. Se descartaron las galaxias peculiares, las de detección dudosa, los casos de posible confusión con otra galaxia especialmente cercana y las galaxias catalogadas como enanas según las listas del David Dunlap Observatory que, en realidad, son galaxias de bajo brillo

superficial. La muestra así eleída contiene entonces 389 galaxias brillantes con tipos morfológicos entre S0 e Irr. Las galaxias brillantes observadas en nuestro primer relevamiento, están contenidas dentro de las observaciones de Reif et al. (1982) por lo que no se muestran aquí como una muestra separada del resto.

Para determinar la completitud en los tipos morfológicos de la muestra eleída se construyó el histograma que puede apreciarse en la Figura III.16. Con líneas de trazos se representa, para los tipos morfológicos de 0 a 10, el número de galaxias contenidas en la muestra y, con líneas llenas, 2283 galaxias catalogadas como brillantes en el RC2 (no se consideraron las galaxias identificadas como enanas DDO). De la comparación de ambos histogramas surge que, para $T < 3$ y $T > 8$, el número de galaxias observadas en HI es relativamente inferior al número de objetos catalogados en RC2. Esta característica puede ser debida al hecho de que las galaxias de estos tipos morfológicos contienen relativamente menos cantidad de hidrogeno neutro que las de tipos intermedios 4 5 y 6 (ver Figura I.5), con lo cual se produciría un efecto de selección en el número de objetos detectados en HI, es decir, se vería favorecida la detección en estos últimos.

De las galaxias observadas por Shostak y por Tully y Fisher, 64 son comunes a ambos relevamientos; el mismo número de galaxias comunes se encuentra de la comparación de los relevamientos de Reif y de Tully y Fisher. Las Figuras III.17 y III.18 muestran la comparación de flujos de las galaxias comunes. Como se observa, el acuerdo es bastante bueno en general; los anchos de los perfiles observados no muestran diferencias mayores de 50 km s^{-1} , es decir, del orden de los errores con que se los determinaron. Para las galaxias que figuran en más de un relevamiento, se tomaron en

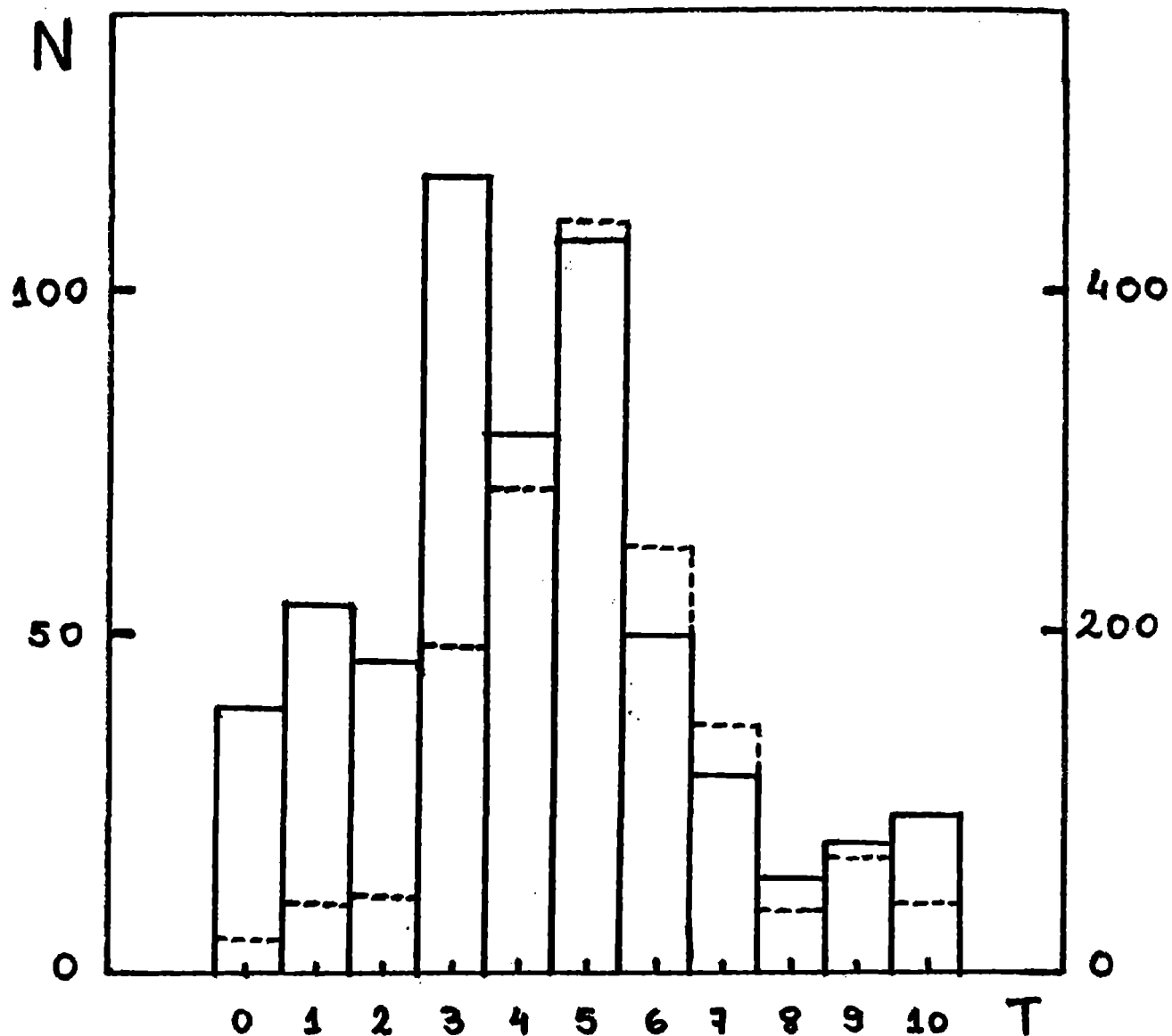


FIG. III.16 - Histograma que representa el número N de galaxias contenidas en la muestra de galaxias brillantes elegida en este trabajo (línea de trazos) y el número de galaxias contenidas en el catálogo de galaxias brillantes (RC2) (línea llena), para cada tipo morfológico T . La escala de la izquierda corresponde al primer grupo, y la de la derecha al segundo.

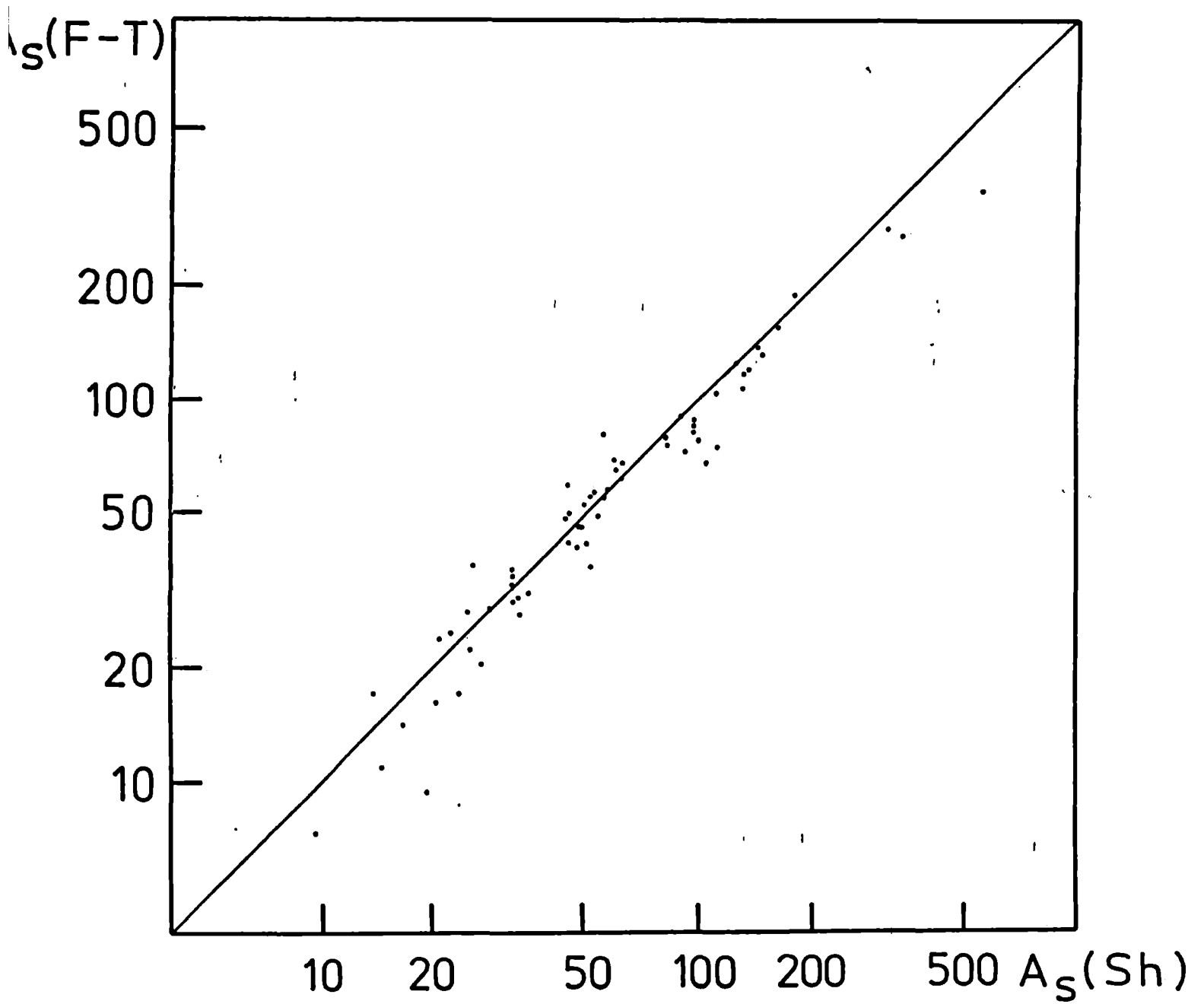


FIG. III.17 - Comparación entre las áreas de los perfiles de HI A_S , en $Jy km s^{-1}$, de 64 galaxias observadas por Tully y Fisher (1981) ($A_S(F-T)$) y por Shostak (1978) ($A_S(Sh)$).

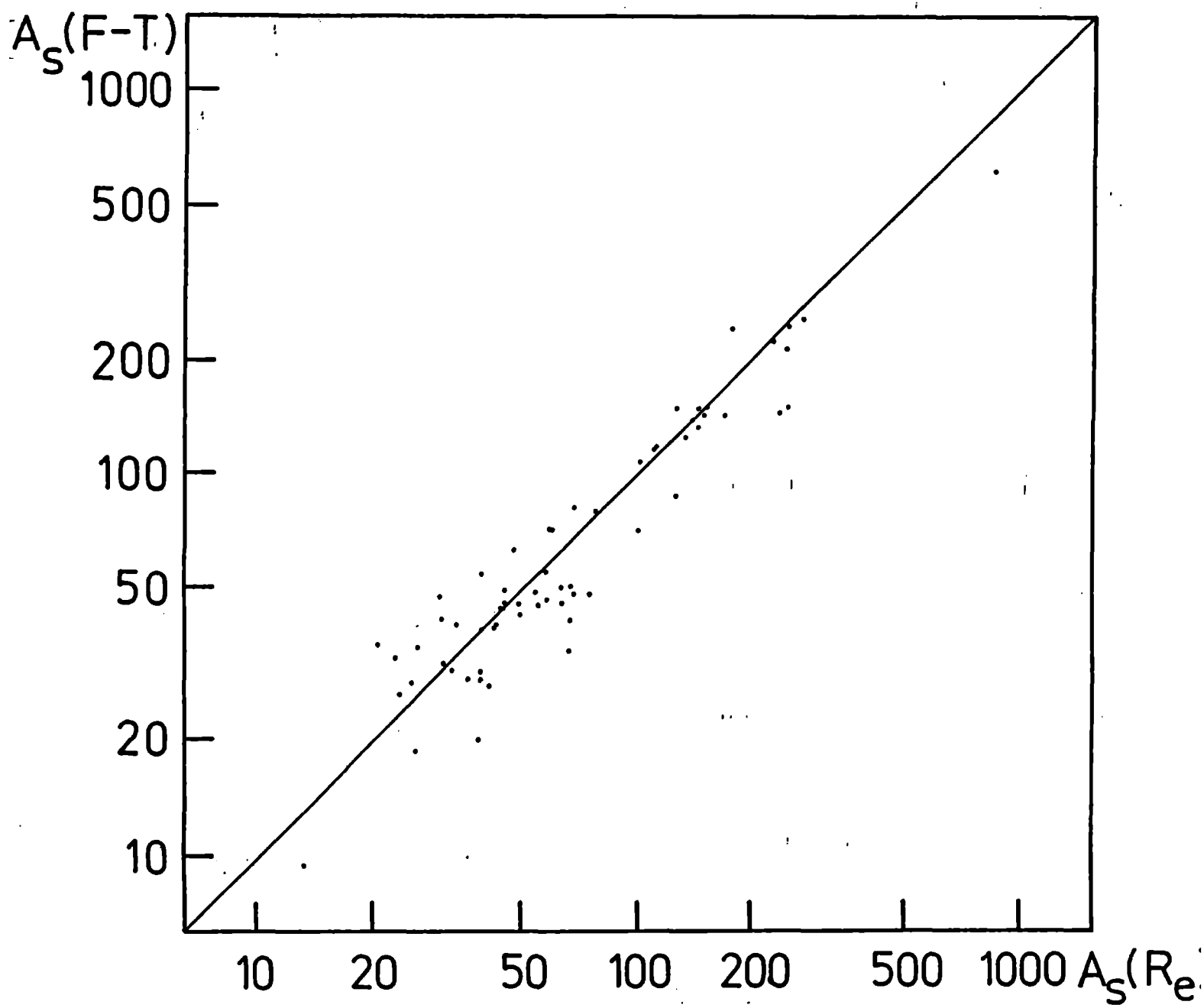


FIG. III.18 - Comparación entre las áreas de los perfiles de HI A_S , en $Jy km s^{-1}$, de 64 galaxias observadas por Tully y Fisher (1981) ($A_S(F-T)$) y por Reif et al. (1982) ($A_S(R_e)$).

consideración los valores promedios para el flujo integrado y para el ancho del perfil, con igual peso para ambas mediciones.

