

Opciones de Transformación BVRcIc g' r' i' z' para Fotometría DSLR

Oliver Christopher López olichris26@gmail.com

09 de Febrero 2023

¹ Complejo Astronómico Andrés Bello, www.olichris.jimdo.com

² Sociedad Venezolana de Aficionados a la Astronomía, www.sovafa.com

³ Planetario Humboldt, www.planetariohumboldt.com

⁴ Sociedad Astronómica de Venezuela,

⁵ Asociación Americana de Observadores de Estrellas Variables AAVSO, www.aavso.org

RESUMEN

La necesidad de sacar el máximo provecho posible de los dispositivos de captura digital accesibles a los astrónomos aficionados, tales como las webcam, cámaras réflex digitales DSLR, y cámaras CCD o CMOS RGB, ha llevado a la iniciativa de comprobar la precisión de las relaciones entre sus canales ópticos e IR fotográfico, y las bandas de los sistemas fotométricos que mas se les asemejan usando cuatros campos para la calibración M7, M8, Landolt SA98, y M67.

ABSTRACT

The need to take full advantage from digital capture devices accessible to amateurs astronomers, such as webcam, digital cameras DSLR and cameras CCD or CMOS RGB, has led the initiative to check the accuracy of the relationship between their optical and photographic IR channels, and bands of photometric systems they are more similar. To this were using four fields to the calibration M7, M8, Landolt SA98, and M67.

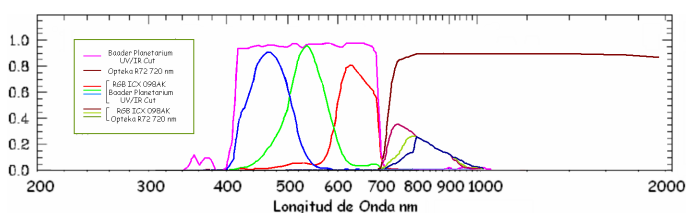
Palabras clave: Fotometría RGB Transformada – Astronomía con Webcam – Fotometría DSLR Óptica e Infrarroja IR.

1. INTRODUCCIÓN

La gran difusión de las webcam y DSLR por su bajo costo, accesibilidad y fácil manejo dentro de la comunidad amateur, ha llevado a estudiar la respuesta de sus canales y su eventual transformación a las bandas de los sistemas estándar de fotometría, cuya similitud ya ha sido mencionada por algunos autores como: **A. Sánchez de Miguel 2005**^[1], **Kevin Alton 2005**^[2], **John E. Hoot 2004-07**^{[3],[4]}, **Paul Temple 2009**^[5], **Des Loughney 2009**^{[6],[7]}, **Donald Collins 2009**^[8], **Brian K. Kloppenborg 2012**^[9], **Roger Pieri 2012**^[10], **Zhang M 2015**^[11], **Nicolás Cardiel 2021**^[12], entre otros. Pieri ha obtenido incluso mejores resultados usando la respuesta sintética de los canales de una cámara reflex DSLR. El autor del presente trabajo ha realizado dos manuales donde se ha expuesto de manera bastante detallada lo referente a estos conceptos **López O. Ch 2011, 2015**^{[13],[14]}.

La grafica 1, muestra la respuesta del conjunto usado para este trabajo, CCD SONY ICX 098AK de la Webcam Celestron NexImage y filtros Baader UV/IR Cut (para el óptico) y Opteka R72 (para el infrarrojo fotográfico, región del espectro también conocida como el rojo lejano).

