

## ES UTIL EL ESTUDIO DE LOS CUMULOS ABIERTOS?

A. Feinstein

FCAGLP, PROFOEG y CONICET

El estudio de los cúmulos abiertos nos permite determinar algunas de las características de las estrellas. Así, el proceso de evolución que siguen, y sus edades es comparable sólo a través del análisis de los cúmulos. Los modelos estelares pueden ser obtenidos mediante cálculos teóricos que pueden ser verificados sólo comparando con los diagramas HR de los cúmulos observados.

Comenzaremos por definir un cúmulo abierto: una concentración de estrellas, con densidad aparente mayor que la de la región, y cuyos miembros tienen una vinculación física. En este aspecto, se debe tener mucho cuidado con concentraciones aparentes que no responden a sistemas físicos, y por ende, es imprescindible determinar fehacientemente la vinculación física entre sus miembros.

Con respecto a las dimensiones, en las Figuras 1 y 2 se indican para 1040 cúmulos los diámetros aparentes en minutos de arco, y para 383 cúmulos los diámetros lineales en parsecs. Con respecto a los diámetros aparentes se puede comprobar que presentan una gran acumulación para diámetros lineales menores que  $10'$ , la cual va decreciendo para diámetros menores. El máximo de los diámetros lineales corresponde a unos 3 pcs, siendo su número muy pequeño para los que

tienen más de 10 pcs. Se puede notar que menos de la mitad de los cúmulos catalogados tienen conocido su diámetro lineal.

La determinación de las estrellas miembros de un determinado cúmulo es en general difícil de verificar. El análisis más común se realiza por medio de los diagramas color-color y color-magnitud aparente, en donde las estrellas que no son miembros del cúmulo aparecen en posiciones que no se corresponden con los diagramas normales. Un estudio más completo comprende la determinación de los movimientos propios a través de placas fotográficas obtenidas en distintas épocas. Así, se obtiene la probabilidad de pertenencia para cada estrella. Sin embargo, si se comparan determinaciones de distintos autores para un mismo cúmulo resultan notables discrepancias, como en el caso de NGC 6611.

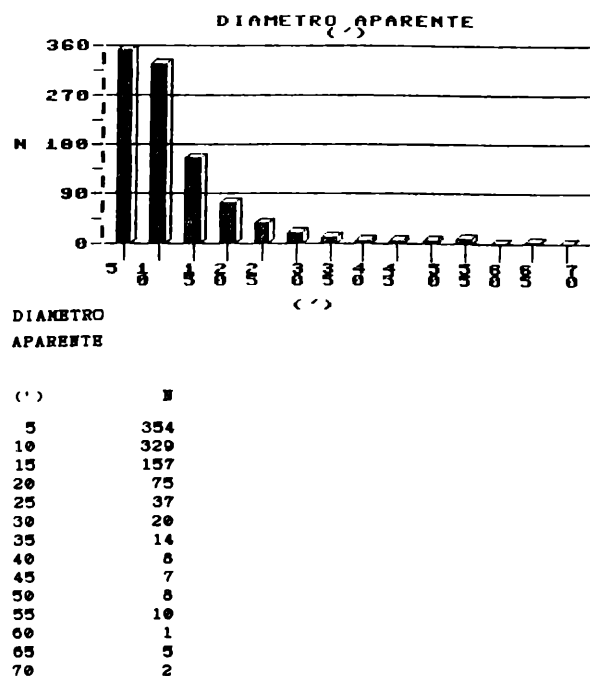
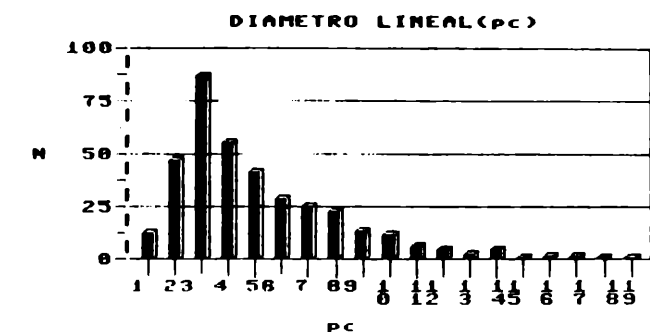


Figura 1: Número de cúmulos en función del diámetro aparente (').