C) SELECCIÓN DE LA MUESTRA DE GALAXIAS LSB

Además de las 23 galaxias LSB observadas en este trabajo y representadas en la Tabla III, donde 6 de las mismas según vimos son enanas, hemos considerado para esta muestra las observaciones de Tully y Fisher (1975) de galaxias de la lista del DDO. Estas últimas contienen 164 galaxias, de las cuales, según su definición, 21 son galaxias enanas. Los datos ópticos los hemos obtenido del RC2 y, dado que la magnitud aparente en el sistema B_T no está disponible para casi ninguno de estos objetos, hemos tomado el valor de la medición de estos autores en el sistema de Holmberg (1958) y hemos reducido estas medidas al sistema de magnitudes B_T , según fórmulas de transformación de Bottinelli et al. (1982). La muestra total se compone entonces de 187 galaxias LSB, conteniendo 27 galaxias enanas.

D) COMPARACIÓN DE PROPIEDADES INTEGRALES ENTRE GALAXIAS LSB Y BRILLANTES

La característica distintiva de las galaxias LSB es precisamente su bajo valor del brillo superficial. Este estudio está dirigido hacia una comparación entre ciertas propiedades de las LSB y de las galaxias brillantes a través de una discriminación entre los diferentes valores del brillo superficial de toda la

muestra, con el fin de encontrar diferencias o analogías entre estos dos grupos de galaxias.

Vamos a comentar primero cual es la forma utilizada aquí para calcular el brillo superficial y ver cual es su posible significado físico. El brillo superficial lo estimamos de la razón $L_b/A(0)^2$ donde L_b es la luminosidad determinada de B_T^0 , magnitud aparente corregida por absorción galáctica e interna, la última a través de la ley $\cos^2 i$, según RC2. Aunque el cálculo de la absorción interna puede contener errores no muy bien conocidos, el valor aproximado obtenido sirve para una primera estimación de la luminosidad total de la galaxia vista de frente. De todas maneras, esta luminosidad por unidad de área tiene seguramente más conexión con las características físicas generales que el brillo superficial aparente, el cual representa a las características observables en las galaxias tal como aparecen en las placas. En el caso de galaxias de tipo tardío, con poca o ninguna componente esferoidal, la L_b proviene sin duda de la componente de disco, donde la formación estelar y la existencia de material estelar joven caracterizan la luminosidad emitida. En el caso de las Irr estudiadas por Hunter et al. (1982), el brillo superficial está directamente correlacionado con la eficiencia o tasa de producción de estrellas masivas por unidad de área pues el modo de calcular esta tasa se basa en el flujo de emisión en $H\beta$, el cual representa al material ionizado debido a estrellas muy masivas y son estas estrellas las que contribuyen principalmente a la luz azul observada. La Figura III.19 muestra la razón K entre la luminosidad del disco y la luminosidad total en luz azul de galaxias espirales con perfiles de luminosidad conocidos para cada tipo morfológico (Freeman, 1970). Según puede verse en la Figura, el valor de K es

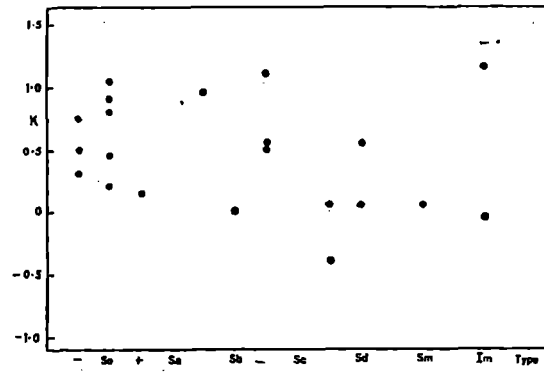


FIG. III.19 - Raz3n entre la luminosidad del disco y la luminosidad total de galaxias espirales, K, en magnitudes, versus el tipo morfol3gico. (Freeman, 1970).

en general grande y no depende del tipo morfológico. Se puede decir entonces que, para el caso de las galaxias espirales, la mayor parte de la luminosidad emitida en el azul proviene de la Población I o de disco, allí donde se encuentra el material más joven de la galaxia (de Vacouleurs, 1958, Freeman, 1970). Esto quiere decir que las diferencias producidas en la luminosidad por unidad de área, $L_b/A(0)^2$, para galaxias espirales e Irr, son representativas, en promedio, de las diferencias en las condiciones de formación estelar producidas en los discos, es decir, de las diferencias en la tasa de formación estelar. Según Roberts (1963), las galaxias espirales pueden mantener su actual tasa de formación estelar durante algunas unidades de 10^{10} años. Vimos además que la razón MHI/L_b representa la escala de tiempo durante el cual la galaxia consume su HI y lo convierte en material estelar. Si consideramos que en primera aproximación $MHI \sim A(0)^2$ (esta relación vamos a verla de todos modos más adelante), podemos reemplazar MHI por $A(0)^2$ en el cociente MHI/L_b , por lo que la luminosidad superficial $L_b/A(0)^2$ estaría relacionada con la eficiencia de producción estelar, por unidad de área, en las galaxias espirales.

La mayoría de las galaxias LSB, en las listas del DDO son de tipo 8, 9 y 10 y esto se debería a uno de los criterios con que fueron seleccionadas estas galaxias de bajo brillo superficial por van den Bergh (1959), que consistía en requerir poca o ninguna concentración de luz en placas rojas, lo que eliminaría galaxias con cierta componente de "bulse" y favorecería la selección de tipos tardíos. Esta limitación también se encontraría en el catálogo de Nilson (1973) (UGC) dado que este autor aplicó los mismos criterios selectivos que van den Bergh. Lonsmore et al. (1982) incluye en su definición de galaxias LSB a objetos de tipos

tan tempranos como 3 y además, según el mismo autor comenta, existen superposiciones a veces entre los objetos por ellos seleccionados y galaxias catalogadas como débiles NGC o IC. En consecuencia surge que hay: 1) un continuo de valores del brillo superficial donde el límite para la definición de LSB no es muy claro; 2) habría galaxias de bajo brillo superficial en todos los tipos morfológicos, no solamente en los tardíos. Vamos a cuantificar este último punto un poco más. El valor de la luminosidad por unidad de área $L_b/A(0)^2$, para la mayoría de las galaxias de la muestra DDO, varía entre 8 y 23 $L_\odot \text{pc}^{-2}$, solo 5 de las 164 galaxias exceden el límite superior. Pero vemos que, para la muestra de galaxias brillantes, existen objetos con luminosidad por unidad de área, dentro de este rango, para todos los tipos morfológicos (de 0 a 10), sin que hayan sido catalogados por ello como objetos de bajo brillo superficial. En la tabla VI se presenta el número total de galaxias en cada tipo morfológico (N_{total}), el número de objetos dentro de cada tipo con $L_b/A(0)^2$ no mayor de 23 $L_\odot \text{pc}^{-2}$ (tal como las LSB) ($N(\text{LSB})$) y el porcentaje del total que representan estos últimos. Estos datos se presentan para la muestra de galaxias brillantes (columnas 2, 3 y 4), para esta muestra en conjunto con la de objetos LSB (columnas 5, 6 y 7) y para la muestra de galaxias brillantes sumada a las galaxias de bajo brillo superficial observadas por Lonsmore et al. (1982) (columnas 8, 9 y 10). Esta última distinción se hizo en consideración de que la muestra de Lonsmore contiene galaxias de varios tipos morfológicos, sin favorecer selectivamente los sistemas tardíos. Se puede observar en general que, salvo para las galaxias de tipos 0, 1 y 2 (donde la cantidad de datos totales no es demasiado grande y el porcentaje puede variar significativamente) el porcentaje tiende a

Tabla VI - Porcentajes de LSB dentro de las muestras.

T	A			A+B			A+C		
	Ntotal	N(LSB)	%	Ntotal	N(LSB)	%	Ntotal	N(LSB)	%
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
0	5	2	40			40			40
1	9	2	22			22			22
2	11	0	0			0			0
3	48	7	15			15			15
4	71	8	11			11	82	19	23
5	110	17	15			15	132	39	30
6	63	20	32			32	82	39	48
7	36	12	33	43	19	44	51	27	53
8	9	2	22	26	19	73	21	14	67
9	17	6	35	76	65	86	47	36	77
10	10	1	10	114	105	92	47	38	81

A= muestra de galaxias brillantes consideradas en el apartado III.4.B.

B= muestra de galaxias LSB consideradas en el apartado III.4.C.

C= muestra de galaxias LSB observadas por Lonsmore et al. (1982).

aumentar hacia tipos tardíos, donde prácticamente la mayoría son de bajo brillo superficial. Es de notar sin embargo que existen, en prácticamente todos los tipos morfológicos, galaxias que se podrían definir como de bajo brillo superficial ya que estén dentro del mismo rango de $L_b/A(0)^2$ que las definidas como LSB en las listas del DDO.

En las Figuras III.20a a III.20f hemos reproducido la correlación entre el ancho del perfil ΔV_0 y $A(0)$ para galaxias de nuestro relevamiento (Figura III.20a) y para la muestra de galaxias brillantes (Figuras III.20b a f). Las galaxias representadas en estas Figuras tienen ángulos de inclinación mayores que 40° y, en el caso de la muestra de galaxias brillantes, las velocidades son mayores que 500 km s^{-1} . La Figura III.20b muestra esta correlación para toda la muestra de galaxias brillantes. La línea de regresión que se representa desde las Figuras III.20a a III.20f, se describe por $\log A(0) = (1.69 \pm 0.08) \log \Delta V_0 - (3.07 \pm 0.20)$, con un coeficiente de correlación de 0.66 y un alto nivel de significación de la misma. Esta expresión es obtenida con los datos de la muestra total de galaxias brillantes (Figura III.20.b), y es muy similar a la encontrada por Shostak (1978).

En la Figura III.20a se muestra la correlación para las galaxias listadas en la Tabla III. Los puntos rodeados por círculos identifican a las galaxias LSB. Todos los puntos, a excepción de uno, se encuentran por encima de la línea de regresión. Un caso extremo es 1259.5-5002, que ha sido ya mencionado, el cual tiene muy baja velocidad de rotación para su tamaño. La distancia promedio de los valores de los ΔV_0 entre los puntos para las LSB y la línea llena, que representa a las galaxias brillantes, es de 0.22, el cual es aproximadamente dos veces el valor hallado por

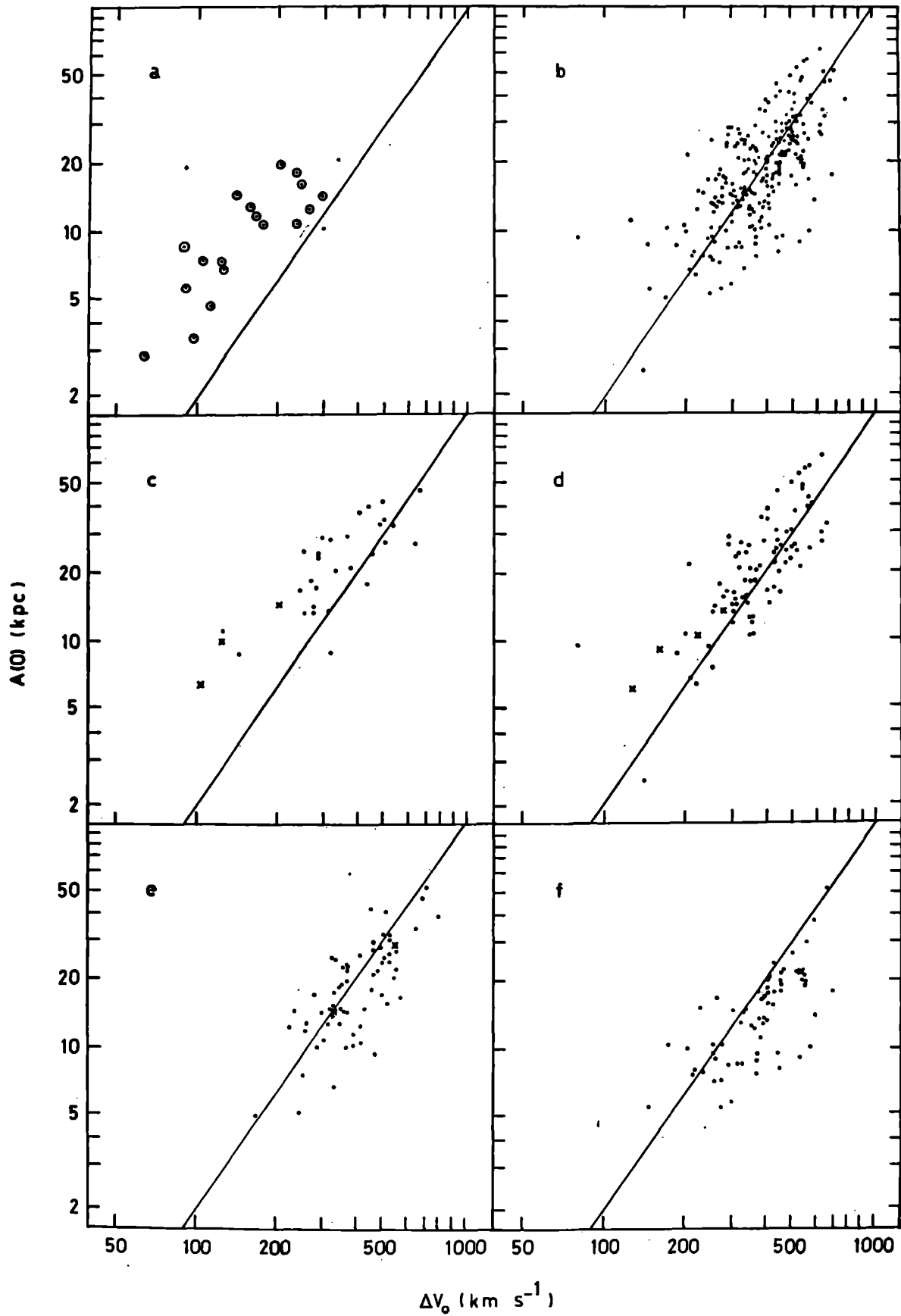


FIG. III.20 - Correlación entre el tamaño lineal $A(0)$, en kpc, y el ancho del perfil corresido ΔV_0 , en km s^{-1} , para galaxias de nuestro relevamiento (a), para la muestra de galaxias brillantes (b), y para las galaxias brillantes representadas en (b), separadas en los rangos de $L_b/A(0)^2$ de 0 a 20 (c), 20 a 30 (d), 30 a 40 (e) y más de 40 L_b/pc^2 (f). Ver explicación de los símbolos en el texto.