Grafica 1

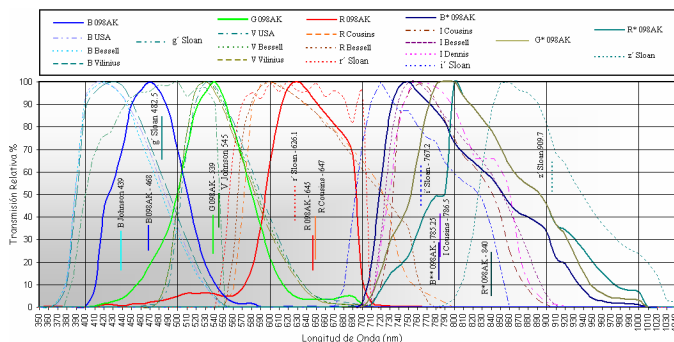


2. METODOLOGIA

2.1 Selección de los Sistemas Fotométricos

El primer paso fue seleccionar las bandas de los sistemas fotométricos más cercanos a los canales RGB ópticos e IR de estas cámaras, para luego comprobar la linealidad de las relaciones entre ambos. Las bandas escogidas fueron BV del sistema Johnson, **H. L. Johnson 1953**^{[15],[16]}, RI del sistema Cousins, **A. Cousins 1976**^[17], y g' r' i' z' del sistema Sloan, **M. Fukugita 1996**^{[18],[19]}. Ver comparativas en la grafica 2. Las bandas Sloan se concibieron buscando una información espectral independiente en cada una, por esto sus coberturas no se solapan entre si, y cubren una gama de longitudes de onda ópticas accesibles desde observatorios terrestres.

Grafica 2



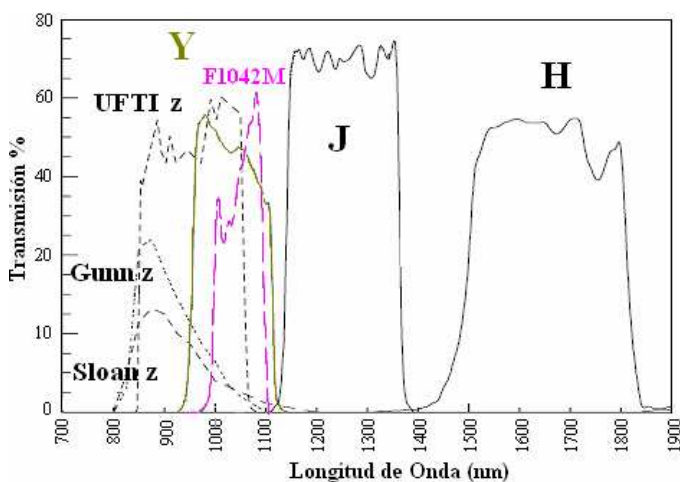
En las graficas, las transmisiones relativas de todas las curvas se han normalizado a un 100% para poderlas comparar entre si.

Se puede notar las pequeñas diferencias entre los sistemas de fotometría fotoeléctrica Johnson y Vilnius, y las prescripciones Bessell, realizadas para que las cámaras CCD se ajusten a la respuesta fotoeléctrica original en que se había diseñado los sistemas como BV Johnson y RI Cousins. Las curvas muestran solo la transmisión de los filtros originales sin tomar en cuenta la eficiencia cuántica del sensor CCD. Existe también una variación i y z de Fukugita no mostrada aquí por su gran similitud con i' y z' , las cuales son usadas en el telescopio de 2.5 m del APO (Observatorio de Apache Point), donde se realizó el cartografiado SDSS. Hay que estar consiente de que al combinar dos sistemas fotométricos distintos, se van a dar índices como $V-r'$ o $Ic-z'$, en este sentido Johnson eligió hacer el sistema UBV formalmente extraatmosférico corregido a una masa de aire 0^[20], mientras que el sistema SDSS esta definido a una masa de aire de 1.3^[21], a la altura de de 2788 msnm^[22], en APO, es decir que estaríamos combinando magnitudes extraatmosfericas con magnitudes atmosféricas, pero esto como veremos no representa problema para la calibración.

2.2 Las Bandas Z y Y

Debido a la escasez de medidas fotométricas en bandas adecuadas para la calibración de los canales IR de las CCD a color, puede contemplarse el uso de la banda Z en combinación con la banda Y, para el estudio de enanas marrones. La banda Y esta centrada en 1035 nm, justo en la región tradicionalmente conocida como el limite entre el óptico e infrarrojo, por ser el punto donde dejan de ser sensibles las CCD, y ya tienen una sensibilidad optima los detectores infrarrojos NICMOS, Antimoniuro de Indio (InSb), Mercurio-Cadmio Teluro (HgCdTe), o Indio-Arsienuro de Galio (InGaAs). Bandas análogas a la Y, pueden encontrarse en el filtro z que reside en la Cámara Keck para infrarrojo cercano (NIRC)^[23], el filtro X de la cámara infrarroja cassegrain de Palomar 60" (P60 / IRC), así como en las cámaras "D-78 y D-80 del Palomar 200". El único otro filtro ubicado en esta ventana atmosférica, es el filtro de banda media F1042M de la WFPC-2 a bordo de HST centrado a 1017.2 nm con un ancho de banda de 275 nm. El filtro "Z" UFTI, es también otra opción plausible a ser usada. Véase la grafica 3 adaptada de Lynne A.