DIAMETRO LINEAL (pc)	N
1	13
2	47
3	87
4	56
5	42
6	29
7	25
8	23
9	14
10	12
11	7
12	5
13	3
14	5
15	1
16	2
17	2
18	1
19	1

Figura 2: Número de cúmulos en función del diámetro lineal (pc).

Con respecto a la cantidad de estrellas que lo componen y de acuerdo al párrafo anterior, éste es un dato no muy confiable, dada la indeterminación con respecto a los probables miembros, pero un número entre 20 y 100 estrellas es lo más común. Sin embargo, cúmulos con más de 100 miembros no son poco frecuentes.

La mayor cantidad de información sobre cada cúmulo proviene de la fotometría, ya que ella permite trazar los diagramas color-color y color-magnitud aparente. Estos diagramas permiten en una primera aproximación analizar cuales son las posibles estrellas miembros del cúmulo.

Problemas relacionados con las estrellas más débiles son muy frecuentes, ya que no resulta sencillo determinar su vinculación con el cúmulo. La probable presencia de

estrellas en contracción gravitacional, que en el diagrama HR aparecen a la derecha de la secuencia principal (SP), no es posible de verificar de manera simple, y siempre queda la duda si en realidad son miembros o estrellas de campo.

El diagrama color-magnitud permite conocer la SP de cada cúmulo, y por lo tanto su edad resulta un dato inmediato al compararlo con la evolución de modelos teóricos de estrellas.

La corrección debido a la extinción interestelar de los valores observados en un sistema fotométrico, como el UBV, es una de las mayores dificultades que se presentan cuando se quiere obtener los colores y magnitudes desrojeadas o intrínsecas. En los cúmulos con poco gas y polvo, en general no existe absorción dentro de él y, por lo tanto, el exceso de color resultante es sólo el que corresponde a la absorción debida al polvo entre el Sol y el cúmulo. El problema se presenta más complejo en los casos donde el cúmulo está ubicado dentro de una nube de polvo con notables variaciones en los valores del exceso de color de una estrella a otra (Figura 3). En estos casos, se puede demostrar que la relación entre la absorción total y selectiva:  $R = A_V/E(B-V)$ , es variable y además mayor que 3,1, valor adoptado como standard para los cúmulos situados en zonas libres de gas y polvo.

La determinación correcta del valor de R en los casos en que es distinto de estrella a estrella, presenta variadas dificultades. Su determinación puede hacerse midiendo fotométricamente estas estrellas en longitudes de onda más largas que el UBV, lo que implica medirlas en el infrarrojo, entre 1 y 20 micrones. La variación del exceso de color para cada longitud de onda nos da la curva de absorción, la cual para  $\lambda$  tendiendo a infinito suministra el valor de R correspondiente a la estrella.

