

JOSÉ L. SÉRSIC

Problemas de Astronomía Extragaláctica I - la Escala de Distancias

*

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA
DIRECCION GENERAL DE PUBLICACIONES
CÓRDOBA - REPÚBLICA ARGENTINA
1963

PROBLEMAS DE ASTRONOMIA EXTRAGALACTICA
I - LA ESCALA DE DISTANCIAS

P O R

JOSÉ L. SÉRSIC

(OBSERVATORIO ASTRONÓMICO, CÓRDOBA)
(CONSEJO NACIONAL DE INVESTIGACIONES, BUENOS AIRES)

I N T R O D U C C I Ó N

La presente contribución al Boletín se originó en un informe que el autor leyó ante la tercer reunión de la Asociación Astronómica Argentina en 1960.

Desde entonces han surgido numerosas y fundamentales modificaciones en el siempre cambiante panorama de la ciencia y nos ha parecido oportuno publicar una versión actualizada (1962) de ese trabajo.

Lo que sigue se halla especialmente dirigido a los estudiantes de Astronomía que han asistido al curso que el autor dictó en el IMAF en el segundo semestre de 1962 sobre el mismo tema.

1) *Supuestos básicos y definiciones.*

Las líneas de los espectros ópticos de las galaxias muestran un corrimiento hacia el rojo (efecto Hubble), que aumenta con el decrecer del brillo aparente. Los hechos parecen ser consistentes con la idea de que las galaxias están retrocediendo con velocidades proporcionales a sus distancias, al menos en una primera aproximación.

Tal interpretación, usualmente aceptada, parece confirmarse con el reciente descubrimiento hecho por Lilley, McClain y Heeschen (1956) que la línea de 1420 Mc/s del hidrógeno neutro, participa del mismo efecto y en la misma proporción que en el caso óptico, cuando se las compara

con la velocidad radial de Cyg A determinada por R. Minkowski y O. C. Wilson (1956), sobre espectros ópticos.

El hecho de que una propiedad tan general como es el movimiento de las galaxias pareciera ser independiente de la dirección, indica que el universo es isótropo como un todo en torno nuestro. Si no fuera homogéneo, aunque sí isótropo, deberíamos quedar en una posición preferencial tan difícil de aceptar por razones filosóficas que nos vemos forzados a postular la homogeneidad y por ende la isotropía del Universo.

La homogeneidad no implica que un observador en una galaxia cualquiera tendría una imagen del universo similar a la nuestra si éste fuera estacionario o la misma secuencia de eventos si estuviera evolucionando. Este postulado fundamental o principio cosmológico constituye la base para el estudio del universo ya que sin dicho principio sería imposible dar validez a la operación fundamental de la física, la comparación.

Sin embargo, es preciso dar al principio cosmológico su verdadero alcance, pues si fuera incorrectamente aplicado podrían viciarse nuestras inferencias. El nudo de la cuestión está en que el principio se refiere a muestras de universo suficientemente grandes como para que las inhomogeneidades se reduzcan a fluctuaciones locales que no interfieran con aquellos elementos de información realmente comparables. En otras palabras, las muestras deben ser lo suficientemente grandes como para que en ellas se definan valores medios no viciados. Investigaciones de Morgan muestran que existen fluctuaciones del contenido estelar de las galaxias que son del orden de dimensiones de los cúmulos y nubes de galaxias, mientras que Abell ha probado que existen supercúmulos de galaxias formados por acumulaciones de cúmulos. Hasta el presente no es posible afirmar con certeza cuales son las dimensiones de una celda mínima, sólo es posible admitir que ellas son sensiblemente superiores al volumen de un cúmulo de galaxias, o sea unos 10 Mpc. cúbicos.

Aquellos objetos astronómicos que posean por lo menos una característica medible para la cual es posible definir un valor medio y su correspondiente dispersión se dicen ser indicadores de distancia, si resultan comparables con los correspondientes a nuestra vecindad, por ejemplo la Galaxia; en el sentido de que una permutación de estos por aquellos no alteraría la postulada homogeneidad del universo.

Si consideramos eliminados los factores de error en las mediciones, restaría una dispersión, llamada dispersión cósmica, que mide el valor intrínseco de los objetos en cuestión como indicadores de distancia. Es innecesario decir que los únicos de interés práctico son aquellos que

posean una pequeña dispersión cósmica y valores medios que los tornen fácilmente observables.

Con los presentes métodos sólo es posible establecer tres categorías de indicadores de distancia: fotométricos, geométricos y las velocidades radiales. Las posibilidades de estas últimas son muy grandes, pero es preciso establecer primero la constante de proporcionalidad en la ley de velocidad y ello sólo puede hacerse recurriendo antes a otros indicadores.

2) *Indicadores fotométricos.*

La comparación de la magnitud media aparente de un indicador con la correspondiente magnitud absoluta no es suficiente para conocer la distancia, pues es necesario conocer la absorción galáctica y eventualmente la absorción interna en el sistema estudiado. Una estima del primer efecto puede obtenerse a través de la llamada ley de la cosecante

$$A = a_0 \operatorname{cosec} b$$

basada en la hipótesis de una distribución continua y uniforme del material interestelar en una capa coincidente con el plano de la Galaxia y de semi-espesor óptico a_0 .

Oort determinó a_0 con los datos de Hubble y obtuvo $a_0 = 0.31$, mientras que Mineur halla independientemente 0.28 ± 0.02 y 0.22 ± 0.02 para los hemisferios galácticos sur y norte respectivamente. Es interesante notar que Holmberg llega a resultados en esencial acuerdo con los de Mineur, incluso para la asimetría norte-sur. En efecto, del análisis estadístico del enrojecimiento de 174 galaxias este autor saca

$$\overline{E} = 0.062 \pm .007 \text{ (em)} \text{ y entonces } a_0 = 0.248 \pm 0.028$$

mientras que la asimetría llega a 0.048 ± 0.024 , en notable coincidencia con Mineur.

Es usualmente aceptado el valor medio usado en el catálogo de Mt. Wilson-Palomar-Lick de velocidades radiales:

$$A = 0.25 \operatorname{cosec} b$$

En cuanto a la aplicación de la ley de la cosecante, existen pruebas de grandes desviaciones. Por ejemplo, los recuentos de estrellas hechos por Shane en la dirección de la galaxia de Andrómeda indicarían una absorción de una magnitud aproximadamente, mientras que por otra parte los colores fotoeléctricos medidos por Code en la parte sur precedente de