Grafica 3

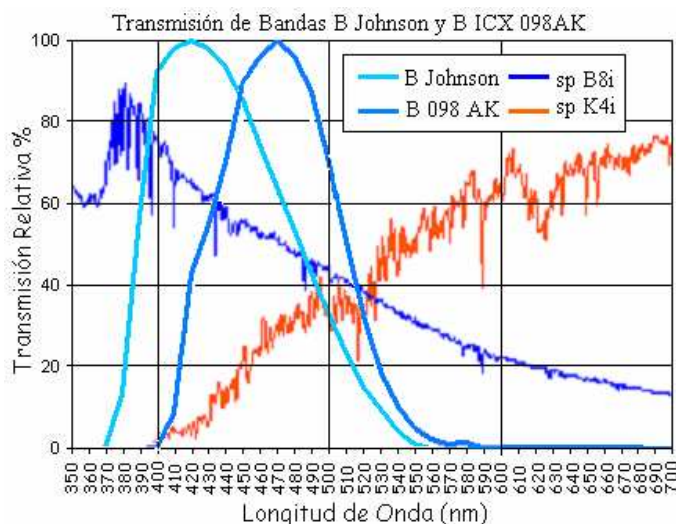


2002^[24]. Sin embargo, al usarse estas bandas z con sensores IR, sus transmisiones difieren substancialmente de la banda "z" Sloan (Fukugita 1996), usada en este documento, la cual es sucesora de "z Gunn", cuyas curvas caen rápidamente hacia 1000 nm por la EQ de los CCDs, lo que puede hacer variar la respuesta según el detector CCD. Lo mismo ocurre con Z Bessell, usada también en conjuntos de detectores IR. Por este motivo no se han abordado en el presente documento, pero su uso como calibradoras puede ser motivo de futuros trabajos.

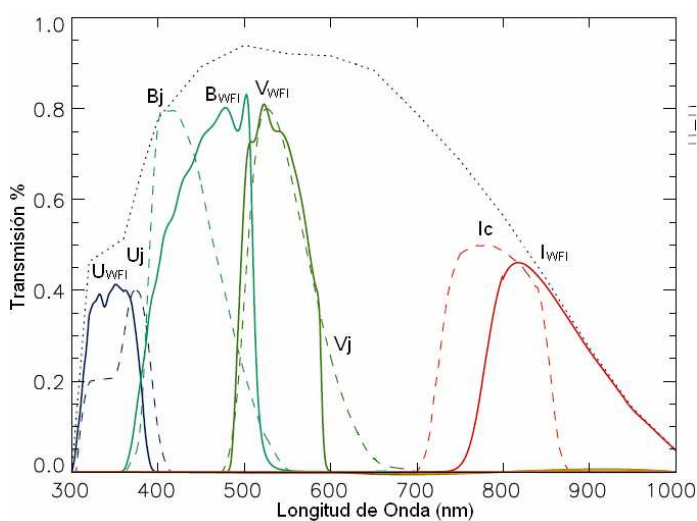
2.3 Caracterización y Calibración Absoluta

La distribución de energía de las estrellas la vemos reflejada en sus espectros, y es esta distribución la que ocasiona que muestren diferentes brillos al usarse diferentes filtros^[25]. La grafica 4 muestra como en el filtro **B Johnson**, que es el filtro fotométrico estándar para el color azul, una estrella azul se muestra mas brillante que en el canal **B** del sensor **ICX 098AK**

Grafica 4



Gráfica 5



que posee nuestra webcam, por recoger esta menos luz al cubrir una región donde la emisión de la estrella es menor. El efecto contrario ocurre con una estrella roja. La grafica 5, adaptada de N. Da Rio 2009^[26], muestran la diferencia en las transmisiones de las bandas UBVI WFI (ESO/MPI telescopio de 2.2 m de la Silla) con respecto al sistema Johnson/Cousins.