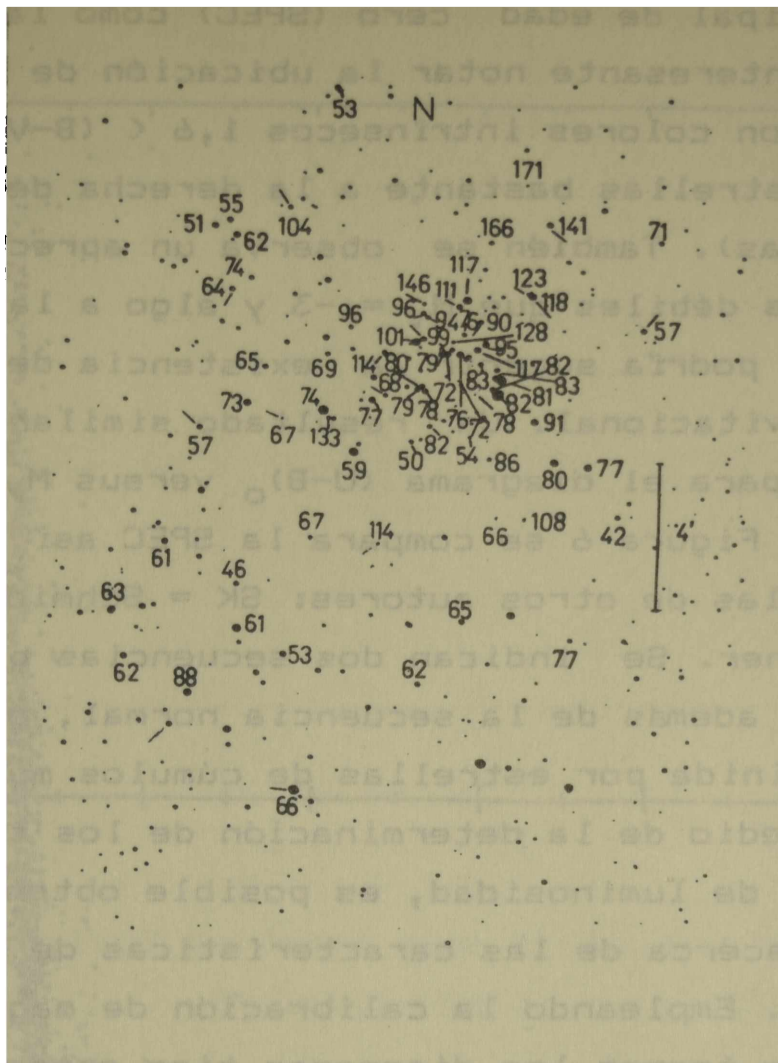


Figura 3: Variaciones del exceso de color de las estrellas miembros del cúmulo NGC 6611.

Una compilación de todas las estrellas miembros de 47 cúmulos jóvenes con edades menores que  $10^7$  se ilustra en la Figura 4. Muestra una secuencia principal muy bien definida y apreciablemente angosta. Este resultado parece no estar de acuerdo con algunos trabajos teóricos referidos a la evolución de las estrellas cerca de la SP, en donde aparecen ensanchamientos.

Por otra parte, resulta evidente la posición de la secuencia principal de edad cero (SPEC) como la envolvente izquierda. Es interesante notar la ubicación de algunas estrellas rojas con colores intrínsecos  $1,6 < (B-V)_0 < 1,9$ , y también otras estrellas bastante a la derecha de la SP (estrellas amarillas). También se observa un apreciable grupo de estrellas más débiles que  $M_V = -3$  y algo a la derecha de la SP, el cual podría sugerir la existencia de objetos en contracción gravitacional. Un resultado similar se muestra en la Figura 5 para el diagrama  $(U-B)_0$  versus  $M_V$ .

En la Figura 6 se compara la SPEC así obtenida ( $V = Vazquez$ ) con las de otros autores: SK = Schmidt-Kaler, B = Blaauw, T = Turner. Se indican dos secuencias para  $V$ , pues parece existir, además de la secuencia normal, otra más azul que estaría definida por estrellas de cúmulos muy jóvenes.

Por medio de la determinación de los tipos espectrales y clases de luminosidad, es posible obtener información adicional acerca de las características de un cúmulo y de sus miembros. Empleando la calibración de magnitudes absolutas es posible trazar los diagramas tipo espectral versus magnitud absoluta, tal como lo ha realizado H. Levato y colaboradores. Lo interesante de estos resultados es que algunos valores como el módulo de distancia, determinado con los datos antes mencionados, no siempre coincide con los obtenidos a través de fotometría. Esto es debido a la dispersión de los tipos espectrales con respecto a la magnitud y al índice de color. De ello se desprende que inevitablemente se debe recurrir a la fotometría como complemento de la espectroscopía. Así, en algunos trabajos espectroscópicos se prefiere emplear el módulo de distancia fotométrico para el trazado del diagrama HR.