LHGMW aunque el número reducido de datos en nuestra muestra nos dice que probablemente esta diferencia no sea significativa.

En las Figuras III.20c a III.20f se muestra la correlación que estamos tratando, utilizando la muestra de galaxias brillantes, para distintos rangos del brillo superficial. Los rangos de $L_b/A(0)^2$ en cada Figura fueron elegidos arbitrariamente y son: de 0 a 20, de 20 a 30, de 30 a 40 y más de 40 $L_0 \text{ pc}^{-2}$ (Figuras III.20c a III.20f, respectivamente). Estas Figuras muestran claramente la dependencia entre la distribución de puntos y el rango de $L_b/A(0)^2$ considerado y también la continuidad de tal dependencia. El corrimiento experimentado en estos gráficos puede deberse ya sea a una disminución en el valor de la rotación a medida que el brillo superficial baja, a un aumento en el valor del tamaño real, o a ambas causas. Esto lo veremos en detalle en seguida.

En las Figuras III.20c a III.20f, hemos incluido también las galaxias calibradoras, con los datos obtenidos de Tully y Fisher (1977), indicándolas con cruces. Como puede verse, la variación en las posiciones de estos objetos, según la variación de rangos de $L_b/A(0)^2$, sigue la ley general de las galaxias brillantes. Esta dependencia con $L_b/A(0)^2$ podría explicar la diferencia encontrada (no muy bien entendida hasta el momento) entre las pendientes de las rectas de regresión, en este mismo tipo de correlaciones, para estas galaxias calibradoras y para otras galaxias (Tully y Fisher, 1977; Shostak, 1978) (ver Figuras I.9, I.10 y I.11).

Balkowski (1973) ha mostrado que las propiedades integrales de las galaxias dependen de dos parámetros, uno de los cuales es básicamente la luminosidad (ver Figuras I.5, I.6 y I.7). Balkowski et al. (1974) han demostrado que para galaxias LSB esta dependencia con la luminosidad se continúa. La división que hacemos aquí en la

muestra, según rangos del brillo superficial $L_b/A(0)^2$, no tiene relación con lo hallado por Balkowski dado que no existe, al menos para las galaxias brillantes, dependencia alguna entre $L_b/A(0)^2$ y la luminosidad total (ver Figuras III.10 y III.11).

Volviendo a las Figuras III.20c a III.20f, y con respecto a la distribución de puntos sobre el valor de $L_b/A(0)^2$, vemos que la ordenada al origen cambia de valor mientras que la pendiente permanece aproximadamente igual. Este hecho indica una dependencia de $A(0)$, no solo con ΔV_0 sino que también con $L_b/A(0)^2$. Calculamos la ordenada al origen por medio de líneas de regresión de pendiente constante e igual a 1.69, la hallada en la recta de regresión general, para distintos rangos de $L_b/A(0)$, extendiendo un poco el número de rangos utilizados en las Figuras III.20c a III.20f. Estos rangos son de 0 a 20, de 20 a 30, de 30 a 40, de 40 a 50, de 50 a 60, y mas de 60 $L_0 \text{ pc}^{-2}$. En cada rango se calculó el valor promedio de $L_b/A(0)^2$ y el valor de la ordenada al origen de la recta de ajuste. Estos valores se graficaron en la Figura III.21. La relación entre estos parámetros es de la forma:

$$\log L_b/A(0)^2 = (-2.19 \pm 0.06)b - (5.18 \pm 0.17) \quad (1)$$

Si reemplazamos la pendiente b , estimada en esta relación, en la ecuación que relaciona $A(0)$ con ΔV_0 , que es:

$$\log A(0) = 1.69 \log \Delta V_0 + b \quad (2)$$

nos encontramos con una expresión general:

$$\log L_b = 3.7 \log \Delta V_0 - 0.2 \log A(0) + 0.8 \quad (3)$$

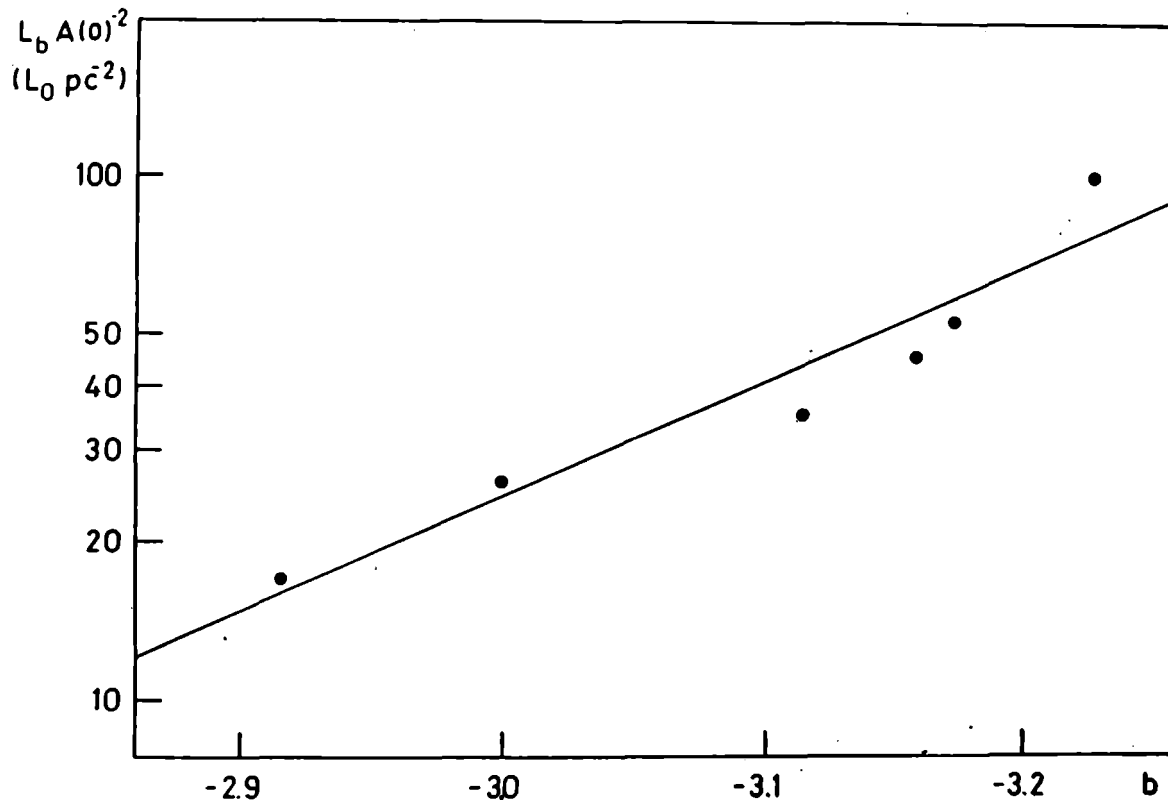


FIG. III.21 - Relación entre la pendiente b de la recta de regresión lineal que ajusta la dependencia entre el tamaño $A(0)$ y el ancho del perfil ΔV_0 , para diferentes valores promedio de $L_b/A(0)^2$.

o también

$$M_b = -9.3 \log \Delta V_0 + 0.5 \log A(0) - 3.4 \quad (4)$$

Como puede apreciarse en estas dos últimas fórmulas, L_b parece depender de dos parámetros: ΔV_0 y $A(0)$. Véase sin embargo que los errores estimados en la determinación de la ordenada al origen b están dentro del factor 0.2 que afecta el $\log A(0)$ en (3), o sea que es posible que L_b dependa solamente de la rotación y no tenga dependencia alguna con el tamaño.

Con respecto a lo encontrado en la Figura III.20a, diremos que varios autores, como ya mencionamos en la parte introductoria, han hallado que el ancho del perfil de las LSB es, en promedio, menor que para las espirales tardías normales, manteniendo en promedio igual valor del tamaño que estas últimas. Esto explica porque las LSB en esta Figura se ubican por encima de la recta promedio de las galaxias brillantes. Lo que aquí se encuentra como novedad es que el mismo efecto se produce en las galaxias 'brillantes'.

Veamos si el origen de este desplazamiento en la muestra de galaxias brillantes es similar al de las galaxias LSB, es decir, que la rotación en promedio disminuye para las galaxias con menor brillo superficial.

Dado que el número de objetos de la muestra es grande, pero no lo suficientemente grande como para considerar una división por tipo morfológico, además de las divisiones según los rangos de brillo superficial ya efectuados en la Figura III.20, aquí hemos decidido hacer una sola división en los valores del brillo

superficial $L_b/A(0)^2$: de 0 a 30 y de más de 30 L_0/pc^2 .

Todos los gráficos siguientes, salvo que se especifique lo contrario, se han construido de la siguiente manera: los valores promedios de la variable considerada en cada caso, para las galaxias brillantes de la muestra, se representan con puntos cuando el brillo superficial se ubica en el primer rango y con una X cuando se ubica en el segundo; los círculos corresponden a galaxias LSB no enanas de nuestra muestra, los cuadrados representan a las LSB que se consideraron como enanas, los triángulos a las galaxias LSB no enanas de la lista del DDO observadas por Tully y Fisher (1975) y los triángulos invertidos a enanas de la misma muestra observada (la definición de enana es la misma aquí que la dada por Tammann, 1980). En estas galaxias LSB no se ha hecho distinción por brillo superficial pues en su gran mayoría tienen, como ya dijimos, rangos $L_b/A(0)^2$ entre 0 y 30 $L_0 pc^{-2}$. El número de galaxias involucradas en el valor promedio representado se indica también en cada figura. Las barras de error corresponden al error cuadrático del promedio. Cuando en los parámetros empleados interviene la distancia, hemos considerado solo galaxias con velocidades de recesión superiores a los 500 $km s^{-1}$; en aquellos en donde interviene el ancho del perfil, sólo consideramos las galaxias con inclinaciones superiores a 40° .

Según vimos en las Figuras III.10 y III.11, el brillo superficial para galaxias espirales no depende de la luminosidad total. Este resultado puede verse también en la Figura III.22, donde se nota que la luminosidad, en promedio, es la misma para cualquier valor del brillo superficial para tipos tempranos e intermedios, pero que varía notablemente con el brillo superficial para tipos tardíos 9 y 10, en el sentido que los sistemas de más

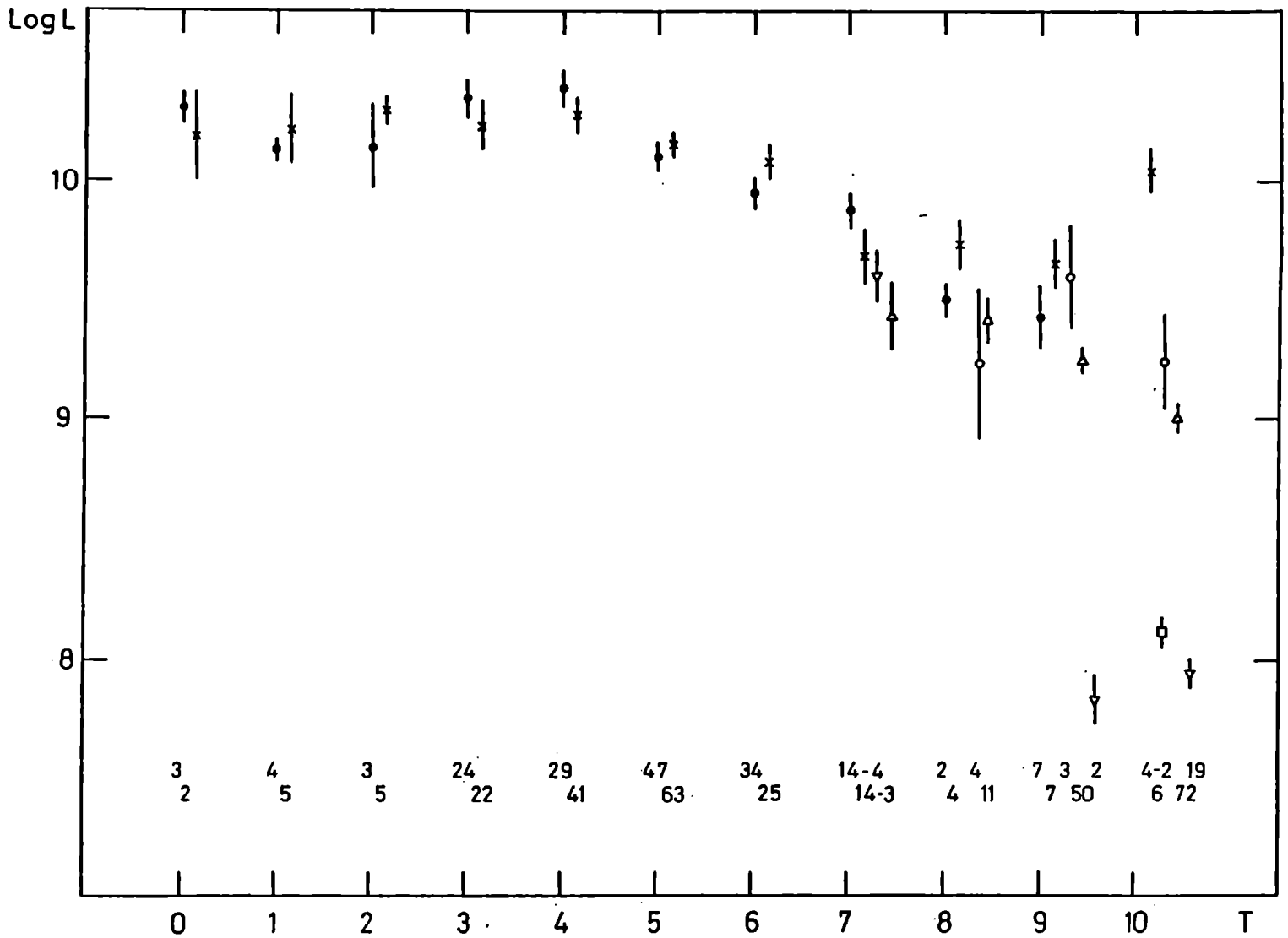


FIG. III.22 - Representación de los valores promedio de la luminosidad total L_b , en L_\odot , calculada de R_T^0 , versus el tipo morfológico T , para galaxias brillantes de la muestra con rangos de $L_b/A(0)^2$ entre 0 y $30 L_\odot/pc^2$ (.), para los objetos de la misma muestra con valores de $L_b/A(0)^2 > 30 L_\odot/pc^2$ (X), para las LSR no enanas listadas en la Tabla III (o), para las LSR enanas listadas en la misma Tabla ([]), para las LSR no enanas observadas por Tully y Fisher (1975) de las listas del DDO (Δ) y para galaxias enanas de las mismas observaciones (∇).

bajo brillo superficial son también los menos luminosos. Nótese que la luminosidad promedio para los tipos entre 0 y 5 es aproximadamente la misma. Se ve entonces que los sistemas que tienen comunmente menor eficiencia de producción estelar (tipos 8, 9 y 10), se comportan de un modo distinto al resto de las espirales.