Tradicionalmente, la calibración absoluta de la fotometría óptica (rango espectral abarcado por las CCDs 300 nm ~ 1100 nm), se logra restando a las magnitudes instrumentales, las magnitudes del catalogo en algún sistema fotométrico estándar de referencia, para un grupo de estrellas estándar observadas en las mismas condiciones (una misma imagen). Estos diferenciales se grafican (en eje Y), frente a los índices de color para estas mismas estrellas (en el eje X), la distribución de los mismos se organizan de forma lineal o polinomial en cada banda, como una función del índice de color.

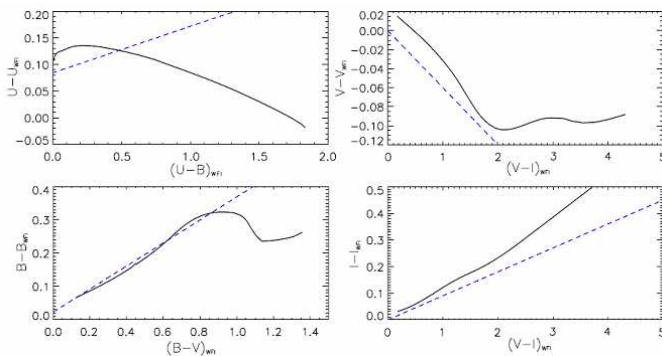
Las pendientes de estos diferenciales vs el índice de color, representan el coeficiente de transformación (e), de manera que para convertir una magnitud instrumental con determinado filtro, a una magnitud en el sistema fotométrico de referencia, se usa la ecuación 1.

$$V = v - e * (B - V)_{cat} - z \quad (1)^{[27]}$$

Donde V (mayúscula), es la magnitud de la estrella en el catálogo, v (minúscula) la magnitud instrumental de la estrella, e = coeficiente de transformación de color, (B - V) = índice de color de la estrella en el catálogo, z Punto cero (desplazamiento del filtro V estándar del punto cero de la cámara).

Las graficas 5a, 5b, 5c, y 5d, muestran precisamente eso, en este caso se realizo a la inversa, magnitudes del sistema – magnitudes instrumentales.

Gráficas 5a, 5b, 5c, 5d.

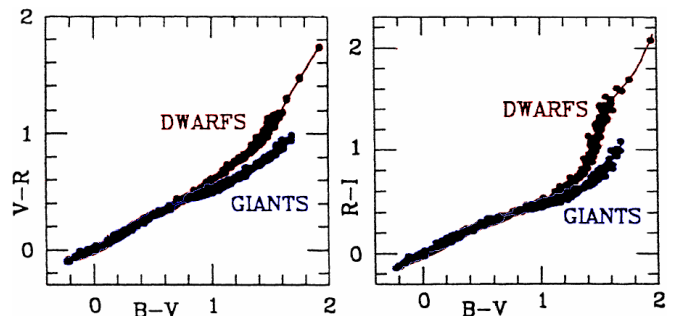


En todos los casos, la no linealidad de estas transformaciones son evidentes para los índices de color mas rojos, este efecto influye drásticamente en las bandas B y V, alejándose de la linealidad en los colores B-V mas altos, hasta en algunas décimas de magnitud. Por tal motivo, tendríamos que realizar en muchos casos, incluso un ajuste diferente para diferentes tramos de la curva.

Una calibración rigurosa contempla relaciones diferentes para estrellas gigantes (cuya distribución espectral para los colores

más rojos esta cada vez más dominada por las bandas de absorción molecular TiO-VO), y otra para estrellas enanas, las cuales no presentan tal absorción, lo que ocasiona que llegue a los filtros proporciones de luz diferentes, véase grafica 6 adaptada de J. Caldwell 1993^[28]. En este sentido las estrellas pre-secuencia principal (PMS), y las estrellas de Carbón, presentan elevados índices debido a la combinación de su baja temperatura superficial, y la alta absorción de las regiones donde estas se encuentran inmersas. Por este motivo no hay razón para suponer que las transformaciones derivadas de estrellas estándar se pueden extrapolar a la estrellas PMS muy rojas, estrellas de carbón, ni mucho menos a objetos como cuásars (que como toda galaxia posee un espectro continuo integrado de todas sus estrellas, pero con diferentes corrimientos al rojo que desplazan su distribución espectral, según la velocidad de recesión del mismo).