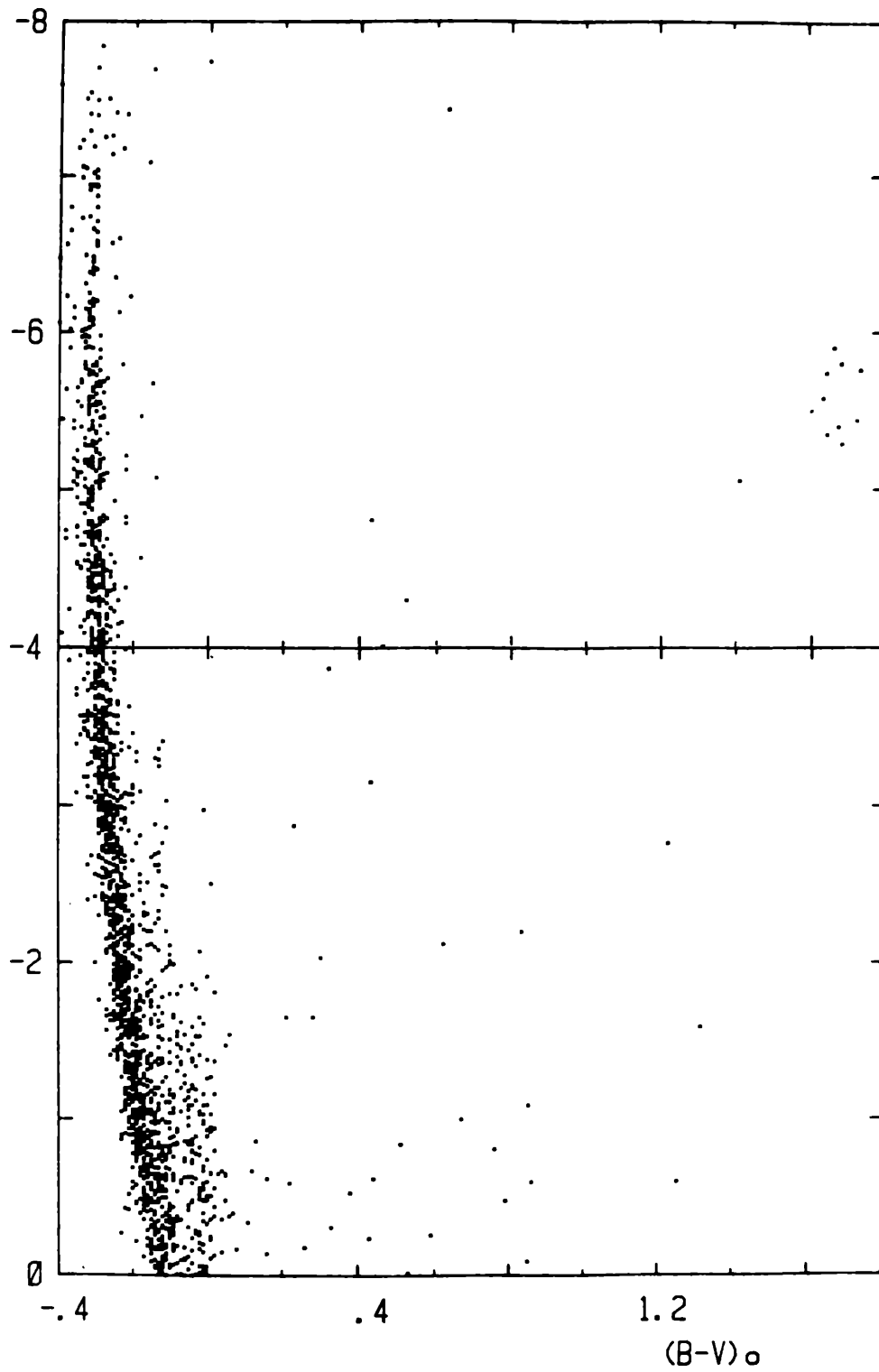


Figura 4: Diagrama  $(B-V)_0$  versus  $M_v$  para las estrellas miembros de cúmulos jóvenes.