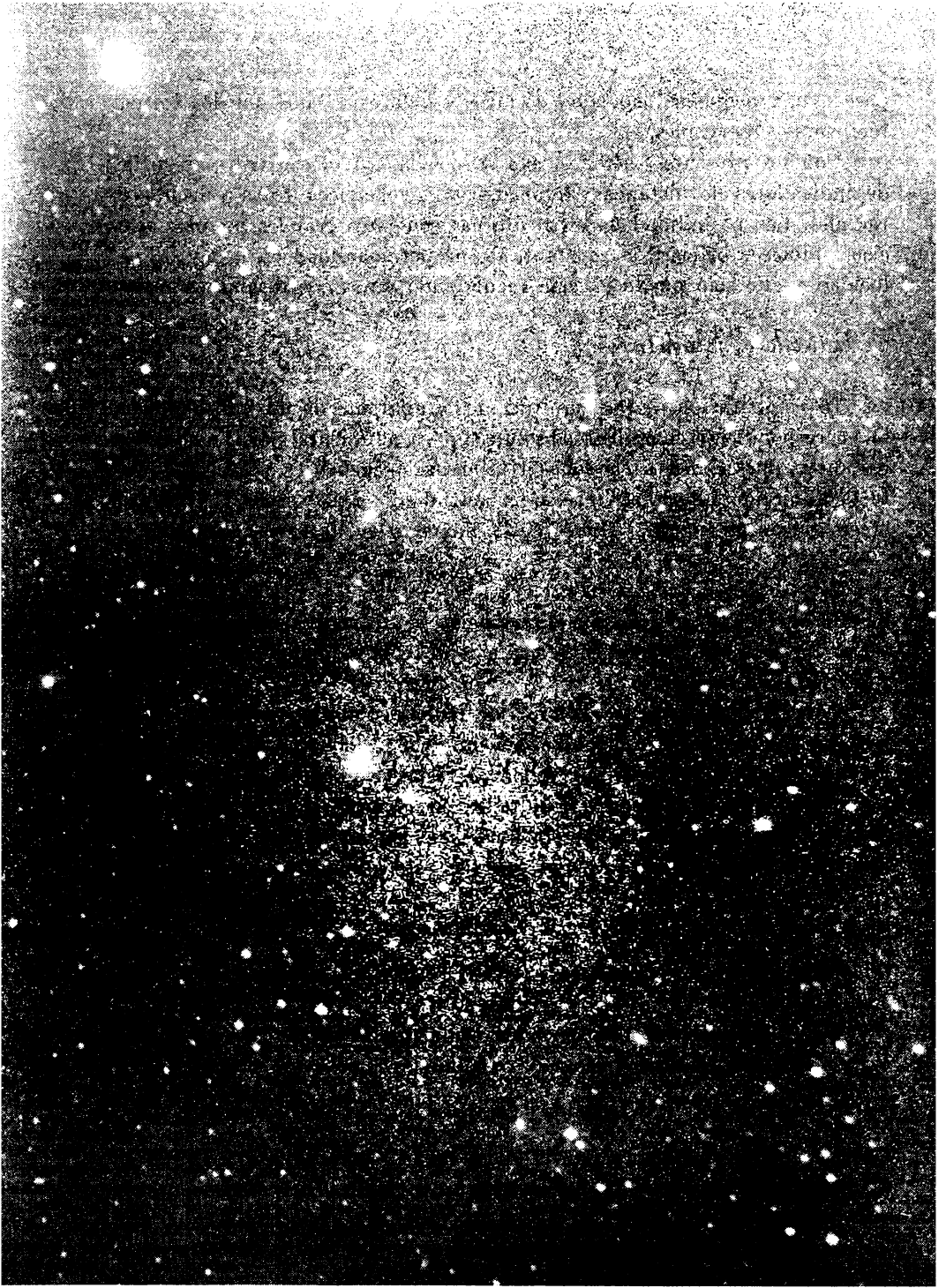


Fig. 1. Cúmulo de galaxias en Centauro (Fotografía tomada con el reflector de 1.54 m. de Bosque Alegre, Cba.)

la nebulosa muestran poca absorción. Como es de imaginar, tales irregularidades traen aparejadas más incertezas en la determinación de distancias. Ha sido sugerido por Gum y de Vaucouleurs por un lado y por Whitford por otro, que las regiones HII en sistemas externos podrían servir para hacer un control de la efectividad de la hipótesis de la absorción uniforme.

Otra dificultad de los indicadores de distancia fotométricos es precisamente la absorción en el sistema que las contiene. A este respecto la dispersión anormal en la relación P-L de las cefeidas de M 31 fue interpretada por Baade y Swope como resultado de la absorción del brazo espiral donde se encuentran. Sería entonces razonable establecer la relación P-L sólo con las cefeidas más brillantes. Para las estrellas no variables, es necesario un estudio del color y la ley de enrojecimiento, aunque esta última parece ser normal en varios sistemas extragalácticos (M31, M51, M81, NGC 5128).

En efecto, la razón A_{pg}/E de la absorción fotográfica A_{pg} al enrojecimiento $E = A_{pg} - A_{pv}$ tiene los siguientes valores en dichas galaxias:

Galaxia	A_{pg}/E	Autor
NGC 5194	4.3	Holmberg, 1950
NGC 224	4.0	Stebbins, 1950
NGC 3031	3.8	Holmberg, 1958
NGC 5128	4.2	Sérsic, 1958
Galaxia	4.0	Holmberg, 1958

Uno programa de colores intrínsecos de las estrellas más brillantes de sistemas externos está siendo desarrollado por Code y Houck y ellos encuentran que las supergigantes OB en M 31 no muestran trazas de enrojecimiento y que en consecuencia no hay absorción considerable. Una extensión de este tipo de investigación a los demás miembros del grupo local con supergigantes azules podría ser de interés, no tan sólo para estudiar la absorción interna sino para descubrir si hay diferencias intrínsecas entre las supergigantes de esos sistemas y la Galaxia.

No nos detendremos aquí a analizar los orígenes de los errores sistemáticos que condujeron a escalas fotométricas equívocas, pero sí señalaremos la escasez e importancia de las secuencias fotoeléctricas hasta magnitudes muy débiles, por ejemplo 20a., en el área misma de estudio. Esto

requiere el uso de fotómetros de alta eficacia junto con numerosas horas de trabajo y hasta el presente sólo los observatorios californianos están capacitados para ello. Así pues, debemos contentarnos con las viejas escalas de Seares que están afectadas de errores de varios décimos en el extremo débil.

Veamos ahora cuáles son las más importantes propiedades de los indicadores fotométricos.

2a) *Estrellas variables.*

Las relaciones entre período y magnitud absoluta por una parte y la facilidad de su identificación por otra, hace de las estrellas variables un indicador de distancia de grandes posibilidades. Hasta un módulo de distancia de 28 magnitudes pueden hacerse estimas basadas en este tipo de estrellas con el telescopio de Palomar.

En nuestra proximidad es posible observar variables de tipo Cúmulo, es decir RR Lyrae y Cefeidas de tipo II. Sistemas enanos como Sculptor, Fornax, Leo II, etc., poseen en gran número y al menos para el último se ha llevado a cabo una concienzuda investigación aún sin publicar por parte de Baade y Swope. La importancia de estas estrellas para el establecimiento de la escala de distancias radica en su papel de intermediarias para la calibración de luminosidades, ya que ellas no son directamente observables en objetos con módulos superiores a 24.

Pese a las tempranas investigaciones estadísticas de Woolley, e independientemente de Parenago y Pavlovskaya, que ya en 1953 y 1954 sugerían para las RR Lyrae una magnitud absoluta de $+0.6$ y $+0.5$ respectivamente, ha sido hasta recientemente —después de las investigaciones de Arp, Sandage, Eggen y Hoyle— que se ha decidido abandonar la vieja convención que otorgaba a estas estrellas una magnitud absoluta 0.0. En efecto, los últimos autores citados han dado pruebas observacionales y teóricas de que la magnitud absoluta de las RR Lyrae es precisamente del orden de $+0.5$.

Así por ejemplo Arp ha establecido una calibración rigurosa mediante el empalme de las secuencias principales de los cúmulos globulares a una secuencia standard correspondiente a estrellas de bajo contenido metálico. Tal proceso implica el cálculo del efecto que sobre el índice de color observado produce el debilitamiento de las líneas de Fraunhofer. Por su parte Sandage y Eggen estudian grupos de estrellas de alta velocidad que precisamente contienen RR Lyrae y tomando en cuenta el mismo efecto

establecen su diagrama H-R, que empalmado al del cúmulo globular M 13 da $+0.{}^m5$ para la magnitud absoluta visual de las RR Lyrae y $-2.{}^m3$ (visual) para las estrellas más brillantes de población II. Finalmente Hoyle basándose en consideraciones teóricas sobre el papel jugado por la reacción p-p en las estrellas de tipo II concluye que las RR Lyrae no pueden ser más brillantes que $+0.5 M_{\odot}$ y que la edad del universo excede de 10^{10} años. Analizaremos más adelante el significado de este último resultado (sec. 6).