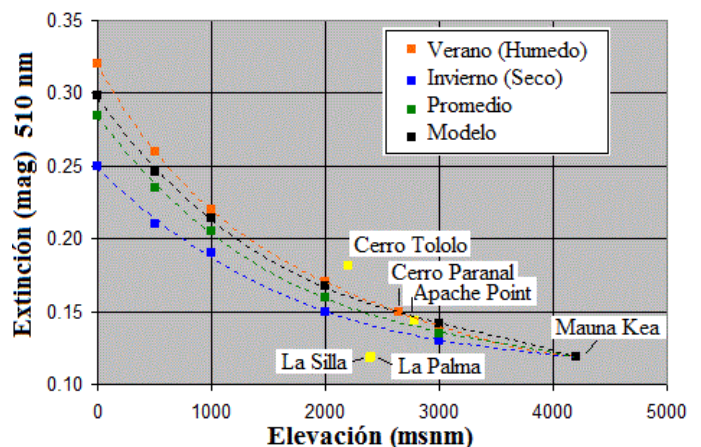
Grafica 6



2.4 Cuantificación de la Extinción Atmosférica

La atmósfera terrestre dispersa y absorbe parte de la luz que llega a nosotros de los objetos celestes (Extinción). A medida que nuestro sitio de observación se encuentra a menor altura sobre el nivel del mar, el espesor atmosférico es mayor, lo que produce una mayor extinción (ver grafica 7). A nivel del mar el espesor atmosférico en el cenit (0° de distancia cenital), es [1 masa de aire]. Con este espesor atmosférico en un cielo completamente claro, y a una temperatura de 10°C^[29], una estrella observada a una longitud de onda de 510 nm, que es la respuesta espectral máxima para los bastoncillos del ojo

Grafica 7



humano utilizadas en la visión nocturna^{[31],[32]}, sufre una extinción de 0.298 magnitud con respecto a si no estuviera presente la atmósfera. En la tabla de Desvignes este valor es de 0.23 para una longitud de onda de 550 nm^[10].

La humedad y la temperatura también modifican este valor de extinción, en invierno el frío condensa el agua que hay en el aire en forma de rocío durante las horas más frías, y el aire queda seco, siendo menor la extinción al haber menos humedad, por esto la extinción atmosférica es menor en los meses fríos que en los meses calientes. Además el aire al estar mas seco, es más denso que al estar húmedo. Esta variación de la extinción con la elevación, la temperatura y la humedad la podemos ver en las tablas 1, y 2 elaboradas con los datos a 510 nm de A. Benporad^[29], del ICQ (International Comet Quarterly)^{[30],[32]}, y de la extinción en Mauna Kea^[33].

Tabla 1

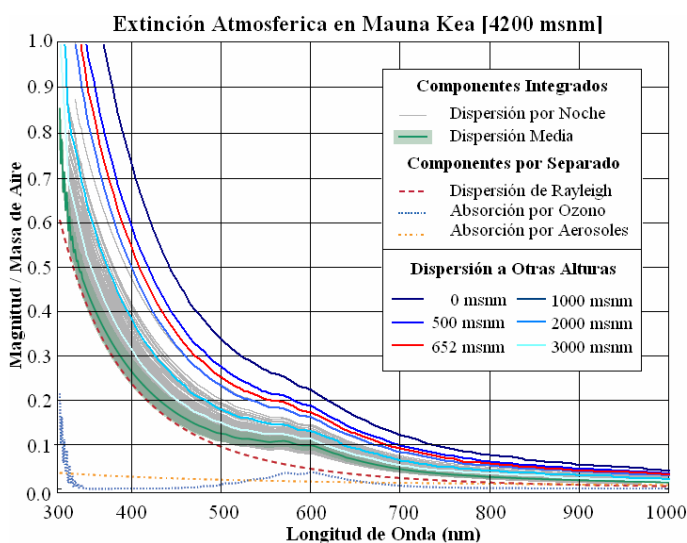
T°C	0°	10°	20°	30°
Ext 510 nm	0.307	0.298	0.289	0.281