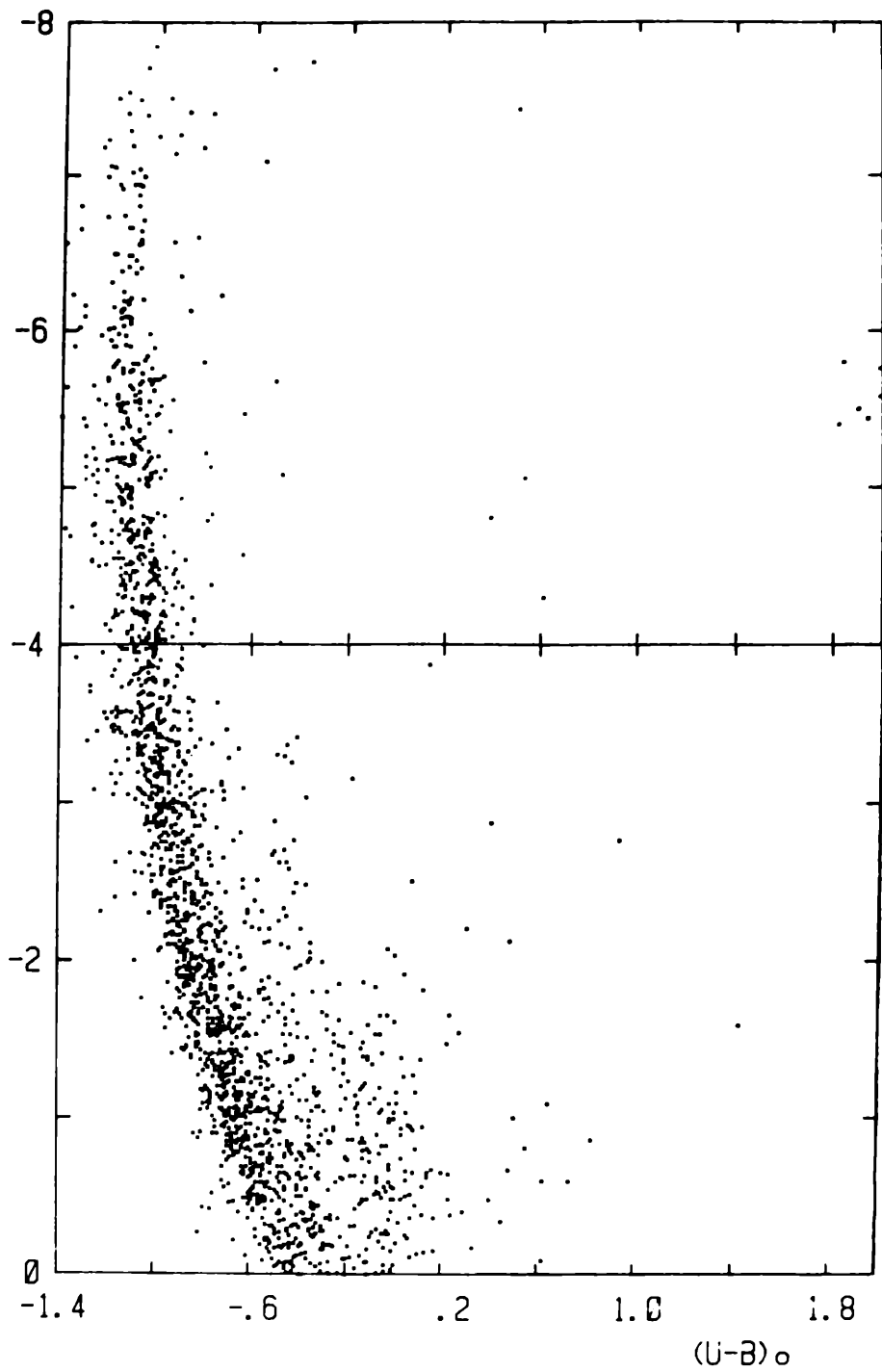


Figura 5: Diagrama  $(U-B)_0$  versus  $M_V$  para las estrellas miembros de cúmulos jóvenes.