En la Figura III.23 se muestra el valor promedio del los ΔV_0 para cada tipo morfológico T. Se nota en esta Figura que no hay variación de ΔV_0 con el brillo superficial para las galaxias brillantes de tipos morfológicos de 0 a 8, pero sí existe distinción de valores de ΔV_0 para galaxias de bajo y alto brillo superficial de tipos 9 y 10. En la Figura III.24, donde se representan los valores promedios de los $A(0)$ con el tipo T, se puede apreciar que el valor del parámetro $A(0)$ varía según el brillo superficial para galaxias no enanas dentro de los tipos morfológicos de 0 a 8, además de una ausencia de variación de $A(0)$ con $L_b/A(0)^2$ para tipos 9 y 10. Considerando conjuntamente las Figuras III.22, III.23 y III.24, y considerando la relación de Tully y Fisher entre la luminosidad y el ancho del perfil en 21-cm vemos que, para los sistemas de tipos 0 a 8, la luminosidad total promedio es independiente del valor del brillo superficial, luego el valor promedio de la rotación no cambia. El valor del tamaño lineal cambiará con $L_b/A(0)^2$ puesto que con L_b constante el brillo superficial será menor cuanto mayor sea $A(0)$. En cambio, para los sistemas de tipos 9 y 10 la luminosidad total promedio varía con $L_b/A(0)^2$, de aquí que la rotación también depende del brillo superficial. El tamaño lineal no cambia con $L_b/A(0)^2$, puesto que es la luminosidad la que varía con el brillo superficial. Es lo mismo decir que, según un promedio general realizado para cada tipo

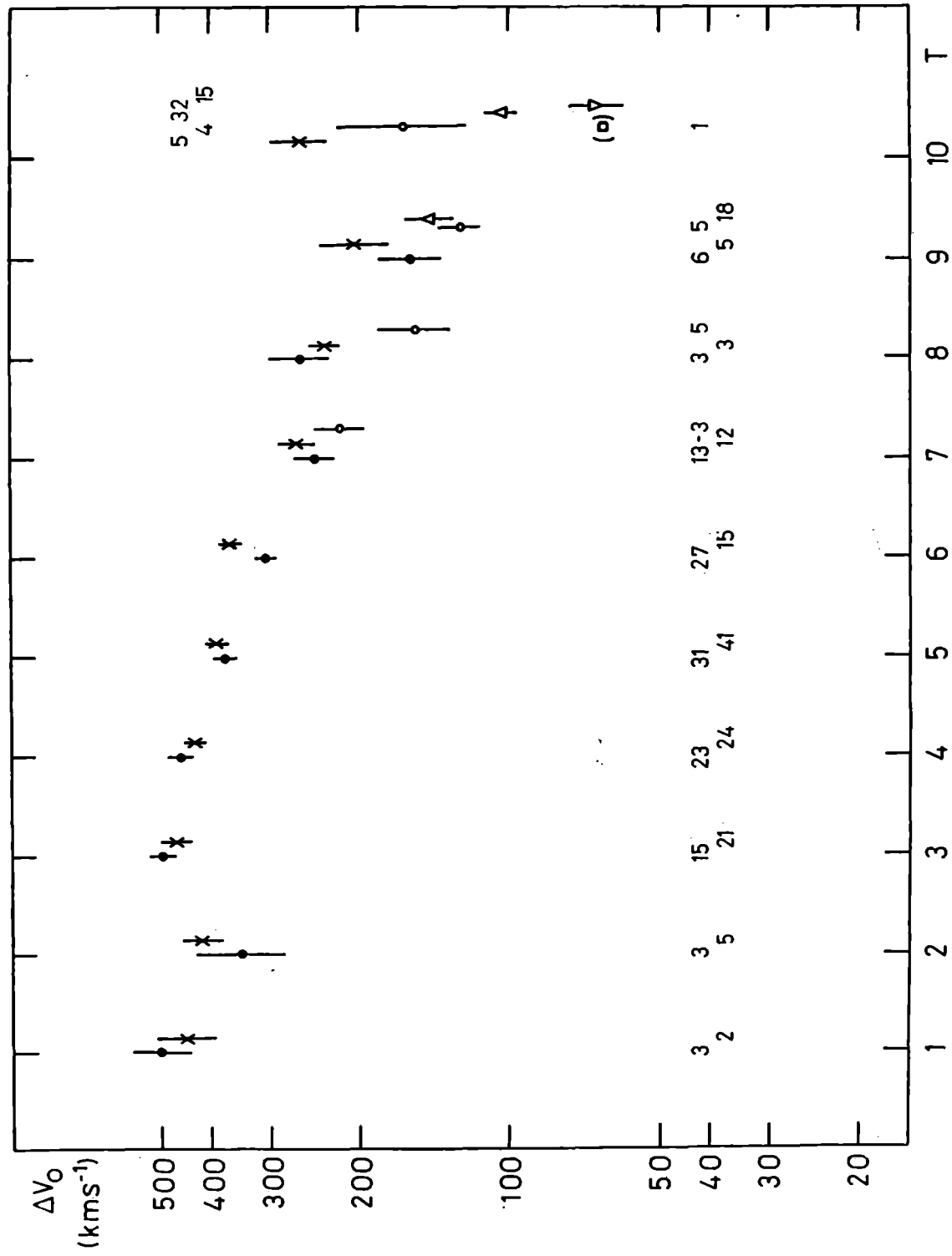


FIG. III.23 - Representación de los valores promedios del ancho del perfil corregido ΔV_0 para cada tipo morfológico T. Ver Fig. III.22 para la explicación de los símbolos.

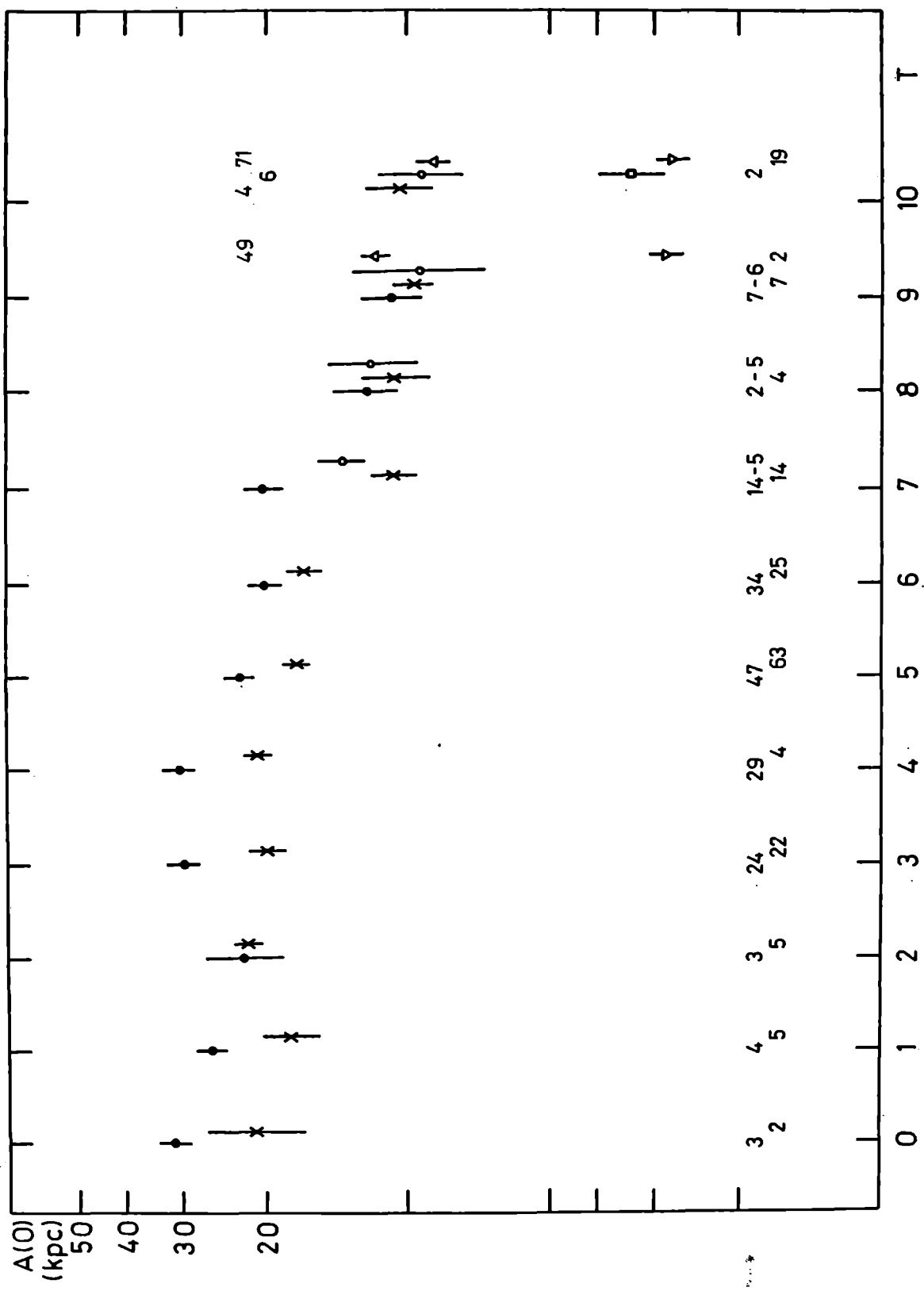


FIG. III.24 - Representación de los valores promedios del tamaño lineal $A(0)$, en kpc, para cada tipo morfológico T. Ver Fig. III.22 para la explicación de los símbolos.

morfológico, parecería ser que el valor promedio de la rotación y de la cantidad de energía luminosa producida (L_b) son las mismas para galaxias con diferentes valores de la eficiencia de producción estelar por unidad de área ($L_b/A(0)^2$), sólo que dentro de este promedio general las galaxias más grandes tienen menor eficiencia de producción por unidad de área que las más pequeñas. En cambio, para los sistemas de tipos 9 y 10 parecería suceder que, según un promedio general, el tamaño es en promedio el mismo para distintos valores de la eficiencia de producción estelar por unidad de área, donde los sistemas más luminosos son los más productivos de material estelar por unidad de área, y también los de más alta rotación.

En la Figura III.25, se muestra la densidad aparente de HI, σ_{HI} , para cada tipo morfológico T, donde se puede ver un aumento del valor de la densidad aparente con el tipo morfológico, lo que fue notado por varios autores anteriormente. No fueron consideradas en este gráfico algunas galaxias de la muestra de galaxias brillantes por entender que el valor individual de las mismas es altamente apartado del valor promedio obtenido con las restantes, lo que hace sospechar de alguna anomalía en la distribución del gas dentro de ellas. Dichas galaxias son: NGC 1532 (T=2), con $\sigma_{HI}=33$; NGC 289 (T=4), con $\sigma_{HI}=43$; NGC 1512 (T=1), con $\sigma_{HI}=33$; NGC 2915 (T=10) $\sigma_{HI}=105$; IC 4662 (T=10) $\sigma_{HI}=73$. Se puede ver, además del aumento de la densidad con T, que la diferenciación por rangos de $L_b/A(0)^2$, en cada tipo, es más evidente cuanto más avanzamos en el tipo morfológico, siendo bien notoria dicha diferencia para tipos tardíos. Este resultado es distinto del hallado por Longmore et al. (1982) quienes no hallan correlación alguna entre el brillo superficial y la densidad aparente de HI. Notamos que el área,