Tabla 2

msnm	Verano	Invierno	Promedio	Modelo
4200	0.119	0.119	0.119	0.1190
3000	0.140	0.130	0.135	0.1412
2000	0.17	0.15	0.16	0.1673
1000	0.22	0.19	0.205	0.2144
500	0.26	0.21	0.235	0.2458
0	0.32	0.25	0.285	0.2980

La extinción también aumenta a medida que vemos los objetos más cerca del horizonte, a 60° del cenit, el espesor atmosférico es el doble que en el cenit, después de 70° (3.8 veces el espesor del cenit), el espesor aumenta vertiginosamente a medida que nos acercamos al horizonte. En el horizonte, el espesor atmosférico es unas 38 veces el que hay hacia el cenit, y absorbe la luz en más de 12 magnitudes. La extinción se representa con el término k' (extinción de 1er orden), pero esta no afecta del mismo modo a las diferentes longitudes de onda,

Grafica 8



es mayor para las longitudes de onda azules y menor para las rojas, esta es la extinción de 2do orden y se representa con el termino k''. La grafica 8 adaptada de Buton C. 2012^[33], muestra la extinción para las diferentes longitudes de onda en sitios a distintas elevaciones.

Las variaciones por noche mostrada en gris, son ocasionadas por las temporadas de invierno y verano. En las peores noches de Mauna Kea, la extinción es comparable a sitios con elevaciones algo menores a 2000 msnm.

En la grafica 7, se muestran la extinción a 510 nm en La Silla, La Palma^[34], y Cerro Tololo^[35], esta es de 0.1184, 0.1179, 0.1816 magnitudes para sus elevaciones de 2400, 2395 y 2200 msnm respectivamente, vemos que no se adaptan a los modelos de las tablas, mientras que la extinción en Apache Point^[21] a 2780 msnm, en Cerro Paranal^[36] a 2640 msnm y en Mauna Kea a 4200 msnm si, por esto se tomo como referencia para este trabajo, la curva de extinción en Mauna Kea. Para esto se estableció el valor de extinción en Mauna Kea a 4200 msnm con respecto a 0 msnm: 0.298/0.1190 = 2.5042, es decir que la masa de aire a nivel del mar es 2.5042 mayor que a 4200 msnm. El inverso de esto es 1/2.5042 = 0.3993, o lo que es lo mismo, que en Mauna Kea la masa de aire es la 0.3992 parte o el 40% de la que hay a nivel del mar. El mismo resultado se ha obtenido asumiendo la extinción en el cenit a 0 msnm, como punto cero de extinción [Ext mag - 0.298 = 0], al aplicar esta resta a la extinción a alturas menores sobre el horizonte, obtuvimos los valores de la columna Ext mag - 0.298, de la tabla 3, y con la altura sobre el horizonte se calculo la masa de aire (X) usando la relación (2) dada por Kasten & Young 1989.

$$X = 1 / (\cos Z + 0.50572 * ((96.07995 - Z))^{-1.6364}) \quad (2) \quad [37]$$

Donde Z es la distancia cenital, es decir, el inverso de la altura sobre el horizonte (90-Altura°).

Tabla 3

Altura°	Z	Ext mag 10°C	Ext mag - 0.298	Masa de Aire (X)
90	0	0.298	0.000	0.0000
70	20	0.316	0.018	0.0637
62	28	0.336	0.038	0.1319
58	32	0.351	0.053	0.1784
54	36	0.368	0.070	0.2351
50	40	0.389	0.091	0.3042
46	44	0.414	0.116	0.3886
42	48	0.444	0.146	0.4925
38	52	0.483	0.185	0.6216
34	56	0.533	0.235	0.7844
30	60	0.595	0.297	0.9943
26	64	0.680	0.382	1.2722