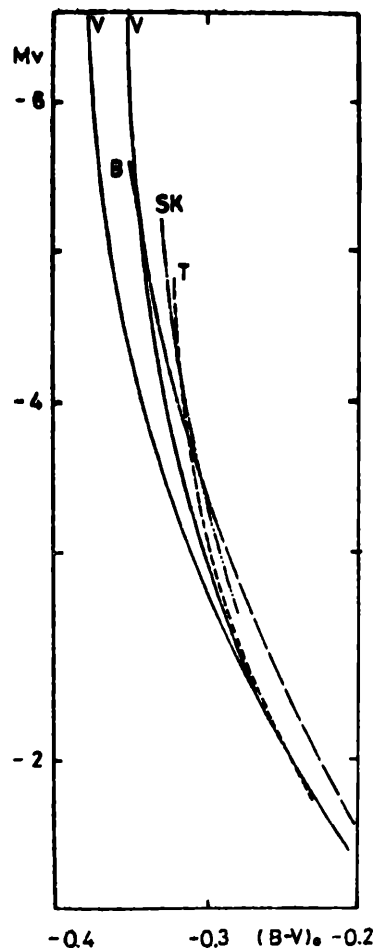


Figura 6: Comparación de la SPEC según diversos autores: SK = Schmidt-Kaler, B = Blaauw, T = Turner, V = Vazquez.

Varios trabajos interesantes referidos a la abundancia de elementos en cúmulos abiertos jóvenes fue realizado recientemente por un grupo de Belfast. Ellos mostraron que NGC 2362, 3293, 4755, 6231, 6531, 6611 e IC 2944 presentan abundancias normales o casi normales de los elementos He, C, N, O, Mg, Si, Al, S y Fe, con la posible excepción de NGC 6231, en el cual habría una deficiencia de nitrógeno. El hecho de que este último cúmulo se encuentra cerca de NGC 6611, a aproximadamente 1 kpc de distancia, podría sugerir variaciones de abundancia en distancias relativamente próximas.

Con respecto a la espectroscopía de cúmulos se pueden mencionar algunos datos interesantes, como por ejemplo el caso de Tr 16, en el cual el grupo de estrellas más brillantes tiene tipos espectrales extremadamente tempranos: 6 estrellas O3, una O5, una O6.5, una O7 y una WR (Figura 7).

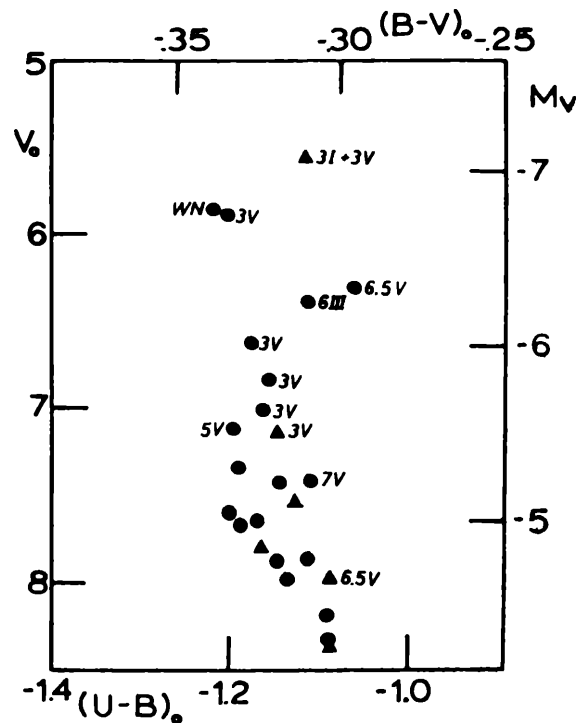


Figura 7: Tipos espectrales de las estrellas más brillantes de Truapler 16.

Por otra parte, es interesante el diagrama HR correspondiente a las estrellas más brillantes de la Figura 4. Así, vemos en la Figura 8 que la casi totalidad de las estrellas con colores  $(B-V)$  entre  $-0.37$  y  $-0.30$  presentan espectros de características peculiares: todas poseen líneas de emisión, pues son de tipos Of y WR. En cambio, las estrellas con colores más positivos que  $-0.30$  son todas supergigantes de tipos espectrales B, sin que se mencione para ellas características peculiares. Se debe agregar que en esta región



incluyen 32 estrellas WR en 30 cúmulos abiertos, para los que se determinan excesos de color y magnitudes absolutas a través del uso de fotometría de banda angosta, evitando así las líneas de emisión. Los valores resultantes se encuentran en el rango  $-2 > M_V > -7$  para las WN, y  $-3 > M_V > -6$  para las WC, siendo las más luminosas las de tipos espectrales tardíos. Es evidente que son todas estrellas muy luminosas, y el hecho de que se encuentran aparentemente algo a la derecha de la SPEC indicaría que son estrellas evolucionadas. El diagrama de la Figura 8 parece sugerir que las estrellas terminan de quemar H.