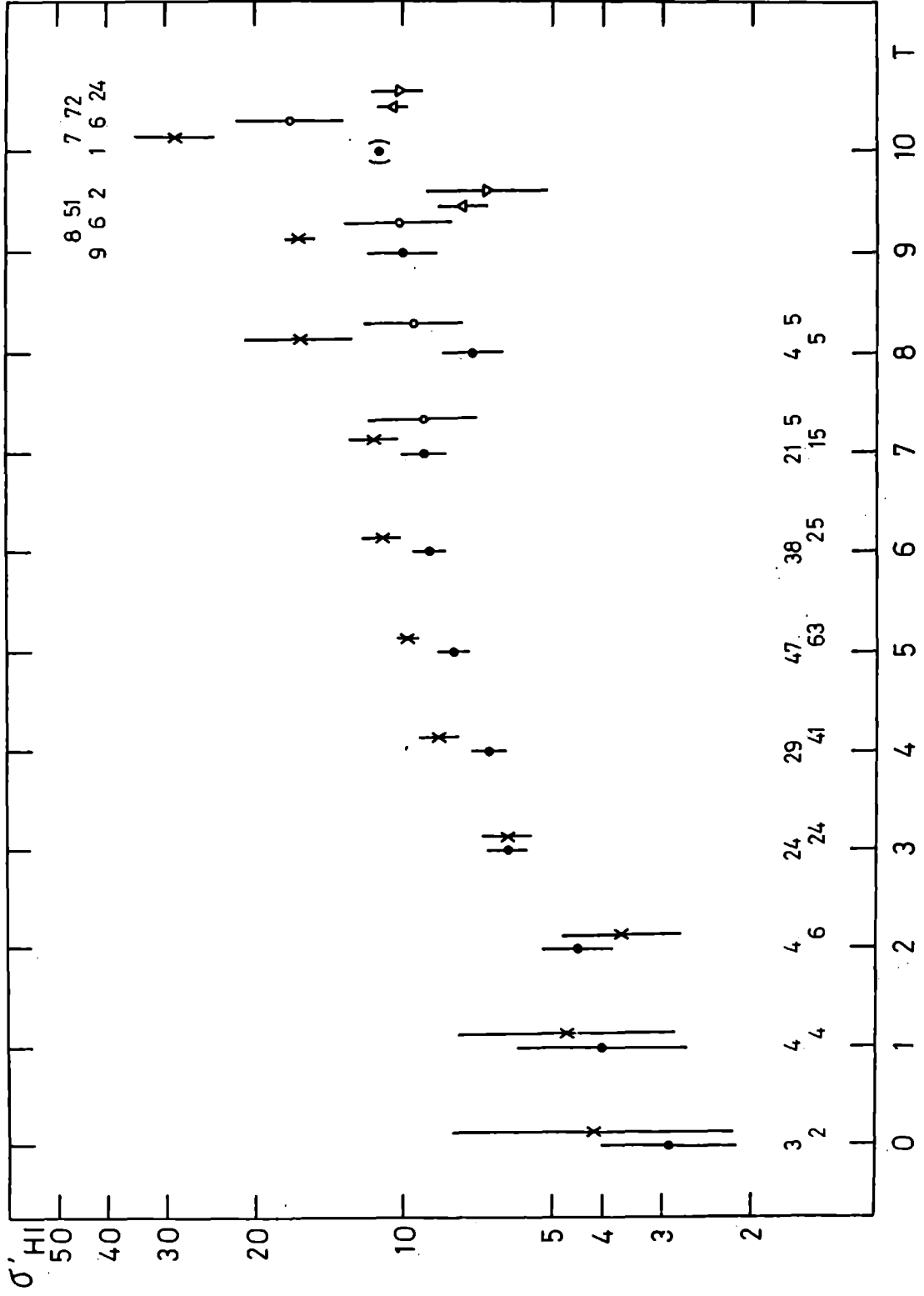


FIG. III.25 - Representación de los valores promedios de la densidad aparente de HI, $\sigma_{HI} = MHI/A(O)^2$, en $M_0 PC^{-2}$, para cada tipo morfológico T. Ver Fis. III.22 para la explicación de los símbolos.

sobre la cual estamos tomando esta densidad, es la óptica y que el hidrógeno neutro puede estar o no contenido totalmente en ella. Si la extensión del HI con respecto al tamaño óptico es semejante para todas las galaxias, dentro de un mismo tipo morfológico, entonces la Figura III.25 nos dice que las galaxias de más alto brillo superficial tendrían realmente mayor densidad de hidrógeno, sobre todo para las de tipo tardío. Se intento entonces hacer una estimación de la densidad real de HI en base a observaciones de la extensión del gas. Se consideraron los resultados de Krupp y Salpeter (1980) y de Bottinelli (1971). Estos autores hicieron estimaciones del diametro de HI en galaxias utilizando los telescopios de Nancay y de Arecibo, los cuales tienen haces de antena con anchos a potencia mitad que son por lo menos la mitad del tamaño óptico de los objetos observados. Los métodos empleados en ambos casos son similares y consisten en suponer una distribución gaussiana del HI dentro de la galaxia, donde el tamaño a de la distribución del gas se calcula como el correspondiente a la intensidad mitad de la intensidad central en esta distribución gaussiana del HI. Es de notar que la suposición de una distribución gaussiana de HI es quizá mas realista para el caso de las Irr y espirales tardías. Para las espirales tempranas parece ser que, generalmente, la distribución de HI tiene mas bien la forma de un anillo (Sersic, 1982).

En la Tabla VII se muestran los resultados de los valores promedios de a_{HI}/D_0 (columna 4) dentro de cada tipo morfológico (especificados en la columna 1) y segun los rangos de luminosidad superficial considerados (columna 2). D_0 es el tamaño óptico medido en la isofota de nivel $25 \text{ m}_g D''$, segun RC2. También se especifica, en la columna 3, el número de galaxias consideradas para cada

Tabla VII - Tamaños de la distribución de HI relativos a los tamaños ópticos, para cada tipo morfológico y separados según rangos de $L_b/A(0)^2$.

T	rango de $L_b/A(0)^2$	n	$s_{HI}/D_0 \pm \sigma$
(1)	(2)	(3)	(4)
3	0-30	7	0.78 ± 0.21
3	>30	9	1.37 ± 0.46
4	0-30	10	0.99 ± 0.31
4	>30	7	0.83 ± 0.36
5	0-30	5	0.93 ± 0.32
5	>30	10	0.95 ± 0.31
6	0-30	12	0.88 ± 0.25
6	>30	2	0.73 ± 0.16
7	0-30	5	0.99 ± 0.36
7	>30	3	1.12 ± 0.33
8	0-30	2	1.07 ± 0.52
8	>30	4	1.38 ± 0.48
9	0-30	3	2.05 ± 0.46
9	>30	2	2.95 ± 1.47
10	0-30	1	(1.28)
10	>30	1	(1.82)

promedio. El valor del error en los valores de a_{HI}/D_0 se estimó en base a las dispersiones cuadráticas de los promedios. El número de objetos con valores medidos de a_{HI} , con tipos morfológicos más tempranos que Sb, no es significativo. Puede verse en la tabla que los valores del tamaño de HI relativo al tamaño óptico, son aproximadamente similares para galaxias con distintos rangos del brillo superficial dentro de tipos Sbc a Sd pero para tipos Sdm, Sm e Irr (8, 9 y 10), la diferenciación se hace notoria en el sentido de que las galaxias de menor brillo superficial tienen también menor extensión de HI respecto de la extensión óptica.

Con estos valores de a_{HI}/D_0 , estimamos la densidad de HI verdadera cuyos valores, separados por rangos de $L_b/A(0)^2$ y por tipos, se muestran en la Figura III.26. Los errores, que se refieren a la dispersión cuadrática del promedio y calculados en base a los errores en la densidad superficial aparente y en el cociente a_{HI}/D_0 para cada T, son bastante grandes y no se puede decir nada demasiado concluyente. Sin embargo, en una primera aproximación, se podría decir que:

1) Parecería haber una densidad uniforme, sin diferenciación por tipo morfológico. Esto puede apreciarse también en la Figura III.27 donde se reproduce el gráfico realizado por Bottinelli (1971), si consideramos que el tamaño a_{HI} para las galaxias de tipo 9 es significativamente mayor que para el resto de los tipos. Efectivamente, las galaxias Sm parecerían no ajustarse a la regla general de igual densidad de HI sino que el valor de la misma es bajo, quizá, debido a los valores muy altos de a_{HI}/D_0 .

2) Se puede decir, más claramente para los tipos tardíos, que la densidad de HI no parece variar con el brillo superficial lo cual podría indicar que la eficiencia en la producción estelar por

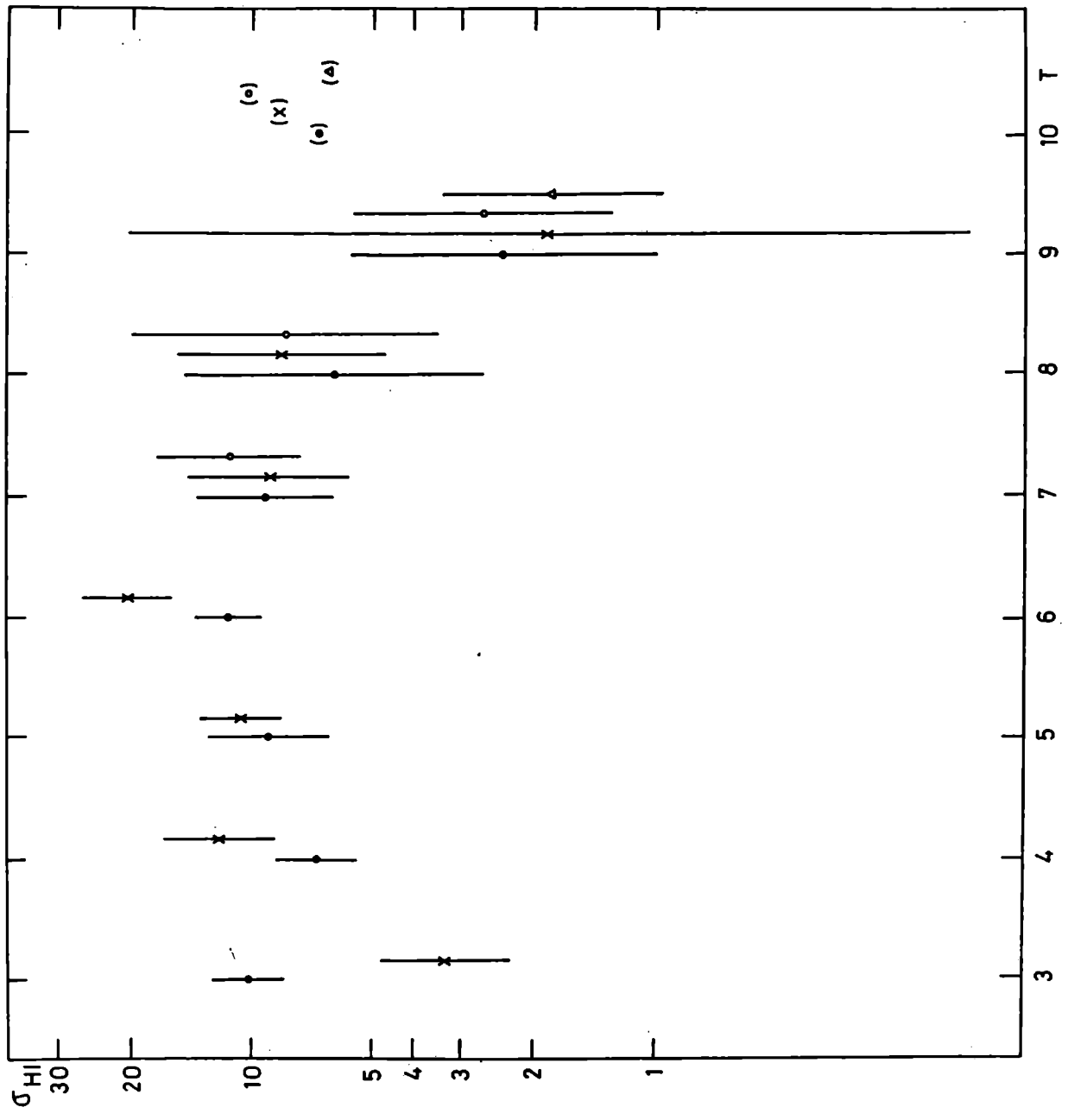


FIG. III.26 - Representación de los valores promedios de la densidad real de HI, $\sigma_{HI} = M_{HI} / A(HI)^2$, en Mo pc^{-2} , para cada tipo morfológico T. Ver Fis. III.22 para la explicación de los símbolos.

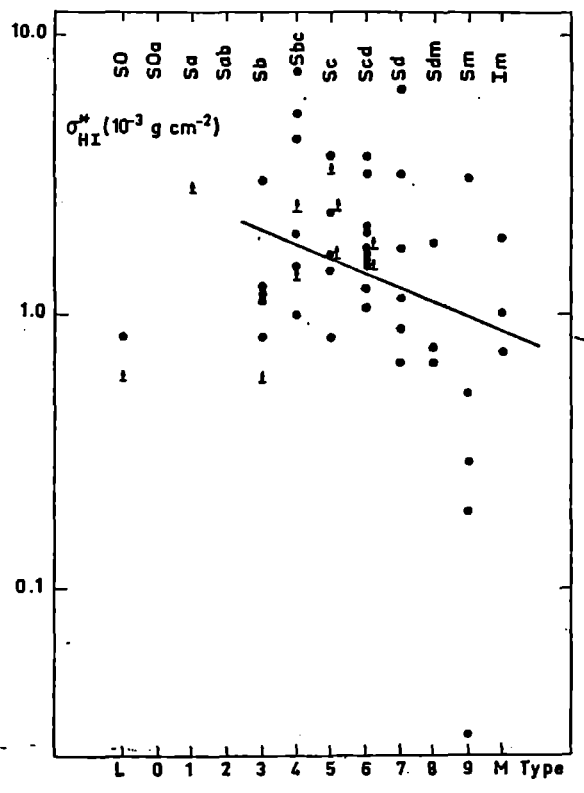


FIG. III.27 - Densidad real de HI, $\sigma_{HI} = M_{HI} / A(HI)^2$, en $10^{-3} \text{ g cm}^{-2}$, versus el tipo morfológico T, para galaxias observadas por Bottinelli (1971).

unidad de área no depende de la densidad del gas, como lo notaron Hunter et al. (1982) para las galaxias Irregulares. Este mismo hecho no se nota que suceda tan claramente en los tipos 3 a 6, aunque los errores en Jueso son importantes.