En lo que respecta a las demás variables de población II, Arp ha estudiado las luminosidades de las cefeidas, las W Virginis, las RV Tauri y las variables de largo período en los cúmulos globulares. El sugiere cuatro diferentes relaciones P-L, pero para los fines prácticos es difícil decidir a cuál de ellas pertenece una estrella. Según Baade es más sencillo, para encontrar la luminosidad, usar las magnitudes mínimas y no las medias. Entonces se consiguen sólo dos relaciones, la primera corresponde a las cefeidas de tipo II y las restantes se encuentran en la segunda. Hasta el presente no se ha encontrado un significado físico para este fenómeno.

Los indicadores de distancia de Población II están interconectados a través del trabajo de Arp y también con el trabajo de Baade en los sistemas tipo Sculptor. Conexiones entre los de Población I y Población II son posibles establecer en M 31 y en las Nubes de Magallanes, donde existe la posibilidad de ligar cefeidas clásicas con las variables tipo cúmulo.

Las cefeidas clásicas, por su alta luminosidad intrínseca, constituyen los más valiosos auxiliares para llevar nuestras estimas más allá del Grupo Local. Las más exactas determinaciones de magnitudes absolutas de tales estrellas provienen de aquellas que pertenecen a cúmulos galácticos.

En un reciente trabajo Arp y Kraft (1960) han comparado las cefeidas de la Nube Menor y aquellas en las proximidades del Sol. Los dos grupos de cefeidas difieren en sus respectivas relaciones período-frecuencia, período-amplitud y período-color. Las dos relaciones P-L son, empero, muy similares, pero los autores no han podido demostrar que los puntos ceros coincidan con incerteza inferior a ± 0.5 mag.

Las cefeidas de la Nube Menor difieren de las cefeidas cercanas al Sol en que son más abundantes aquellas de períodos cortos, menores que 4 días. Landi Dessy, en Córdoba ha encontrado un alto porcentaje de estas estrellas en sus investigaciones sobre el mismo tema (1959).

La relación P-L media hallada por Arp para la Nube Menor se escribe:

$$B = -1.1 - 2.2 \log P$$

Si la magnitud absoluta media de las estrellas RR Lyrae es $+0.3 M_B$, la pendiente de la relación P-L precedente -2.2 es superior a aquella de Shapley y McNail, -1.74 , la diferencia es atribuida por Arp a errores en las escalas fotométricas de Harvard.

Con referencia al uso de las cefeidas como indicadores de distancia, Sandage concluyó hace un par de años que la relación P-L no era tan simple como se pensaba. Las relaciones físicas para esta clase de estrellas pulsantes están ligadas por una ecuación entre el período, la luminosidad y el color intrínseco, dando por resultado que si a esta función se le aproximase con solo dos variables, P-L, resultaría una dispersión intrínseca proveniente del color. Según Sandage, la dispersión puede llegar a 0.5 magnitudes, según lo que dedujo de un modelo teórico, pero esto fue criticado por Redish, quien demostró que la dispersión sería inferior a la citada, aunque sin dar cifras.

Finalmente Hubble y Sandage han observado que entre las más brillantes estrellas de M 31 y M 33 existen variables irregulares cuya magnitud absoluta media es $M_p = -8.8 \pm 0.2$. Según los mismos autores, se conocen otros sistemas con esta clase de estrellas, los que proporcionarían una gran muestra para futuras estadísticas.

2b) *Estrellas más brillantes, cúmulos globulares*

Entre los indicadores de población II debemos considerar las estrellas más brillantes. La calibración de las magnitudes de estos objetos se ha hecho siempre con relación a las estrellas RR Lyrae en los cúmulos globulares. Según datos de Arp (1957) las estrellas más brillantes de los cúmulos globulares difieren de las RR Lyrae en las siguientes cantidades:

$$M_{25} - M_{RR} \begin{cases} -1.58 \pm 0.24 & (B) \\ -3.01 \pm 0.17 & (V) \end{cases}$$

mientras que la media de las 25 estrellas más brillantes difiere de M_{RR} en

$$M - M_{RR} \begin{cases} -1.24 \pm 0.15 & (B) \\ -2.38 \pm 0.16 & (V) \end{cases}$$

Un análisis más detallado se hará en la secc. 6.

Las cefeidas no pueden ser identificadas en galaxias con módulos de distancia más grande que $m-M = 28$. Las únicas galaxias más cercanas

que este límite son los miembros del grupo local, el de M 81, de M 101 y el del polo galáctico sur. Los corrimientos al rojo sistemáticos recién superan definitivamente los movimientos peculiares más allá de $m-M = 30$. Es necesario pues, recurrir a indicadores más brillantes que las cefeidas para llenar este intervalo de dos o tres magnitudes.

Entre los indicadores individuales, Hubble usó las estrellas más brillantes de una galaxia. Según Sandage, es posible hacer por lo menos tres reservas al respecto: 1) Es posible que Hubble haya confundido regiones de HII brillantes y compactas con estrellas, haciendo que la diferencia de módulos entre grupos próximos, donde sí se observan las verdaderas estrellas, y el de Virgo, donde ya existe la posibilidad de confusión, haya sido subestimada, en un par de magnitudes. 2) Es probable que la magnitud absoluta de las estrellas más brillantes dependa del tipo nebuloso y de la magnitud absoluta del sistema al que pertenecen. Es bien conocida a este respecto la correlación hallada por Holmberg en 1950, aunque es preciso actualizarla. Indicios de una correlación con el tipo nebuloso han sido destacados hace un par de años por el presente autor. 3) Las estrellas más brillantes no aparecen aisladas sino en grupos y asociaciones que son difíciles de resolver para módulos del orden de 30, aún con los mayores telescopios.

A estas observaciones el mismo Sandage antepone las siguientes vías de solución: 1) Mediante la fotografía sensible al rojo, hoy es posible separar regiones espectrales. 2) Con el telescopio de 200 pulgadas es posible estudiar cefeidas en los grupos ya citados. Los tipos nebulares de las 30 galaxias que les pertenecen van desde las Sb- hasta las IrrI y las magnitudes absolutas desde -21 hasta -14 . Este intervalo entre tipos y magnitudes absolutas permitirá el establecimiento de la relación $M_s = f(M_r; T)$, que podrá extenderse así hasta $m-M = 30$ para la estima de distancias.

Aunque parezca sorprendente, la única fuente sistemática y de valor estadístico sobre las magnitudes de presuntas estrellas en galaxias data de 1936 y procede de Hubble. Desde entonces no se han publicado más magnitudes, salvo esporádicos y fragmentarios estudios sobre el tema. Los datos de Hubble padecen de los inconvenientes que se señalaron hace un momento, más el agravante de los errores sistemáticos en la escala de magnitudes que según Baade llegan hasta nueve décimos de magnitud en el extremo débil. Es de nuestro conocimiento que actualmente está en marcha un programa fotométrico en el Observatorio de Lick para suplir esta deficiencia.

En el Simposio de Santa Barbara (1961), Sandage citó los siguientes valores para las magnitudes absolutas de las estrellas más brillantes en varias galaxias:

Galaxia	m_b	$-M_b$	$m-M$
M 31	15.7	9.1	24.8
M 33	15.3	9.3	24.6
LMC	9.7	9.0	18.7
SMC	10.3	8.7	19.0
IC 1613	17.1	7.2	24.3
NGC 2403	18.6	9.0	27.6
M 101	18.9	9.5	28.4

Si se adoptan los módulos de la última columna, Sandage da en media

$$\overline{M_b} = -9.28 \pm 0.2$$

para el extremo superior de luminosidad de Población I.

Los cúmulos globulares como indicadores de distancia presentan la ventaja de rehuir el material absorbente —si lo hay— de la galaxia donde se encuentran y por consiguiente dar el módulo de distancia libre de absorción intrínseca. Sin embargo, no es fácil su identificación, sobre todo en objetos espirales vistos de plano, pues en tal caso se proyectan sobre la estructura espiral y son difíciles de hallar. Los cúmulos globulares aparecen en gran número en la galaxia de Andrómeda, casi tantos como en la nuestra y han sido objeto de estudios detallados por Hubble y Mayall.