Usando los valores de (Ext mag - 0.298) vs Masa de Aire, se estableció la relación entre la extinción absoluta en función de la masa de aire, y es dada por la siguiente expresión:

$$X = 3.3349 * Ext Mag + 0.0023 \quad (3a)$$

Esta nos permite conocer la masa de aire para cualquier sitio de observación, a partir de la extinción en magnitudes (Ext mag) a 510 nm. De este modo se obtuvieron las relaciones de masa de

aire vs elevación para diferentes humedades, las ecuaciones se dan a continuación:

$$\begin{aligned} \text{Seco Invierno: } X = & 0.000000000000001859 * \text{msnm}^4 - \\ & 0.000000000019233897 * \text{msnm}^3 + \\ & 0.000000090382840098 * \text{msnm}^2 - \\ & 0.000281360618245102 * \text{msnm} + 0.833213653 \quad (4) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Humedo Verano: } X = & -0.000000000010876 * \text{msnm}^3 + \\ & 0.0000001097818361 * \text{msnm}^2 - \\ & 0.00042812001879234 * \text{msnm} + 1.06516828447401 \quad (5) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Promedio: } X = & -0.00000000000754766 * \text{msnm}^3 + \\ & 0.00000008185986711 * \text{msnm}^2 - \\ & 0.00034158581963702 * \text{msnm} + 0.94809308 \quad (6) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Modelo: } X = & 0.00000000000000225668582692799 * \text{msnm}^4 - \\ & 0.0000000000272121410665799 * \text{msnm}^3 + \\ & 0.000000134453283941519 * \text{msnm}^2 - \\ & 0.000393598152956198 * \text{msnm} + 0.994555695192146 \quad (7) \end{aligned}$$

Estas relaciones son validas hasta unos 4300 msnm, para mayores alturas se ha obtenido la relación (8):

$$X = -0.0000444653 * \text{msnm} + 0.5859075 \quad (8)$$

2.41 Curva de Extinción Patrón a “0 msnm”

Para generar la curva de extinción patrón a 0 msnm, se usaron solo los valores de los componentes de dispersión de Rayleigh y aerosoles, de la curva de Mauna Kea (sin incorporar el ozono). El valor de 0.107 a 510 nm al multiplicarse por 2.67 dio como resultado 0.286 al cual al adicionarle el valor de la absorción por el ozono a 510 nm da como resultado 0.298, de este modo se multiplicaron todos los valores de la curva sin ozono para ajustarla a 1 masa de aire. El tramo entre 900 a 2400 nm se tomo de los datos de extinción en Mauna Kea en el IRC, obtenidos para el telescopio Gemini Norte^[38], los valores a 300 y 310 nm, así como para diferentes tramos IR se obtuvieron por extrapolación e interpolación de distintos ajustes polinomicos usando el programa Excel, los valores obtenidos se dan en la tabla 4. El valor obtenido para 550 nm fue de 0.243, un valor algo mayor que el valor de Desvignes e = 0.23 (una diferencia de 0.013 mag/X).

Como el 90% del Ozono se encuentra entre 15 y 50 km de altura, su grado de absorción no se modifica con la elevación del lugar de observación, solo aumenta a medida que observamos los objeto a alturas menores sobre el horizonte, la protuberancia que este genera a ~ 580 nm, y en el UV a 320 nm es visible en las graficas 8 y 9. Por esto, es solo después de multiplicarse los valores obtenidos por la masa de aire correspondiente a nuestra elevación y distancia cenital “Z”, que se le incorpora el valor de extinción causado por el Ozono.

$$((\text{Mag}/X \text{ Ajustada a msnm y } Z) + \text{Oz}) \quad (9)$$

Para cuantificar y representar como la extinción modifica la transmisión de nuestros canales, se transforman los valores de