En la Figura III.28, donde se representan los valores promedios de la masa de HI, MHI, en función del tipo morfológico T, se nota que, siguiendo la línea de comportamiento de las propiedades consideradas en los gráficos anteriores, hay un cambio de características para galaxias diferenciadas por el brillo superficial alrededor del tipo morfológico 8. Para galaxias de tipos más tempranos que 8, sucede que las de menor eficiencia de producción estelar por unidad de área tienen mayor cantidad de HI, pero para tipos 9 y 10, sucede exactamente lo contrario. De esto último se desprende que en realidad las LSB no enanas de tipos tardíos e Irr tienen menos cantidad de HI que los objetos de alto brillo superficial, resultado que no concuerda con el de Longmore et al. (1982). Se observa también que las galaxias enanas tienen mucho menos cantidad de HI que las no enanas. De la variación con el brillo superficial, de $A(0)$, de la densidad superficial real de HI, y del cociente entre el tamaño de la extensión del gas y el tamaño óptico, para cada tipo morfológico, se puede explicar lo encontrado en esta Figura para la masa de HI.

En la Figura III.29 se grafica la cantidad de HI relativa a la masa total indicativa para cada tipo morfológico. Hay una suave tendencia a incrementarse este cociente con la disminución del brillo superficial dentro de las espirales tempranas e intermedias, hasta alcanzar una clara diferenciación en los tipos 9 y 10, donde las galaxias de menor producción de estrellas son las que tienen mayor cantidad relativa de HI. Como vimos en la discusión general,

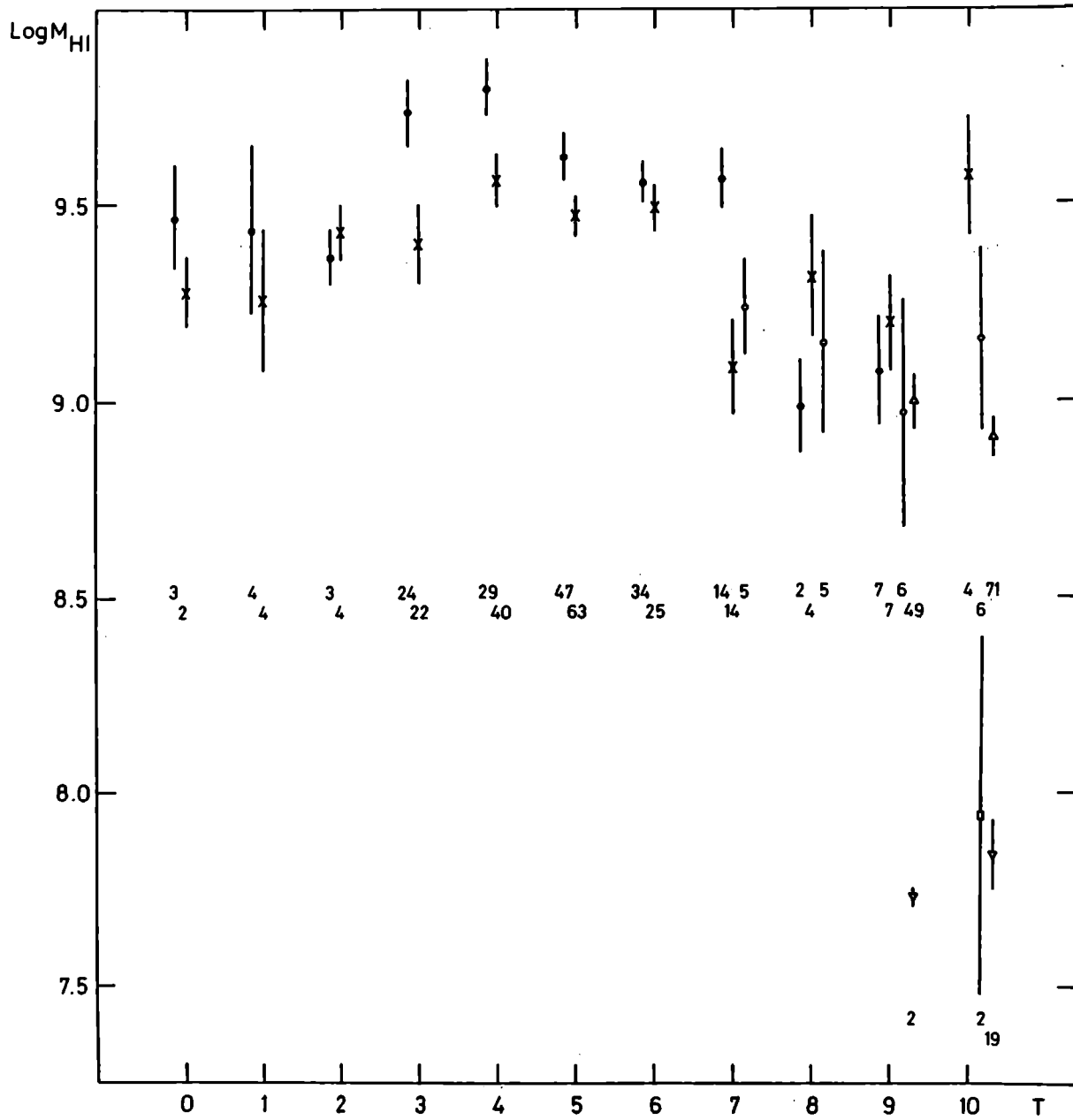


FIG. III.28 - Representación de los valores promedio de la masa de HI en los ritmos para cada tipo morfológico T. Ver Fig. III.22 para la explicación de los símbolos.

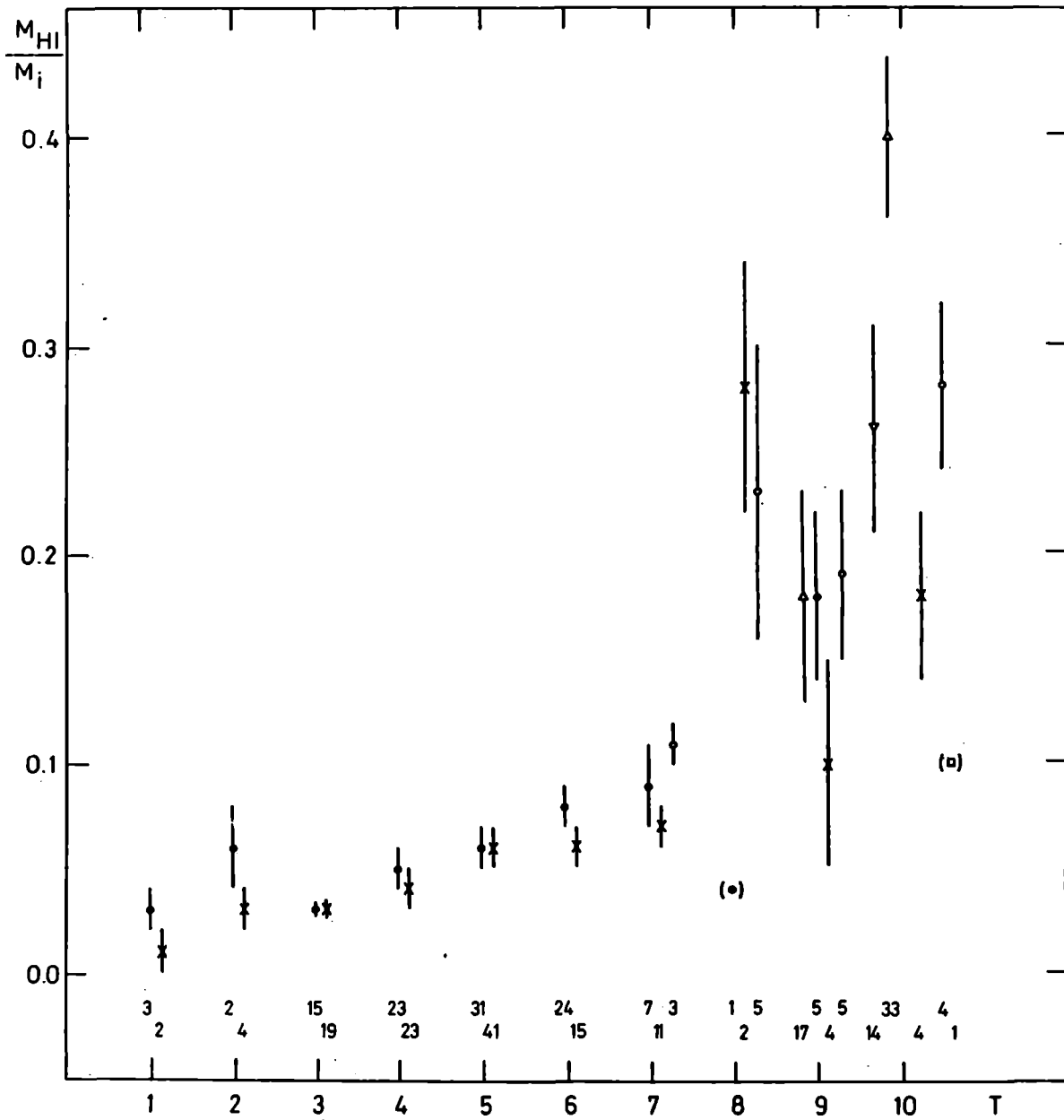


FIG. III.29 - Representación de los valores promedios del cociente M_{HI}/M_i para cada tipo morfológico T. Ver Fig. III.22 para la explicación de los símbolos.

no es conocido ciertamente el hecho de que las galaxias de tipos tardíos con bajos valores de ΔV_0 puedan tener movimientos circulares de rotación como las espirales normales, suposición básica del cálculo de la masa total. Sin embargo hay indicios de que los movimientos rotacionales predominan, al menos para galaxias LSB no enanas, y también para las enanas de $M < -13$. Si esto es cierto, entonces el cálculo de M_i no está tan lejos del valor real de la masa total y este cociente MHI/M_i es confiable. Ciertamente entonces las galaxias Sm e Irr de menor eficiencia en producción de material estelar por unidad de área han transformado en estrellas un porcentaje menor de gas que las mas brillantes. En las demás galaxias, en cambio, la tasa de producción estelar por unidad de área depende muy poco de la cantidad porcentual de gas contenido.

En la Figura III.30 graficamos el valor promedio de MHI/L_b , para cada tipo morfológico, dividiendo la muestra en los cuatro rangos considerados en la Figura III.20c a III.20f. Los mismos son representados por números, asignándole el número 1 al rango de 0 a 20, 2 al de 20 a 30, 3 al de 30 a 40 y 4 al de mas de 40 L_0/pc^2 . La característica hasta ahora exclusiva de las llamadas galaxias LSB, es decir, la de poseer un valor de esta razón superior al de las galaxias espirales tardías, de mayor brillo superficial, se ve que es una característica compartida con todas las galaxias normales. La separación por rangos de brillo superficial es muy clara y es mayor cuanto mas se avanza en el tipo morfológico. Esta separación esta plenamente justificada por lo siguiente: de la Figura III.25 vimos que $MHI/A(0)^2 \sim C(T)$, donde T es el tipo morfológico. Luego $MHI/L_b \sim C(T)/(L_b/A(0)^2)$, es decir, la razón representativa de la escala de tiempo en que el gas se transformaría en material estelar, es inversamente proporcional a

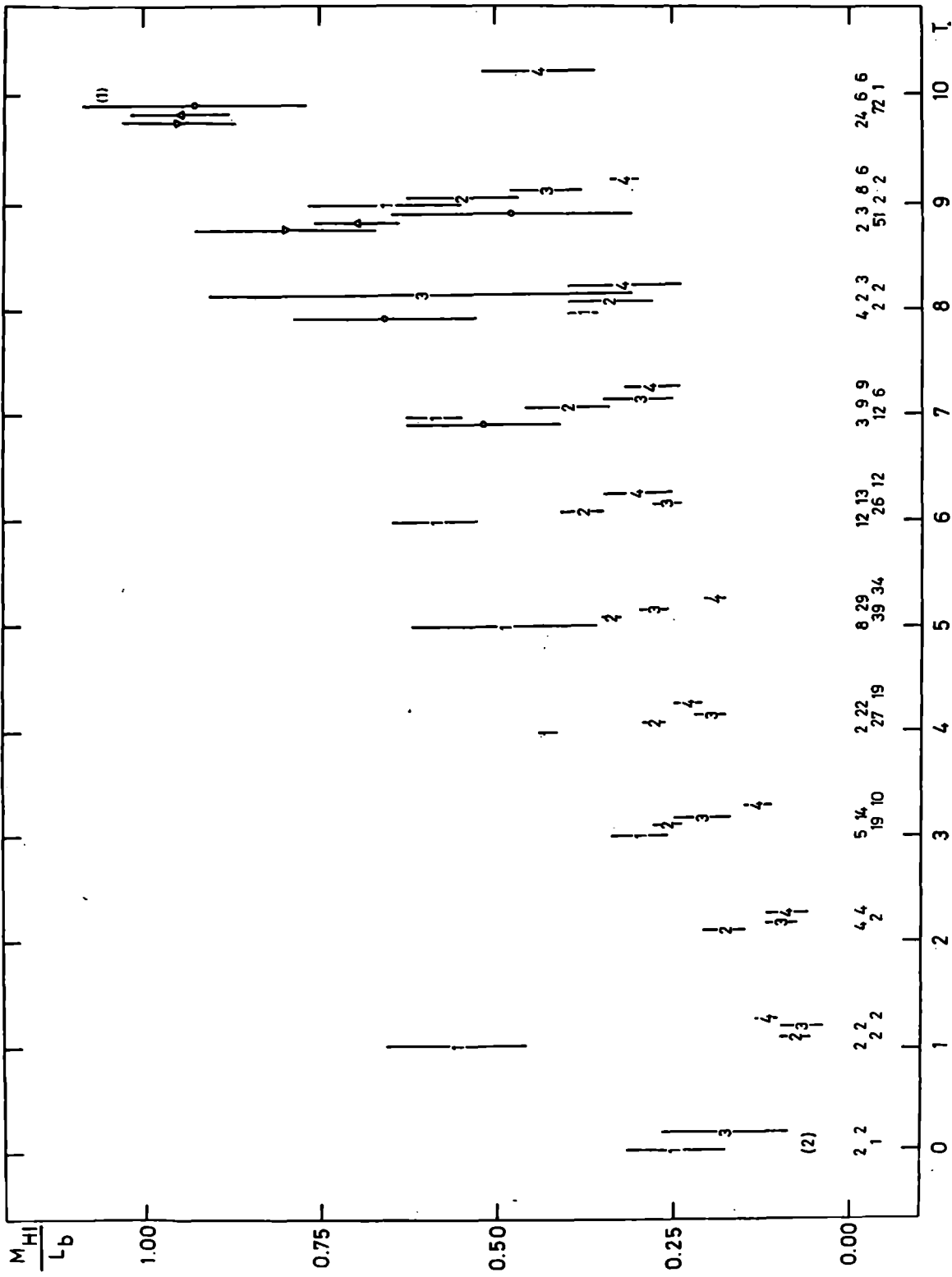


FIG. III.30 - Representación de los valores promedios de la razón MHI/Lb, en Mo Lo⁻¹, para cada tipo morfológico I. Los rangos del brillo superficial en que se divide la muestra de salaxias brillantes, a diferencia de la Fig. III.22, se representan aquí por números del 1 al 4, que se corresponden con los rangos de Lb/A(O)² considerados en la Fig. III.20.