En un trabajo fundamental, Kron y Mayall (1960) analizaron sus observaciones fotoeléctricas de 187 cúmulos, la mayoría de ellos globulares, en la Galaxia, las Nubes de Magallanes y el del grupo de M 31. Todos los cúmulos fueron observados en luz fotográfica y fotovisual, mas algunos más en el infrarrojo.

De sus observaciones Kron y Mayall concluyen:

- a) Los cúmulos en la Galaxia parecen ser sistemáticamente más azules que los de M 31 en 0.2 mag en P-V, aún después de tomarse en cuenta el enrojecimiento espacial.
- b) Los cúmulos del halo de M 31 tienen una dispersión intrínseca en color de 0.4 mag.
- c) Comparando los histogramas de frecuencia de magnitudes entre la Galaxia y M 31 y las Nubes de Magallanes, se obtienen módulos

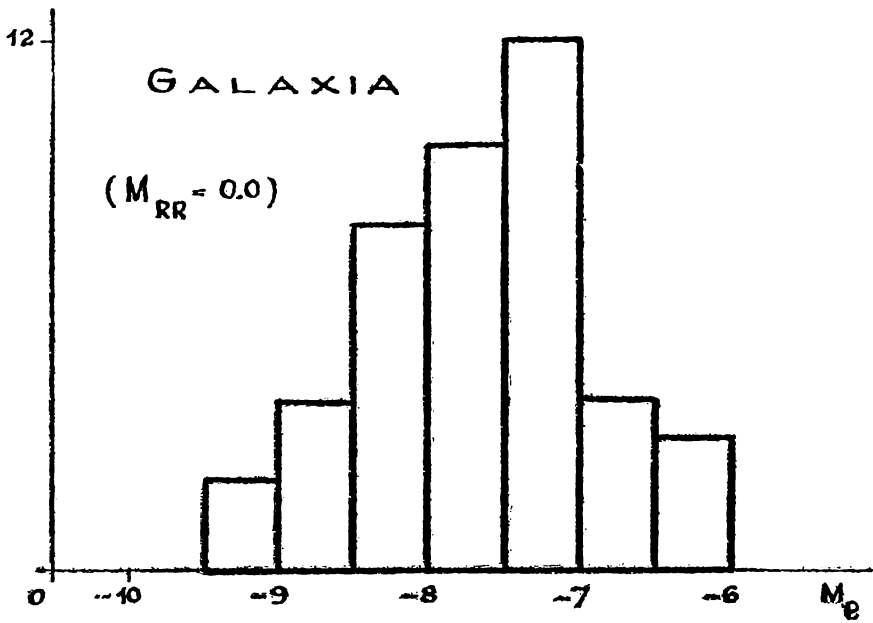
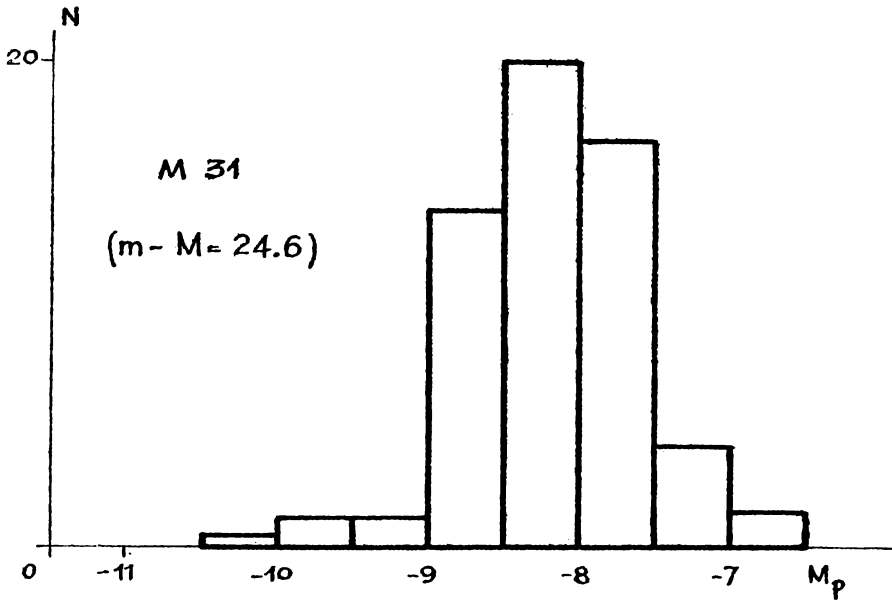


Fig. 2. Histogramas de frecuencia de cúmulos globulares en M 31 y la Galaxia.

de 23.5 a 24.0 para la primera y 19.0 para las segundas con una incertidumbre de ± 0.5 mag.

Los histogramas de frecuencia de magnitudes de estos autores se dan en la figura 2.

De lo que precede, es evidente pues, que debe procederse con esta clase de objetos en la misma forma que con las estrellas más brillantes, es decir, buscar la correlación entre los parámetros que definen la función de luminosidad de los cúmulos globulares con los tipos y magnitudes absolutas de las galaxias. En este sentido podría preverse ya una correlación entre el extremo superior de la función de luminosidad y la magnitud absoluta, ya que está probado por Jaschek (1957), que el número de cúmulos globulares aumenta con la luminosidad del sistema estelar a que pertenecen. Así por ejemplo NGC 4486 en Virgo parece tener más de un millar de ellos y es un ejemplar superluminoso con $M = -20.7$.

Existen indicios de que las galaxias tempranas, elípticas y espirales Sa, Sb- son propensas a poseerlos en grandes números, lo que coincide con los datos de Jaschek, pues precisamente estos sistemas son los más luminosos. También aquí la escasez de datos es abrumadora. No existe una búsqueda sistemática de cúmulos globulares en galaxias más allá del grupo local. Esta podría empezar por los objetos elípticos más próximos, siguiendo después con las Sa y Sb-. En cuanto a la información fotométrica tan escasa, ello se debe a la enorme cantidad de tiempo que insume el trabajo fotoeléctrico sobre objetos débiles, ya que esto puede realizarse en unos pocos observatorios solamente.

En las galaxias tardías es difícil separar cúmulos globulares y galácticos pues la existencia de cúmulos globulares "azules" no permite usar el color como criterio. La situación se torna problemática cuando se comprende que la única manera de separar ambas clases de objetos es por medio de la topología del diagrama H-R, un sistema harto difícil de aplicar más allá de las Nubes de Magallanes.

2c) *Regiones de emisión.*

Aunque hasta el presente no han sido estudiadas fotométricamente, los grandes complejos de emisión que aparecen en las espirales desde los tipos Sb- hasta las IrrI, presentan excelentes posibilidades como indicadores de distancias. Así lo demostramos hace un tiempo al probar que las magnitudes absolutas de estos objetos llegan a un máximo de -12^m en las espirales Sc- y en las Sb- e IrrI todavía son tan brillantes indicadores

como $-10.^m5$. Esto hace de esta clase de objetos los más brillantes indicadores después de las novas. Según Hubble, la utilidad de estos complejos de emisión como indicadores de distancia es discutible, dado que varían ampliamente en dimensiones y magnitudes. La observación es exacta pero incompleta, pues las variaciones en tamaño si bien existen, se correlacionan con el tipo de galaxia, como veremos más adelante y otro tanto parece ocurrir con las magnitudes. También aquí el Observatorio de Lick se halla comprometido en un programa de largo alcance.

Mediante fotografía a través de convenientes regiones espectrales, es sencillo establecer la presencia de estos objetos. Las modernas técnicas desarrolladas por G. Courtes basadas en filtros interferenciales e interferómetros de Fabry-Perót son muy promisorias. Los filtros interferenciales recientemente adquiridos por el Observatorio de Córdoba, hacen posible extender esta clase de investigaciones al hemisferio Sur.