Con una lista de 54 estrellas Of en 21 cúmulos se trazó el diagrama HR que muestra claramente la gran luminosidad de estas estrellas. Su  $M_V$  comprende desde -5 a -8 y se ubican en su casi totalidad en la región del diagrama  $\log T_{\text{eff}} - M_{\text{bol}}$ , cercana a la SPEC. Sus masas corresponden al rango entre 30 a 170 masas solares de acuerdo a las trayectorias evolutivas deducidos por Maeder. El estado evolutivo de las estrellas Of parece corresponder a las últimas etapas de la quemazón de H en el núcleo. La comparación de estrellas WR sugiere un mayor porcentaje para las primeras, pero al mismo tiempo una mayor dificultad para su observación, considerando que sus líneas de emisión son más débiles que las de las WR, y por consiguiente, más difíciles de detectar. La posición de las estrellas Of con respecto a las trayectorias evolutivas permite determinar su edad, y por ende, la del cúmulo del que es miembro. En general, estos valores corresponden a edades algo menores que las deducidas de los métodos usuales.

Otro grupo de estrellas con líneas de emisión en cúmulos es el de las estrellas de tipo Be. De una reciente compilación de 124 estrellas pertenecientes a 52 cúmulos con datos fotométricos confiables, resulta que casi todas ellas aparecen enrojecidas. Al corregir por absorción teniendo en

cuenta el exceso de color medio del cúmulo, y considerando su módulo de distancia, la mayoría de estas estrellas se ubican a la derecha en el diagrama  $(B-V)_0$  versus  $M_V$  (Figura 9). Algunas estrellas pertenecientes a cúmulos extremadamente jóvenes, tales como NGC 869, 6167, 6530 y 6611, aparecen a la izquierda de la SPEC, lo que podría indicar algún fenómeno muy particular de estas estrellas.

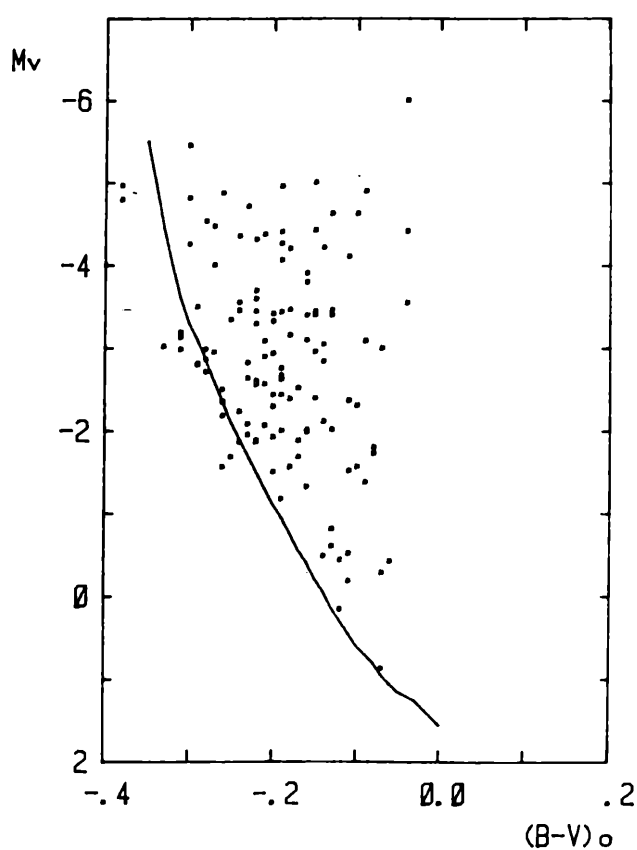


Figura 9: Diagrama  $(B-V)_0$  versus  $M_V$  de estrellas de tipo Be

La dispersión de las estrellas Be a la derecha de la SPEC es de 0,3 magnitudes en  $(B-V)_0$  para  $M_V = -5$ , y va de creciendo para magnitudes absolutas más débiles, siendo 0,1 para  $M_V = -1$ .