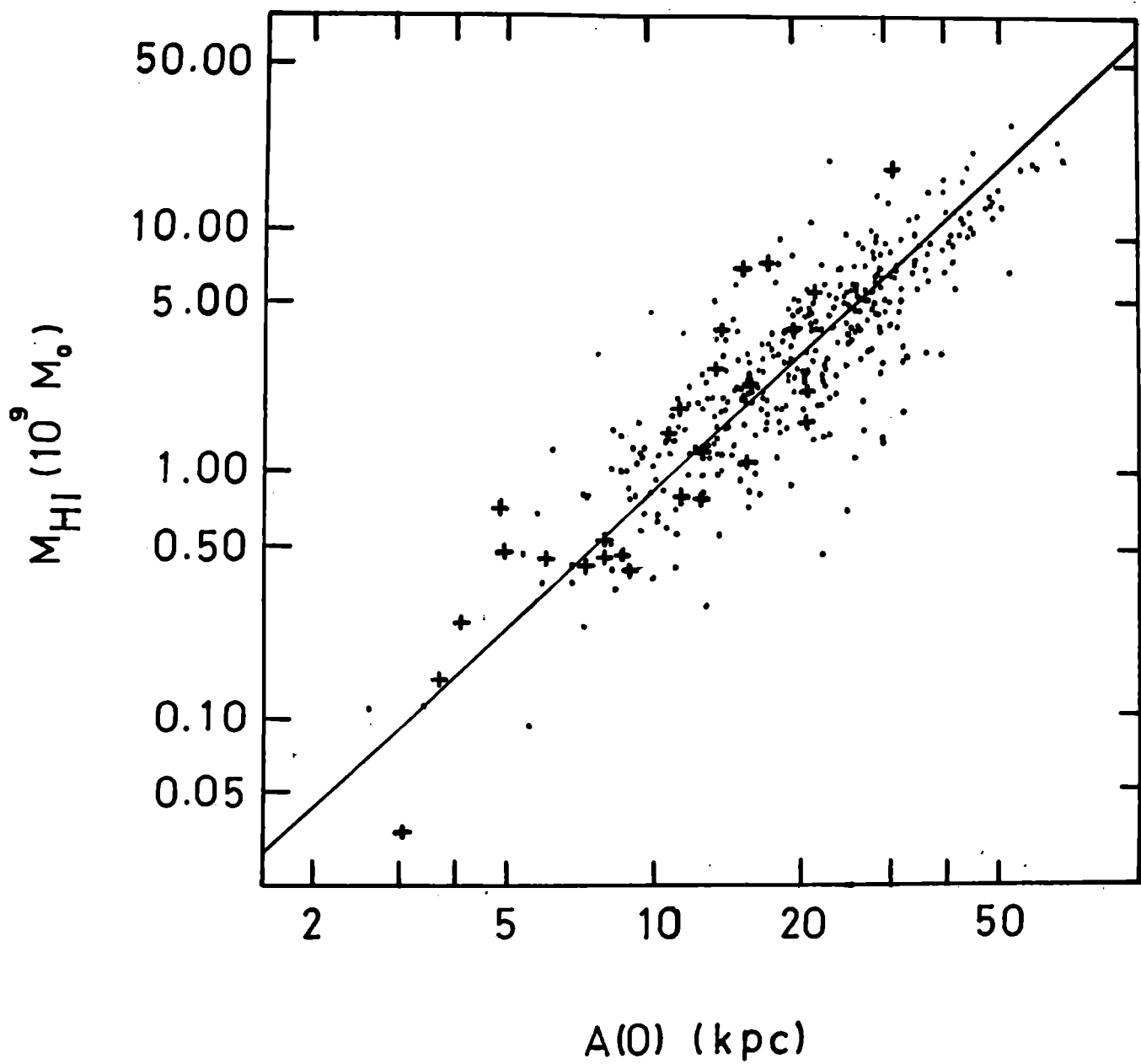


FIG. III.31 - Correlación entre la masa de HI M_{HI} , en M_{\odot} , y el tamaño lineal $A(0)$, en kpc, para galaxias brillantes (.) y para las LSB de la Tabla III (+).

la tasa de formación estelar dentro de un tipo morfológico determinado, y esto sucede para todos los tipos morfológicos aquí considerados.

En la Figura III.31 por último se muestra la correlación entre $A(0)$ y MHI para las galaxias de la Tabla III (cruces) y para las galaxias brillantes (puntos). La línea de regresión dibujada en la Figura es representada por los $MHI = (1.88 \pm 0.05) A(0) + (7.08 \pm 0.07)$, con un coeficiente de correlación de 0.84 y un nivel de significación alto, obtenida de los datos de las galaxias brillantes. Como puede apreciarse, las galaxias LSB de nuestra muestra siguen la misma correlación que las galaxias brillantes. La línea de regresión indica que MHI es casi proporcional a $A(0)$. En parte no lo es porque la densidad aparente de HI ($\sigma_{HI} = MHI/A(0)^2$) crece con el tipo morfológico, por lo que la relación MHI sería más apropiadamente proporcional a $A(0)$ para un tipo morfológico determinado. En efecto, las pendientes en este gráfico, para las galaxias de tipo 4, 5 y 6, que son los tipos morfológicos de mayor número representativo (ver Tabla VII), serían respectivamente de 2.10, 1.97 y 2.08, las cuales se aproximan más al valor 2.

CAPITULO IV - CONCLUSIONES

Con las mejoras instrumentales introducidas en 1980 en el receptor y en el sistema de adquisición y procesamiento de datos del Instituto, se ampliaron las posibilidades de detección de objetos extragalácticos en la línea de 21 cm del hidrógeno neutro. Este hecho incentivó la idea de comenzar un programa de observaciones de galaxias en forma sistemática, con el propósito de incrementar el número de detecciones en HI, considerando que hasta ese momento los únicos datos publicados sobre relevamientos sistemáticos realizados en el hemisferio austral eran los de Bajaja (1978) y los de Whiteoak y Gardner (1977), contribuyendo con la detección positiva en 22 y en 36 galaxias brillantes respectivamente. En nuestro programa de observaciones no se incluyeron estos objetos, extendiendo en cambio la búsqueda a objetos más débiles y pequeños que los ya observados. La detección de la emisión del gas neutro se logró en 46 galaxias, sobre un total de 117 objetos previamente seleccionados y posteriormente observados en el Instituto, lo cual constituye alrededor de un 40% del total. El primer relevamiento fue realizado en 51 galaxias brillantes, seleccionadas del catálogo de de Vaucouleurs et al. (1976), logrando la detección positiva en 19 de ellas. El segundo relevamiento fue llevado a cabo en 66 galaxias seleccionadas de las listas publicadas por Corwin et al. (1977, 1978, 1980), la mayoría de las cuales se caracterizan por tener bajo valor del brillo superficial. La emisión del HI fue detectada en 27 de estas 66 galaxias. En el Capítulo II se presentan en detalle los datos observacionales de ambos relevamientos. La mayoría de estas 117

galaxias fueron también observadas en Parkes. La múltiple observación de un objeto adquiere importancia como modo de comparación y confirmación de los resultados, ya que Australia y Argentina son los únicos radio observatorios en el hemisferio austral con posibilidades de observaciones en la línea de 21-cm, al menos para declinaciones por debajo de -40° . De las 46 detecciones positivas, 40 fueron logradas también en Parkes y 6 son, hasta el momento, inéditas.

De la comparación de flujos de los perfiles de HI de las 19 galaxias brillantes observadas en el IAR y en Parkes, resulta una posible diferencia sistemática que no puede ser explicada por la aplicación de distintos procedimientos de calibración en ambos observatorios. Se analizan entonces las causas de esta diferencia, aunque el número de datos no es lo suficientemente grande como para arribar a una conclusión definitiva. En el gráfico los MHI versus ΔV_0 puede verse que la ubicación de las galaxias de nuestro relevamiento se produce, preferentemente, a valores de la masa de HI más grandes que el promedio obtenido para una muestra grande de datos. Del análisis surge la posibilidad de explicar este hecho como una consecuencia de un efecto de selección producido por una más baja sensibilidad del receptor, dependiendo entonces de ella el ajuste preciso de la línea de regresión en este tipo de gráficos. Esto puede verse en las secciones III.1 y III.2.

En la sección III.3 se hace un análisis del sistema de clasificación de luminosidad de van den Bergh (1960a, b, 1966). Como consecuencia del mismo, se propone una extensión de este sistema a objetos de baja luminosidad (LSB). Dicha extensión estaría apoyada por la relación encontrada entre el brillo superficial y la magnitud absoluta, para galaxias LSB de las listas

del DDO observadas por Tully y Fisher (1975), en el sentido de que las galaxias más brillantes son las de brillo superficial más alto. Este resultado no está de acuerdo con lo hallado por de Vaucouleurs (1983). Para galaxias brillantes, sin embargo, se encuentra que el valor promedio del brillo superficial no cambia con la magnitud absoluta. Este resultado tampoco está de acuerdo con lo hallado por Holmberg (1958). Entonces, así como la característica relacionada con la escala de distancia en el sistema clasificatorio de van den Bergh para galaxias espirales es el grado de desarrollo de los brazos espirales, el brillo superficial sería la característica equivalente para las galaxias LSB. Se comprueba además que la extensión en la clase de luminosidad hace posible la extensión de las relaciones lineales encontradas por de Vaucouleurs (1979) entre el tamaño lineal $A(0)$ o la magnitud absoluta M_g y el índice de luminosidad Λ_c , para valores de $\Lambda_c > 1.65$, allí donde estos autores encuentran un apartamiento de las relaciones lineales establecidas para bajos valores de Λ_c .

En la sección III.4 se comparan ciertas propiedades de las galaxias brillantes y de las de bajo brillo superficial a través de una diferenciación del brillo superficial en todas las galaxias. Esta comparación se lleva a cabo entre una muestra denominada de galaxias brillantes, obtenida de los datos de tres grandes relevamientos en HI (Shostak, 1978; Reif et al., 1982; Tully y Fisher, 1981), en donde se incluyen nuestros datos, y una segunda muestra compuesta por los datos de las observaciones de galaxias LSB de las listas del DDO (Tully y Fisher, 1975) y por los datos de nuestro segundo relevamiento. El brillo superficial se define como el cociente $L_b/A(0)^2$ donde L_b es la luminosidad de la galaxia vista de frente, obtenida de B_T^0 , magnitud corregida por las absorciones

interna y de nuestra galaxia. Este cociente está relacionado con la eficiencia de la producción estelar por unidad de área en las galaxias espirales e Irregulares. Se encuentra que: 1) con un continuo de valores en el brillo superficial, donde el límite para la definición de LSB no es muy claro, existen en realidad objetos de bajo brillo superficial en todos los tipos morfológicos, aún dentro de las galaxias clasificadas como brillantes; 2) el porcentaje de objetos LSB va disminuyendo hacia las SO, y es prácticamente mayoritario para las Irr.

Se grafica la correlación entre el diámetro lineal $A(0)$ y la velocidad de rotación ΔV_0 para las galaxias LSB y brillantes separadas por rangos del brillo superficial $L_b/A(0)$. Se encuentra que se produce un desplazamiento en la posición de las galaxias con respecto a una recta de regresión general a medida que varía el brillo superficial, no solo en las galaxias LSB (hecho ya conocido), sino también en las galaxias "normales". Este efecto puede explicar la diferencia de pendientes encontradas, en esta correlación, entre las galaxias calibradoras y otras galaxias (Tully y Fisher, 1977; Shostak, 1978). Analizando el origen de este desplazamiento, a través de gráficos de variación del tamaño y el ancho del perfil con el tipo morfológico, se encuentran distintas causas que producen el desplazamiento mencionado, según se trate de las LSB o de las galaxias brillantes. Para las primeras parece suceder que el valor del tamaño promedio no varía con el brillo superficial, variando en cambio el valor de la velocidad de rotación. Para las segundas, en cambio, la situación es inversa, ΔV_0 no varía pero sí lo hace el valor promedio de $A(0)$ con el brillo superficial. De este análisis y de los que surgen de otros gráficos de correlación de ciertas propiedades integrales (L_b , MHI,

(HI, MHI/Lb, MHI/Mi) con el tipo morfológico, se encuentra, comparativamente, que las características promedio de dos poblaciones diferentes son distintas. Pero estas dos poblaciones no se refieren a las LSB y a las galaxias brillantes, sino a las galaxias de tipos morfológicos tempranos e intermedios (tipos 0 a 8), por un lado, y a galaxias de tipos 9 y 10 por otro. El primer grupo presenta las siguientes características: el promedio general indica que galaxias con diferencias en la eficiencia de producción estelar (brillo superficial) tienen el mismo valor promedio de la rotación, y por ende de la luminosidad, aunque diferentes tamaños. Entonces, las galaxias de menor brillo superficial (también mayor tamaño), tienen mayor cantidad de HI, mayor razón MHI/Lb e igual cantidad relativa de HI (MHI/Mi) que las de mayor brillo superficial. El segundo grupo (tipos 9 y 10) presenta estas otras características: el promedio general indica que galaxias con diferentes tasas de producción estelar por unidad de área tienen en promedio el mismo valor del tamaño, aunque diferentes valores de la rotación y de la luminosidad. Sucede también que las galaxias de menor brillo superficial (menor rotación), tienen menor cantidad de HI, mayor razón MHI/Lb, y mayor cantidad relativa de HI. Es importante señalar nuevamente que estas diferenciaciones no se producen entre las galaxias de bajo brillo superficial y las brillantes, sino entre tipos morfológicos, puesto que tanto el primer grupo como el segundo contienen galaxias LSB. De esta manera, sería más apropiado hablar de una distinción entre las galaxias espirales y las de tipo tardío con poca o ninguna estructura espiral, que de una distinción entre galaxias LSB y galaxias brillantes. Parecería suceder además que la distribución del gas relativa al tamaño óptico para el primer grupo no depende

del brillo superficial, encontrándose para el segundo que las galaxias de más alto brillo superficial tendrían mayor extensión relativa del gas. El valor promedio de la densidad real de HI parece ser la misma para todos los tipos y para cualquier división del valor de la luminosidad por unidad de área. Es decir, que coincidentemente con los resultados de Hunter et al. (1982) para galaxias Irr, parecería que no hay relación alguna entre la eficiencia de producción estelar y la cantidad de gas por unidad de área. Habría que confirmar sin embargo estos últimos resultados con más y mejores datos acerca de la extensión del hidrógeno neutro en diferentes tipos de galaxias.