2d) *Novas y supernovas.*

Del punto de vista histórico, son estos objetos los primeros usados para hacer estimas de distancia y en ser llamados indicadores (Lundmark, 1920).

La presente calibración de magnitudes para novas proviene de Arp, quien realizó un estudio sistemático de estas estrellas en la galaxia de Andrómeda. Este trabajo, que es un modelo de planeamiento y acabado, muestra que hay dos grupos de luminosidades máximas: el primero en $-8.^m5$ y el segundo alrededor de -6.4 magnitudes absolutas, ellos corresponden respectivamente a las novas rápidas y a las novas lentas. El valor medio de ambos grupos es $-7.^m5$ que es precisamente el valor hallado por Cechini y Gratton, para las novas galácticas.

En 1955 Buscombe y de Vaucouleurs estudiaron la relación entre las magnitudes al máximo y las velocidades de declinación de las novas, siguiendo los pasos de McLaughlin y confirmando los resultados de este último. Posteriormente Th. Schmidt (1957), discutió los datos de McLaughlin, Arp y los anteriores, junto a mejores estimas de la absorción, llegando para las novas rápidas y lentas a magnitudes de -9^m y $-6.^m5$ respectivamente.

En un reciente trabajo de van den Bergh se establece una calibración para las supernovas mediante el empleo sistemático de un sistema de clasificación bidimensional en tipos morfológicos y clases de luminosidades

para las galaxias. Sus resultados, que se basan en una escala de distancias de $H = 100$ km./sec. Mpc., son $M = -18.7$ y $M = -16.3$ para las magnitudes medias al máximo de brillo de las supernovas de tipos I y II respectivamente. La frecuencia de aparición parecen favorecer las galaxias más luminosas, mientras que la frecuencia media de las supernovas por galaxia es de una cada cuatro siglos, con un resultado neto de cuatro o cinco supernovas por año. El hemisferio austral carecía de programas similares, los que son de gran interés para el establecimiento de distancias en cúmulos densos y lejanos, pero actualmente el Observatorio de Córdoba se ha unido a la campaña internacional. llenando el vacío citado.

2e) *Magnitudes absolutas de las galaxias.*

El último indicador fotométrico de distancia al que es posible recurrir es la luminosidad intrínseca de las galaxias. Ello importa un conocimiento de las magnitudes absolutas en función del tipo y clase de luminosidad.

S. van den Bergh ha establecido un sistema de clasificación a dos parámetros basándose en que las luminosidades de las galaxias parecen estar vinculadas al grado de desarrollo de la estructura espiral. La correlación es en el sentido de que los objetos más luminosos presentan brazos más largos y mejor desarrollados. En cuanto a las magnitudes absolutas de las irregulares, éstas parecen depender del brillo superficial.

El primer parámetro de la clasificación es el grado de concentración central (tipos de Hubble) y el segundo es la clase de luminosidad. La nomenclatura elegida para esta última es semejante a las cinco clases I al V del sistema espectral de Yerkes.

Mediante la calibración establecida por van den Bergh, se pueden hacer estimas de magnitudes que para cúmulos y grupos son más exactas. Aunque puede objetarse el empleo de las cartas y no las placas del Palomar Sky Survey para la clasificación, el citado autor ha podido hacer un estudio sistemático de cúmulos y grupos de galaxias hasta módulos del orden de 32,5, es decir hasta unos 30 megaparsec, que parece estar en buena coincidencia con aquellas ya estudiadas.

Las tablas siguientes dan las magnitudes absolutas de las distintas clases de luminosidad, según van den Bergh (1960), calibradas con $H = 100$ km./sec.Mpc.

Clase/ Tipo:	Sb	Sc	IrrI
I	— 20.4	—20.0	
I-III	19.9	19.7	
II	19.4	19.4	—19.4
II-III	18.6	18.9	18.9
III	— 18.0	18.3	18.3
III-IV		18.0:	18.0:
IV		17.3:	17.3:
IV-V		— 16.1:	— 16.1:

Como las galaxias muestran un gran rango de variación en luminosidad, las distancias en consecuencia pueden ser también determinadas recurriendo a la función de luminosidad para galaxias miembros de cúmulos.

Si se acepta que, digamos, la décima galaxia en orden de brillo en todos los cúmulos tienen la misma magnitud absoluta, las distancias relativas resultan en seguida. Es precisamente en esta forma como la relación de Hubble ha sido determinada por Humason, Mayall y Sandage (1956).

Sin embargo la forma precisa de la relación de Hubble es muy sensible a dos clases de errores sistemáticos: a) errores en las magnitudes aparentes de las galaxias y b) la probabilidad de que la décima galaxia en orden de brillo en cúmulos ricos sea más brillante que las correspondientes en cúmulos pobres (efecto Scott).

Los cúmulos remotos usualmente elegidos para su investigación son usualmente los más ricos y conspicuos. Sus distancias pueden ser subestimadas porque muy probablemente sus galaxias más luminosas sean más brillantes que las correspondientes galaxias en cúmulos típicos.

Los efectos de selección pueden ser removidos si los puntos correspondientes de las funciones de luminosidad en cúmulos distantes y cercanos pudiesen ser comparados. Con este fin G.O. Abell ha comenzado una investigación de las funciones de luminosidad de 30 cúmulos de galaxias.

Este autor ha encontrado un máximo preliminar en la función de luminosidad, 1.5 a 2.5 m. por debajo de los miembros más brillantes. Las

diferencias de magnitudes entre este máximo y la magnitud del décimo miembro del cúmulo varía en 0.5 mag. Según Abell, las distancias relativas deducidas del 5º ó 10º miembro del cúmulo, no son de confianza.

3) *Indicadores geométricos de distancia.*

Un indicador geométrico es un detalle medible de una galaxia que tiene un diámetro lineal definido y una dispersión relativamente baja. Por su naturaleza, estos indicadores son independientes —al menos en primera aproximación— de la absorción, dando entonces directamente los módulos verdaderos. El máximo alcance que se obtiene con este tipo de indicadores está dado por el poder separador del telescopio y la placa, el disco de confusión atmosférica y finalmente la difusión de la luz en la gelatina. Estos tres efectos contribuyen a la formación de imágenes estelares con diámetros finitos y a ensanchar el diámetro verdadero de un indicador. Así por ejemplo en un caso tan favorable como el del telescopio de 5.08 metros de Mt. Palomar es posible medir diámetros con precisión superior al 25 %, siempre que nos mantengamos por encima del diámetro verdadero de 2."5.

3a) *Anillos y regiones de HII.*

Hace ya unos años Gum y de Vaucouleurs demostraron la constancia de los diámetros de los mayores anillos de hidrógeno en emisión (HII), en las galaxias. El diámetro medio de estas formaciones resulta ser del orden de los 100 parsec dentro de un 7 %, cuando se los mide sobre placas azules. Aunque no parece que estas formaciones aparezcan en todas las galaxias con población I, constituyen un excelente indicador de distancia allí donde se los encuentra. Sin embargo, los módulos de distancia usados por estos autores no se adaptan a los presentemente aceptados y una actualización de sus resultados muestra la insuficiencia del material empleado por ellos.

Es por eso que el autor investigó las posibilidades de las regiones de HII como indicadores de distancia, sin particular referencia a si eran anillos o no. Una clase tan general de objetos se halla presente en todas las galaxias con población I. su extremo superior correlaciona muy bien con el tipo de galaxia (grado de concentración central) como se constata en la tabla siguiente: (fig. 3).

Tipo:	Sa	Sb-	Sb	Sc-	Sc	IrrI	dSc
Diam:	60	90	140	180	145	110	70 parsec

y es de opinión, que las formaciones anulares en cuestión no son aptas como indicadores.