De los excesos de color de cada estrella Be obtenidos a través del valor medio de las estrellas del cúmulo ( $E_{cluster}$ ), y comparadas con los valores calculados del desrojecimiento siguiendo los métodos habituales para cada estrella individual ( $E_{comp}$ ), resulta evidente la presencia de absorción circumestelar (Figura 10). En algunos casos, esta absorción llega a 0,3 de magnitud, coincidente con los resultados vistos anteriormente. Por otro lado, con el uso del parámetro  $Q$ , se puede observar que las estrellas tienden a acumularse más cerca de la SPEC (Figura 11).

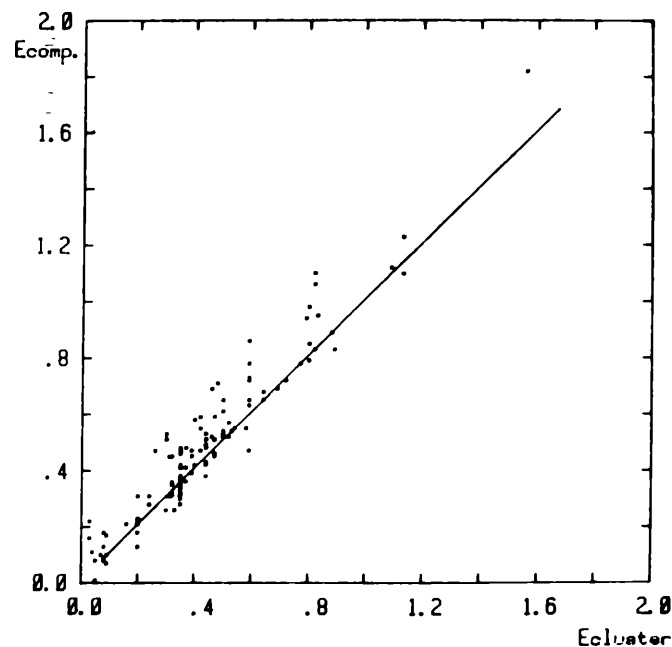


Figura 10: Para las estrellas Be, la relación entre el exceso de color promedio de las estrellas del cúmulo  $E_{cluster}$ , y los excesos de color calculados individualmente para cada estrella de acuerdo a los métodos usuales ( $E_{comp}$ ).

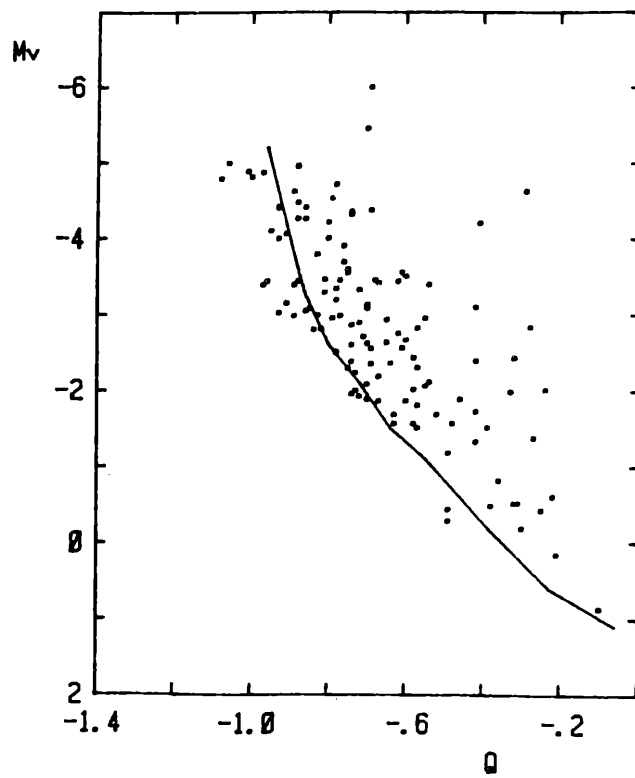


Figura 11: Diagrama entre el parámetro  $Q$  y la magnitud absoluta  $M_v$  de las estrellas Be pertenecientes a cúmulos.