REFERENCIAS

Aaronson, M., Huchra, J., Mould, J.: 1979, *Astrophys. J.* 229, 1.

Altschuler, D. R., Giovanardi, C., Giovanelli, R., Haynes, M. P.: 1984, *Astron. J.* 89, 224.

Baade, W., Minkowski, R.: 1954, *Astrophys. J.* 119, 215.

Bajaja, E.: 1978, *Proc. of the First Latin-American Regional Astronomy Meetings*, Ed.: A. Gutierrez-Moreno, H. Moreno (Publicaciones Volumen III, Dep. de Astronomia, Univ. de Chile), p. 64.

Bajaja, E., Martín, M. C.: 1985, *Astron. J.*, en prensa.

Balkowski, C.: 1973, *Astron. Astrophys.* 29, 43.

Balkowski, C., Bottinelli, L., Chamaraux, P., Gousuenheim, L., Heidmann, J.: 1974, *Astron. Astrophys.* 34, 43.

Boernden, F., Karachentseva, V. E., Karachentsev, I. D.: 1984, *Astron. Nachr.* 305, 53.

Bottinelli, L.: 1971, *Astron. Astrophys.* 10, 437.

Bottinelli, L., Chamaraux, P., Gousuenheim, L., Heidmann, J.: 1973, *Astron. Astrophys.* 29, 217.

Bottinelli, L., Gousuenheim, L., Paturel, G.: 1981, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 44, 217.

Bottinelli, L., Gousuenheim, L., Paturel, G.: 1982, *Astron. Astrophys.* 113, 61.

Bottinelli, L., Gousuenheim, L., Paturel, G., de Vaucouleurs, G.: 1980, *Astrophys. J.* 242, L153.

Bottlinger, K. F.: 1933, *Veroff. Sternw. Bahelsberg*, Vol. 10, No 2.

- Brandt, J. C.: 1960, *Astrophys. J.* 131, 293.
- Brosche, P., Reinhardt, M.: 1977, *Astron. Astrophys.* 54, 531.
- Casertano, S. P. R., Shostak, G. S.: 1980, *Astron. Astrophys.* 81, 371.
- Cersosimo, J. C., Loiseau, N.: 1980, *Informe Interno IAR*, No 12.
- Colomb, F. R., Giacani, E. B., Loiseau, N., Martin, M. C., Sahade, J., Testori, J. C.: 1984, *Rev. Mex. Astron. Astrof.*, en prensa.
- Corwin, H. G., de Vaucouleurs, A., de Vaucouleurs, G.: 1977, *Astron. J.* 82, 557.
- Corwin, H. G., de Vaucouleurs, A., de Vaucouleurs, G.: 1978, *Astron. J.* 83, 1566.
- Corwin, H. G., de Vaucouleurs, A., de Vaucouleurs, G.: 1980, *Astron. J.* 85, 1027.
- Cutcheon, W. H., Davies, R. D.: 1970, *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 150, 337.
- Danziger, I. J., Bergeron, J., Fosbury, R. A. E., Maraschi, L., Tanzi, E. G., Treves, A.: 1982, *European Southern Observatory Scientific Preprint No 212*.
- Davies, R. D., Kinman, T. D.: 1984, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 207, 173.
- Dean, J. F., Davies, R. D.: 1975, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 170, 503.
- de Vaucouleurs, G.: 1958, *Astrophys. J.* 128, 465.
- de Vaucouleurs, G.: 1979, *Astrophys. J.* 227, 380.
- de Vaucouleurs, G., Buta, R.: 1980, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 44, 451.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Buta, R.: 1983,

Astron. J. 88, 764.

de Vaucouleurs, G., Buta, R., Bottinelli, L., Gouguenheim, L.,
Paturel, G.: 1982, *Astrophys. J.* 254, 8.

de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H.G. Jr.: 1976,
Second Reference Catalogue of Bright Galaxies (Austin: Univ. of Texas
Press).

Dickel, J. R., Rood, H. J.: 1978, *Astrophys. J.* 223, 391.

Ekers, J. A.: 1969, *The Parkes Catalogue of Radio Sources*,
Aust. J. of Phys. Suppl. 7, 1.

Epstein, E. E.: 1964, *Astron. J.* 69, 490.

Fisher, J. R., Tully, R. B.: 1975, *Astron. Astrophys.* 44,
151.

Fisher, J. R., Tully, R. B.: 1981, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*
47, 139

Freeman, K. C.: 1970, *Astrophys. J.* 160, 811.

Giacani, E. B., Testori, J. C.: 1984, *Informe Interno IAR*, No
40.

Gilmore, G.: 1980, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 190,
649.

Heidmann, N.: 1968, *Astrophys. Lett.* 3, 153.

Hodse, P. W.: 1971, *Ann. Rev. of Astron. Astrophys.* Vol 9,
35.

Hoessel, J. G., Schommer, R. A., Danielson, G. E.: 1983,
Astrophys. J. 274, 577.

Holmberg, E. B.: 1958, *Medd. Lund, Ser. II*, No. 136.

Holmberg, E. B., Lauberts, A., Schuster, H. E., West, R. M.:
1977, *Astron. Astrophys. Suppl.* 27, 295. (Paper IV).

Huchtmeier, W. K.: 1975, *Astron. Astrophys.* 45, 259.

Huchtmeier, W. K.: 1980, Tarenghi, M. and Kjiär, K. (Eds),

ESO/ESA workshop on Dwarf Galaxies, p. 57.

Huchtmeier, W. K., Seiradakis, J. H., Materne, J.: 1981,
Astron. Astrophys. 102, 134.

Hunter, D. A., Gallasuer, J. S., Rautenkranz, D.: 1982,
Astrophys. J. Suppl. Ser. 49, 53.

Kaiser, S.: 1967, Astron. J. 72, 134.

Karachentseva, V. E., Schmidt, R., Richter, G. M.: 1984,
Astron. Nachr. 305, 59.

Kerr, F. J., Hindman, J. V.: 1953, Astron. J. 58, 218.

Klein, U., Grave, R., Wielebinski, R.: 1983, Astron.
Astrophys. 117, 332.

Klein, U., Wielebinski, R., Thuan, T. X.: 1984, Astron.
Astrophys. 141, 241.

Kraan-Korteweg, R. C., Tammann, G. A.: 1979, Astron. Nachr.,
Bd. 300, H. 4, 181.

Krienke, D. K., Hodge, P. W.: 1974, Astron. J. 79, 1242.

Krumm, N., Burstein, D.: 1984, Astron. J. 89, 1319.

Krumm, N., Salpeter, E. E.: 1980, Astron. J. 85, 1312.

Kunth, D.: 1980, Tarenghi, M. and Kjiär, K. (Eds), ESO/ESA
workshop on Dwarf Galaxies, p. 95.

Lake, G., Schommer, R. A.: 1984, Astrophys. J. 279, L19.

Lari, C., Vettolani, G., Zamorani, G.: 1978, Astron.
Astrophys. 69, 271.

Larson, R. B., Tinsley, B. M.: 1978, Astrophys. J. 219, 46.

Lequeaux, J., Peimbert, M., Rawo, J. F., Serrano, A.,
Torres-Peimbert, S.: 1979, Astron. Astrophys. 80, 155.

Lequeaux, J.: 1979 a, Astron. Astrophys. 71, 1.

Lequeaux, J.: 1979 b, Rev. Mexicana de Astron. No 4,

Lequeaux, J., Martin, N., Prevot, L., Prevot-Burnichon, M. L.,

- Rebeiro, E., Rousseau, J.: 1980, *Astron. Astrophys.* 85, 305.
- Lin, C. C., Shu, F. H.: 1964, *Astrophys. J.* 140, 646.
- Loiseau, N.: 1979, Informe Interno IAR, No 23.
- Lonsmore, A. J., Hawarden T. G., Goss, W. M., Mebold, U., Webster, B. L.: 1982, *Mont. Not. R. ast. Soc.* 200, 325.
- Martin, M. C.: 1985, en preparacion.
- Materne, J.: 1980, Tarenshi, M. and Kjiär, K. (Eds), ESO/ESA workshop on Dwarf Galaxies, p. 57.
- Minkowski, R.: 1975, *Galaxies and the Universe*, p. 178, Volume 9 of Stars and Stellar Systems, The University of Chicago Press.
- Nilson, P.: 1973, *Uppsala Astr. Obs. Ann.*, Vol. 6 (Uppsala General Catalogue of Galaxies).
- Ozernoy, L. M.: 1970, *Circular Astr. Acad. de Ciencia, Moscu* 58, No 581.
- Pastoriza, M.: 1970, *Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia* No 15, 1.
- Paturel, G.: 1975, *Astron. Astrophys.* 40, 133.
- Peimbert, M., Spinrad, H.: 1970, *Astron. Astrophys.* 7, 311.
- Reif, K., Mebold, U., Goss, W. M., van Woerden, H., Siegman, B.: 1982, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 50, 451.
- Richter, O. G., Huchtmeier, W. K.: 1983, ESO preprint No 255.
- Roberts, M. S.: 1963, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 1, 149.
- Roberts, M. S.: 1969, *Astron. J.* 74, 859.
- Roberts, M. S.: 1975, *Galaxies and the Universe*, Volume 9 of Stars and Stellar Systems, The University of Chicago Press, p. 309.
- Roberts, M. S.: 1978, *Astron. J.* 83, 1026.
- Romanishin, W., Krupp, N., Salpeter, E., Knapp, G., Strom, K.

M., Strom, S. E.: 1982, *Astrophys. J.* 263, 94.

Romanishin, W., Strom, K. M., Strom, S. E.: 1983, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 53, 105.

Rubin, V. C., Ford, W. K. Jr., Thonard, N.: 1980a, *Astrophys. J.* 238, 471.

Rubin, V. C., Ford, W. K. Jr., Thonard, N.: 1980b, *Astrophys. J.* 239, 50.

Sandage, A.: 1961, *The Hubble Atlas of Galaxies*, Carnegie Institution of Washington.

Sandage, A.: 1978, *Astron. J.* 83, 904.

Sandage, A., Brucato, R.: 1979, *Astron. J.* 84, 472.

Sandage, A., Katem, B.: 1976, *Astron. J.* 81, 743.

Sandage, A., Sandage M., Kristian J.: 1975, *Galaxies and the Universe*, preface to Volume 9 of *Stars and Stellar Systems*, The University of Chicago Press.

Sargent, W. L. W., Searle, L.: 1970, *Astrophys. J.* 162, L155.

Sersic, J. L.: 1982, *Extragalactic Astronomy, Geophysics and Astrophysics Monographs*, D. Reidel Publishing Company.

Sersic, J. L., Arias, J. C., Araujo, A.: 1979, *Radial Velocities of southern galaxies*, Interim Report from Observatorio Astronomico of Córdoba.

Sersic, J. L., Bajaña, E., Colomb, R.: 1977, *Astron. Astrophys.* 59, 19.

Shostak, G. S.: 1977, *Astron. Astrophys.* 58, L31.

Shostak, G. S.: 1978, *Astron. Astrophys.* 68, 321.

Strom, S. E., Strom, K. M.: 1977, *Symp. I.A.U. No 77*, 69.

Tammann, G. A.: 1980, Tarenshi, M. and Kjiär, K. (Eds), *ESO/ESA workshop on Dwarf Galaxies*, p. 3.

Tammann, G. A., Krsan, R.: 1978, *I.A.U. Symp. No 79*, 71.

Tayler, R. J.: 1978, Galaxies: Structure and Evolution, Wekehaw Publications (London) Ltd.

Thonnard, N.: 1980, Annual Report of the Director Department of Terrestrial Magnetism of Carnesie Institution of Washington, Year Book 79, 581.

Thonnard, N.: 1982, I.A.U. Symp. No 100, 29.

XX Thonnard, N., Rubin, V. C., Ford, W. K., Jr., Roberts, M. S.: 1980, Annual Report of the Director Department of Terrestrial Magnetism of Carnesie Institution of Washington, Year Book 79, 573.

Thuan, T. X., Seitzer, P. D.: 1979 a, Astrophys. J. 231, 327.

Thuan, T. X., Seitzer, P. D.: 1979 b, Astrophys. J. 231, 680.

Tully, R. B., Fisher, J. R.: 1977, Astron. Astrophys. 54, 661.

van den Bergh, S.: 1959, Pub. David Dunlap Observatory,

van den Bergh, S.: 1960 a, Astrophys. J. 131, 215.

van den Bergh, S.: 1960 b, Astrophys. J. 131, 558.

van den Bergh, S.: 1966, Astron. J. 71, 922.

Visvanathan, N.: 1981, J. Astrophys. Astr. 2, 67.

Whiteoak, J. B., Gardner, F. F.: 1977, Austr. J. of Phys. 30, 187.

Wills, B. J.: 1975, Aust. J. of Phys. Suppl. 38, 1.

Yahil, A., Tammann, G. A., Sandase, A.: 1977, Astrophys. J. 217, 903.