3c) *Diámetro de las galaxias.*

De la estrecha correlación entre los diámetros aparentes y las magnitudes totales de las galaxias —ya encontrada en tiempos de Hubbe— es posible, al menos en principio, utilizar unos u otros como indicadores de distancias. Como consecuencia de la gran variación intrínseca de las magnitudes (y por ende de los diámetros), de las galaxias de un mismo tipo, no es posible deducir la distancia de una galaxia aislada sea con su magnitud aparente, sea con su diámetro. La determinación de la razón de las distancias de dos grupos o cúmulos exigiría en principio la comparación de las funciones de luminosidad y de distribución de los diámetros, lo que es difícilmente factible. En la práctica nos hemos contentado con las magnitudes de las cinco o diez primeras galaxias como indicadores relativos. Pero las magnitudes son a veces difíciles y siempre laboriosas de medir. El empleo de los diámetros no exige, por el contrario más que medidas fáciles y rápidas, logrando así medir en poco tiempo muchos objetos en un sistema homogéneo. Tal sistema ha sido usado por numerosos autores y en particular en tiempos recientes por de Vaucouleurs, para el establecimiento de una escala relativa de distancias en el hemisferio austral, que al presente está extendiendo al norte.

Es interesante a este respecto comparar los diámetros reducidos absolutos de las mayores espirales en algunos grupos y cúmulos próximos del hemisferio boreal según los módulos de distancia admitidos actualmente. La tabla siguiente, debida a de Vaucouleurs y ligeramente modificada por el autor dá los valores de m_r , $D(0)$, $m-M$, adoptados y las magnitudes y diámetros absolutos correspondientes; para los módulos que se discuten más adelante.

Objeto	$D(0)$	m_r	$m+5\log D(0)$	$m-M$	$-M$	$D_0(\text{kpc})$
M 31	105'-150'	4.0	14.0-15.1	24.5	20.5	24.35
M 33	43'-55'	6.0	14.2-14.7	24.5	18.5	10.13
<i>Media</i>	88'5	5.0	14.5	24.5	19.5	20.5:
M 51	8'5	9.2	13.8	28.3	19.1	11.2
M 81	19'5	7.8	14.3	27.2	19.4	16.2
M 101	24'	8.1	15.0	28.3	20.2	32.4
<i>Media</i>	17'3	8.4	14.4	27.9	19.5	20.0:
Virgo	5'0	10.4	13.9	30.2	19.8	16.3
Grus (VII)	3'5	11.0	13.7	—	—	—



Fig. 4. NGC 300 una galaxia Sc⁺ distante 2.5 Mpc, en el Grupo del Polo Galáctico Sur. Foto negativa, tomada con el reflector de Bosque Alegre.

ESTABLECIMIENTO DE LA ESCALA DE DISTANCIAS

4) *Distancia de las galaxias.*

Discutiremos brevemente nuestro conocimiento de las distancias en el grupo local y algunos cúmulos próximos, siempre que éstas se basen en estimas directas, por medio de indicadores fotométricos o geométricos.

4a) *En el grupo local.*

Por su proximidad, los miembros del grupo local juegan un papel fundamental en el establecimiento de las escalas de distancia. El alto grado de resolución de estas galaxias permite ensayar en ellas todos los indicadores a distancias primarios, lo que daría por resultado un gran peso a las estimas.

Las Nubes de Magallanes.

Los trabajos de Thackeray, Wesselink, Shapley y McNail, permiten haber estimas basadas en indicadores de población II. Así los dos primeros autores hallan para la magnitud fotográfica media de las RR Lyrae los valores 19.1 y 19.2 en la Nube Menor y Mayor respectivamente. Según Shapley y McNail la magnitud media de las 25 estrellas más brillantes en la Nube Menor es 17.95 ± 0.06 (pg) y 17.83 ± 0.06 (pg) en la Mayor.

Estas cifras conducen a los módulos siguientes:

	RR Lyr	M_{25}
Nube Menor	18.8	19.0
Nube Mayor	18.9	18.9

Si aceptamos $+0.^m3$ y $-1.^m0$ para las magnitudes absolutas de las RR Lyrae y para M_{25} respectivamente.

De la relación P-L citada en la sección 2a. se deduce un módulo de 18.9 para la Nube Menor y 18.7 para la Nube Mayor. Estas cifras son algo inciertas pues ellas provienen de suponer que las relaciones P-L en las Nubes son similares a la relación P-L de la Galaxia. Muchos esfuerzos se han dedicado a establecer las bases detalladas para una comparación especialmente por parte de Kraft, quien haciendo uso de la relación Período-Color en estas estrellas ha podido hacer estimas de distancias con precisión del 5 %.

Sandage, recurriendo al punto cero de Kraft, -1.33 ± 0.06 Mpg., ha determinado con material de Arp los siguientes módulos

	m-M	Abs.
Nube Menor	18.99	0.25
Nube Mayor	18.70	0.35

que hoy por hoy llevan el mayor peso.

Las novas también han sido empleadas para hacer estimas de distancias de las Nubes de Magallanes. Así p.e., Henize, Hoffleit y McNail hallan $m-M = 18.7$ para la Nube Menor y 19.0 para la Mayor, basándose en los probables máximos de las novas. Similarmente Buscombe y de Vaucouleurs hallan 18.6 ± 0.2 para la Nube Menor. Este último autor rediscutió las novas de ambas Nubes, pero esta vez usando la magnitud 15 días post-maximum, hallando 18.8 y 18.4 respectivamente para la Nube Menor y la Mayor. Finalmente Th. Schmidt obtiene 19.2 ± 0.4 para ambas, después de un análisis de todas las novas conocidas en estas galaxias.

Kron y Mayall (Cf. Secc. 2b) han estimado también un módulo para ambas Nubes de 19.0 ± 0.5 si $M_{RRLYr} = 0.0$. Ello nos dice que $m-M = 18.7 \pm 0.5$ si $M_{RRLYr} = 0.3$ como hemos adoptado hasta ahora.

En la tabla que sigue a esta sección hemos resumido las anteriores estimas y adjudicado pesos de acuerdo a su calidad, ya sea por el volumen de material empleado como la precisión del método.

Las medias pesadas correspondientes son:

Nube Menor	18.8 ± 0.2
Nube Mayor	18.9 ± 0.2

y constituyen la mejor estima por el momento.

La galaxia de Andrómeda.

La importancia de esta galaxia desde el punto de vista cosmológico no merece destacarse aún más. Su conveniente ubicación en el hemisferio norte la torna fácilmente observable con los instrumentos más poderosos y al presente, gracias a los importantísimos trabajos de Baade es el objeto extragaláctico mejor estudiado.

Los trabajos de Kron y Mayall sobre los cúmulos globulares en esta galaxia permitieron estimar el módulo en 24.4 si $M_{RRLYr} = +0.3$, mientras

que los trabajos de Seyfert y Nassau nos dan 24.6 para el mismo caso. usando la magnitud aparente media de 212 cúmulos globulares.

Según Baade, las estrellas más brillantes de población II se observan en $m_v = 21.2$, aceptando para ellas una magnitud absoluta $M_v = -2.7 + 0.3$ para el color de las RR Lyrae, resulta $m-M = 24.2$.

Las cefeidas clásicas, condujeron a Baade y Swope a un módulo aparente de 24.25 aunque posteriormente Baade citó 24.34 como una cifra más exacta. Van den Bergh usó una relación P-L similar a la de secc. 2a. y halló $m-M = 24.2$.

Sandage, usando el punto cero de Kraft, determinó $m-M = 24.75$ y una absorción de 0.6 mag. fotográficas.

En cuanto a las novas, Th. Schmidt halló 24.6 ± 0.3 sin tomar en cuenta la absorción interna, mientras que resulta 24.45 ± 0.3 en este caso.

Finalmente Baade ha observado seis objetos que identifica con nebulosas planetarias, con una magnitud absoluta media de 22.04 m. Con la fórmula de Bridgmann que correlaciona la magnitud absoluta de una planetaria con la diferencia de magnitudes entre ésta y su estrella central, deduce Baade $m-M = 24.2$ a 24.5.

Como vemos, ya aquí las discrepancias son mayores que en la Nubes de Magallanes, puesto que un factor de diez en la distancia reduce mucho las chances de encontrar otros indicadores.

En resumen, la media pesada (véase tabla) resulta ser:

$$m-M = 24.4 \pm 0.2 \text{ mag.}$$

Estimas de los módulos básicos en el Grupo Local

	RR Lyrae	Est. Brill. Poblac. II	Cúmulos Globulares	Cefeidas	Cefeidas	Cefeidas	Novas	Novas	Novas	Neb. Plan.
LMC	18.7	18.9	18.5	—	18.8	18.70	19.0	18.4	19.4	—
SMC	18.8	—	18.5	—	18.8	18.99	18.7	18.8	19.4	—
M31	—	24.2	24.2	24.34	24.3	24.75	—	—	24.45	24.35
Notas:	$M_b = +0.5$	$M_b = -1.1$								
Pesos:	2	2	1	2	1	4	1	3	3	1
Autores	Thackeray Wesselink (1955)	Arp (1959) Baade (1957)	Kron y Mayall (1960)	Baade (1958)	S. van den Bergh (1960)	Sandage (1961)	Henize, Hoffleit y Nail (1954)	De Vaucouleurs y Buscombe (1955)	Th. Schmidt (1957)	Baade (1955)

Otros miembros del grupo local

Tan magros son nuestros conocimientos de las distancias de las galaxias del grupo local, que fuera de las tres mencionadas sólo conocemos datos fragmentarios, en su mayoría provenientes de Hubble acerca de M 33, NGC 6822, IC 1613 y de Baade con referencias a las galaxias enanas de tipo Sculptor. Generalmente se aceptan los módulos relativos de Hubble, que son:

$$(M33) - (M31) = -0.1$$

$$(NGC 6822) - (M 31) = -0.5$$

$$(IC 1613) - (M 31) = -0.1$$

mientras que Baade cita los siguientes

NGC 185	23.9	Sculptor	19.6:
NGC 147	23.9	Draco	20.3
Fornax	21.4:	Leo II	22.5:
Leo I	23.3:	Umi	19.9:

para los miembros enanos del grupo local.

En conclusión, la situación del grupo local de galaxias no resulta muy halagadora, ya que solamente las Nubes de Magallanes y la Galaxia de Andrómeda, poseen determinaciones directas de sus distancias.

Sandage ha propiciado el uso provisorio de módulos de distancia en el grupo local basados únicamente en las novás, y adoptó para este fin aquellos de Th. Schmidt.

Este punto de vista es a nuestro criterio algo apresurado ya que no es posible prescindir de los demás indicadores aunque fueren cefeidas, pues todos concuerdan en valores, 0,3 a 0,4 magnitud por debajo de los de aquel autor.

Esto es probablemente debido a que no se haya tomado en cuenta la absorción interna en las Nubes y M 31, al menos por parte de Sandage, ya que esto lo previó Schmidt. La situación es tanto más difícil de sostener cuanto el nuevo cero de las RR Lyrae tiende a reducir los módulos provenientes de aquellas, de las estrellas más brillantes de Población II y de las magnitudes de los cúmulos globulares, llevándolos a un mejor acuerdo con las cefeidas.

4b) *En la metagalaxia interior.*

Aceptando la nomenclatura de Shapley, la metagalaxia interior es el volumen contenido en una esfera de radio igual a la distancia del cúmulo Virgo. Casi todas las galaxias que aquí se encuentran, forman el catálogo de Shapley-Ames, aunque éste llega algo más lejos para los objetos intrínsecamente más brillantes.

Dentro de esta fracción del universo es ya fácil ver que la mayoría de las galaxias están agrupadas en grandes o pequeñas estructuras y que no existe un "campo" uniforme sobre el cual tales estructuras se superpongan. Esta impresión se confirma al agregar una tercera dimensión a la distribución superficial de los objetos del catálogo de Shapley-Ames, por medio de estimas de distancias o con velocidades radiales. La presencia de grupos de galaxias, posiblemente asociadas físicamente y de origen común, es un hecho de gran importancia para la determinación de sus distancias. Por una parte si la dispersión no es muy grande, puede aumentarse considerablemente el peso del módulo común y por otra la casi equidistancia de los miembros del grupo permite descubrir diferencias sistemáticas entre los indicadores que dependan del tipo y la magnitud.

Discutiremos a continuación las distancias de algunos grupos importantes en ambos hemisferios galácticos.

Grupo del Polo Galáctico Sur: Está formado por una media docena de espirales tardías en un área de diez grados de radio en altas latitudes, que también es conocido como el grupo de Sculptor. Los grandes diámetros, alto grado de resolución en estrellas de magnitudes del orden de 18.5 y bajas velocidades radiales, condujeron a de Vaucouleurs a un módulo aparente de 27.0 ± 0.2 . Independientemente, quien esto escribe determinó la distancia de este grupo por medio de los diámetros de las regiones de emisión medidos en cinco de los seis miembros, llegando a un módulo verdadero de 26.9 ± 0.1 que podría conducirnos a uno aparente de 27.15 en bastante buen acuerdo con el anterior. Para un módulo de 27 o una distancia de 2.5 megaparsec resulta imposible resolver estas galaxias con el reflector de Bosque Alegre. Actualmente está en progreso un programa intensivo de búsqueda y mejora de indicadores de distancia con el objeto de refinar las estimas previas.

Grupo de M 81: Sandage ha publicado hace varios años una estima del módulo de M 81 que es la más luminosa galaxia de este grupo de una docena de objetos. Los datos usados fueron: una cefeida clásica de magnitud fotográfica aparente al máximo de 21.4 y período de 30.65 días; va-

variables azules irregulares, las dos más brillantes apareciendo en 18.4 y 18.7 y veinte novas observadas por Hubble. Sandage supone una amplitud de un par de magnitudes para la cefeida, lo que con la relación P-L antes citada da $m-M = 26.5$. Si las variables azules tienen $M_p = -8.8$, entonces $m-M = 27.1$ ó 27.4 . Además Sandage usa la observación de Hubble de que las novas de M 81, cuando se las observa 15 días post maximum, aparecen 3.8 magnitudes más débiles que las de M 31. Si empleamos ahora el módulo actualizado de M 31, es decir 24.3 resulta para M 81, $m-M = 28.1$.

De todo ello es difícil sacar una conclusión optimista, aunque la media simple de esas cifras 27.3 ± 0.4 está acorde con el módulo verdadero del grupo deducido de las regiones de emisión $(m-M) = 26.8$ y con una absorción de 0.5 magnitudes, muy plausible en esas latitudes. Por otra parte, S. van den Bergh estimó los módulos de distancia verdaderos para cuatro miembros del grupo en base a sus clases de luminosidad, de la media $(m-M) = 26.5 \pm 0.3$ y las anteriores estimas se saca $(m-M) = 26.7 \pm 0.2$ como el mejor valor por el momento.

Grupo de M 101: Desde la publicación del módulo de M 81 por Sandage, siempre se atribuyó la misma distancia al grupo de M 101, sin que en realidad parezca ser este el caso.

El módulo verdadero del grupo deducido de las regiones de emisión es $(m-M) = 28.0 \pm 0.2$, mientras que la media de los cuatro módulos verdaderos dados por van den Bergh para otros miembros es $(m-M) = 27.9 \pm 0.3$. Finalmente el mismo autor piensa que este grupo forma parte de una extensa nube de galaxias que se extiende al norte de Virgo, sobre Canes Venaticae y Ursa Majoris. Para esta nube, que él llamó de Canes, dedujo un módulo de 27.6 ± 0.2 verdadero, también en base a las clases de luminosidad. En nuestra opinión la estructura de esta parte de la metagalaxia no está todavía bien clara y puede muy bien considerarse al grupo de M 101 como una entidad aparte de la nube de Canes, o bien admitirse que la dispersión de los módulos en esta última es suficientemente grande como para definir un módulo medio que conforme a todos los miembros. En este sentido hemos considerado en otro trabajo dos grupos que llamanos Umal y Umall con módulos verdaderos de 27.6 y 28.6 magnitudes, cuyos miembros lo son también de la Nube de Canes. Ambos grupos corresponden a velocidades radiales y diámetros aparentes sistemáticamente diferentes, que muy bien podrían estar situados estadísticamente al frente y al fondo de la susodicha nube. De todos modos esta situación merece ser analizada en detalle en otra parte.

El grupo en Leo: En el catálogo de velocidades radiales de nebulosas extragalácticas de Humason y asociados, Sandage incluye al grupo en Leo como un posible escalón para la escala de distancias antes de llegar al cúmulo de Virgo.

Hace tiempo que Holmberg estimó el módulo aparente de este grupo en 29.3 ± 0.4 magnitudes, basándose en la estadística de los diámetros y luminosidades de sus miembros. Este valor está corregido en 0.1 con el fin de actualizar el módulo de M 31. Por otra parte, los diámetros de las regiones de emisión dan un módulo verdadero de 29.1 ± 0.3 que se acuerda perfectamente al anterior al observar que la absorción en el área de este grupo es de 0.3 magnitudes. Ya aquí no existen otras determinaciones de distancias que las precedentes.

4c) *Cúmulo de Virgo.*

La velocidad radial media de este cúmulo sobrepasa el millar de kilómetros por segundo y es posible que supere ya los movimientos peculiares a tal punto que sea posible estimar la constante de Hubble con cierta confianza. Esta ha sido la idea corriente que hasta el presente es compartida por la mayoría de los astrónomos, de aquí el carácter fundamental de este cúmulo para nuestro conocimiento de la escala del universo.

La observación de Baum sobre la diferencia de magnitudes entre los cúmulos globulares de M 87 y M 31, que llega a seis magnitudes, conduce de inmediato a un módulo aparente de 30.3. Sin embargo, no debería confiarse demasiado en esta cifra, ya que proviene de comparar muestras muy dispares (un millar de cúmulos en M 87 y sólo 300 en M 31) y que ambas galaxias son de tipos diferentes (M 87 es un elíptica, mientras que M 31 es una Sb temprana).

Sandage ha observado la resolución de M 100 en Virgo en sus estrellas más brillantes en magnitud 20.8, por comparación con 19.0 dado por Hubble. La diferencia de 1.8 magnitudes proviene de que Hubble confundió regiones de HII compactas con estrellas, por una parte, y por otra el error de sus escalas fotométricas. En una larga discusión, Sandage combina los viejos valores de Hubble, tanto de las magnitudes absolutas de las estrellas como del módulo con las presentes estimas para las primeras de — 8.5 ó — 9.5. También usa módulos en el grupo local que provienen exclusivamente de las novae. Todo ello conduce a módulos aparentes que van desde 30.3 hasta 32.1. Como control también Sandage recurre a los datos de Baum sobre los cúmulos globulares de M 87 y finalmente concluye que 30.7 podría ser la mejor estima por el momento.

El procedimiento de Sandage es objetable por las siguientes razones:

- 1) Combina valores antiguos de Hubble y sus incertidumbres de escala, con las presentes observaciones.
- 2) Los módulos del grupo local, basados en las novas, no sólo son de poco peso por provenir solamente de un indicador, sino que en ellos no se ha tomado en cuenta la absorción interna. Todo esto exagera los módulos en 0.3 ó 0.4 de magnitud.
- 3) No pueden usarse aisladamente como indicadores las estrellas más brillantes, pues las determinaciones son de muy bajo peso, dada la incertidumbre acerca de sus luminosidades.
- 4) Existen indicios de que el cúmulo de Virgo está rotando y que las galaxias más aptas para la observación espectroscópica no están parejamente distribuidas. Ello vicia la velocidad radial media. Esta observación, debida a Holmberg, conduce a una velocidad corregida de 1262 km./sec. comparada con 1136 km./sec. que es la media simple.

Muy recientemente S. van den Bergh publicó el resultado de su calibración de luminosidades de las galaxias y arribó a los siguientes valores del módulo verdadero:

29.89 ± 0.08 en base a todas las galaxias del cúmulo clasificadas por él (66).

29.96 ± 0.08 en base a los 58 miembros sin probables efectos de selección.

Estas cifras se han corregido para un módulo de M 31 de 24.3. Previamente a las investigaciones de Sandage y van den Bergh, Holmberg publicó un minucioso estudio del módulo de este cúmulo basándose exclusivamente en consideraciones fotométricas. El compara las magnitudes de las espirales más brillantes del cúmulo, reducidas a inclinación de 90° con la luminosidad intrínseca de M 31 también reducida en la misma forma. Esto lo lleva a un módulo de 30.2 (aparente). Más adelante usa las magnitudes superficiales de los mismos objetos y una correlación hallada entre ese parámetro y la magnitud absoluta. Calibrando con M 31, M 81 y M 33 obtiene los siguiente resultados:

30.8, 29,7 y 30.0 respectivamente.

Además compara las funciones de luminosidad de las galaxias de los grupos locales, de M 81 y M 101 con la del cúmulo de Virgo, sacando $m - M = 30.3$. Todo esto conduce a Holmberg a adoptar un módulo de

30.2, una cifra que coincide con las precedentes, cuando se observa que la absorción en el área del cúmulo es de 0.26 mag (29.94).

Finalmente quien escribe, dedujo de los diámetros de las regiones de emisión en una decena de espirales en el cúmulo un módulo verdadero de 30.0 en plena coincidencia con los valores precedentes. Esto es quizás un tanto fortuito, ya que la corrección de los diámetros medidos es muy incierta a esas distancias.

En conclusión, diremos que toda la evidencia hasta el presente tiende a favorecer un módulo verdadero del cúmulo de Virgo del orden de 30 magnitudes y una distancia de 10 megaparsec. Incidentalmente observamos que el módulo aparente de 30.3 difiere de aquel dado por Sandage en, precisamente 0.4 magnitudes, una cifra que es del orden del exceso de los módulos provenientes de novas dados por Th. Schmidt sobre los módulos medios deducidos de varios indicadores en las galaxias del grupo local.

4d) *Las distancias más allá del cúmulo de Virgo.*

Las distancias de las galaxias cercanas hasta el cúmulo de Virgo pueden estimarse por sucesivas aplicaciones de los varios indicadores. Más allá las distancias cósmicas en el resto del universo deben ser deducidas a través de la comparación de las propiedades integradas de las galaxias mismas, usando el cúmulo de Virgo como referencia. En este sentido, de Vaucouleurs y van den Bergh han usado los diámetros aparentes y las luminosidades intrínsecas respectivamente como criterios. El primero estableció los módulos relativos de varios grupos, nubes y cúmulos australes, pero recién se está efectuando la extensión al hemisferio norte para establecer la calibración. El segundo en cambio ha llegado hasta unos 30 megaparsec para todos los objetos registrados en el Sky-Survey. Más allá es preciso recurrir a las propiedades de los cúmulos de galaxias, pero aún poco puede decirse a este respecto.

Es aquí donde se hace necesario un indicador de distancia independiente de la naturaleza de la galaxia a que corresponde, ya que para objetos tan lejanos es difícil determinar el tipo nebular, medir sus magnitudes o diámetros. Aquella propiedad general del universo a la que nos referíamos al comienzo de este informe, el corrimiento hacia el rojo, es quien llena este vacío.