Tabla 4

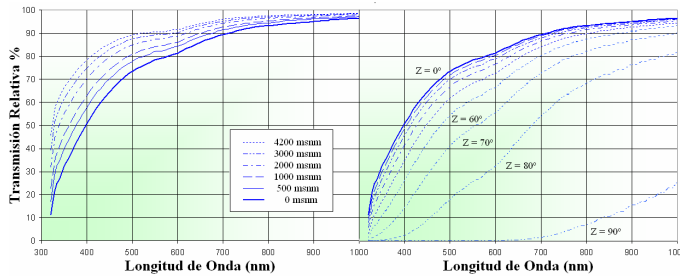
λ nm	Ext	Oz	λ nm	Ext	Oz
300	2.185	2.500	860	0.056	0.001
310	1.930	0.981	870	0.053	0.001
320	1.714	0.214	880	0.053	0.001
330	1.514	0.021	890	0.051	0.001
340	1.340	0.012	900	0.048	0.001
350	1.193	0.001	910	0.048	0.001
360	1.068	0.000	920	0.045	0.001
370	0.959	0.000	930	0.045	0.001
380	0.862	0.000	940	0.043	0.001
390	0.780	0.000	950	0.045	0.000
400	0.708	0.000	960	0.043	0.000
410	0.643	0.000	970	0.043	0.000
420	0.587	0.000	980	0.040	0.000
430	0.537	0.001	990	0.040	0.000
440	0.491	0.001	1000	0.037	0.000
450	0.454	0.001	1010	0.037	0.000
460	0.417	0.003	1020	0.037	0.000
470	0.384	0.003	1030	0.037	0.000
480	0.358	0.005	1040	0.037	0.000
490	0.331	0.006	1050	0.037	0.000
500	0.310	0.009	1060	0.037	0.000
510	0.286	0.012	1070	0.037	0.000
520	0.27	0.013	1080	0.037	0.000
530	0.251	0.019	1090	0.037	0.000
540	0.232	0.022	1100	0.037	0.000
550	0.219	0.024	1110	0.037	0.000
560	0.208	0.029	1120	0.037	0.000
570	0.195	0.035	1130	0.037	0.000
580	0.184	0.034	1140	0.037	0.000
590	0.174	0.033	1150	0.037	0.000
600	0.163	0.037	1160	0.037	0.000
610	0.155	0.034	1170	0.037	0.000
620	0.147	0.029	1180	0.037	0.000
630	0.139	0.026	1190	0.037	0.000
640	0.131	0.021	1200	0.037	0.000
650	0.125	0.018	1210	0.037	0.000
660	0.120	0.015	1220	0.035	0.000
670	0.115	0.013	1230	0.035	0.000
680	0.109	0.011	1240	0.035	0.000
690	0.107	0.008	1250	0.040	0.000
700	0.099	0.007	1260	0.045	0.000
710	0.096	0.006	1270	0.053	0.000
720	0.091	0.005	1280	0.067	0.000
730	0.088	0.004	1290	0.083	0.000
740	0.085	0.003	1300	0.107	0.000
750	0.080	0.003	1310	0.136	0.000
760	0.080	0.002	1320	0.171	0.000
770	0.075	0.002	1330	0.216	0.000
780	0.072	0.002	1340	0.267	0.000
790	0.069	0.002	1350	0.401	0.000
800	0.069	0.001	1360	0.561	0.000
810	0.067	0.001	1370	0.801	0.000
820	0.064	0.001	1380	1.068	0.000
830	0.061	0.001	1390	1.362	0.000
840	0.059	0.001	1400	1.709	0.000
850	0.059	0.001	---	---	---

pérdida de Mag por masa de Aire a % de transmisión, usando la ecuación 10:

$$100 / [2.5 ^ (\text{Mag}/\text{Masa de Aire})] \quad (10)$$

La grafica 9 muestra la curva de extinción atmosférica convertida a porcentaje de transmisión, para 6 sitios con diferentes elevaciones (a la izquierda), y para varias alturas sobre el horizonte (a la derecha).

Grafica 9

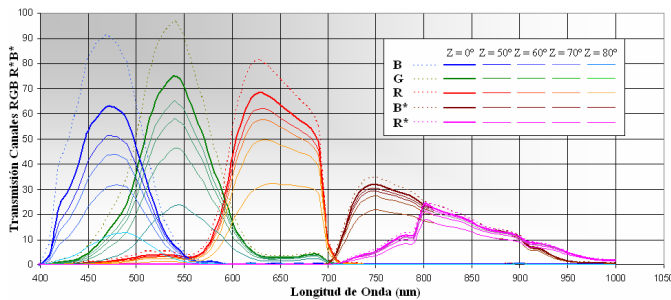


Al contar con la absorción atmosférica en % de transmisión, podemos incorporar su contribución a la transmisión de nuestros canales a cada longitud de onda, usando ecuación 11.

$$(PTA / 100) * PTC \quad (11)$$

Donde PTA es el Porcentaje de Transmisión Atmosférica y PTC es el Porcentaje de Transmisión del Canal. La grafica 10 muestra los canales de la webcam sin atmósfera y a varias masa de aire, B* y R* hacen referencia al canal rojo y el canal azul respectivamente usando un filtro infrarrojo Opteka R72.

Grafica 10



Debido al efecto de la extinción atmosférica, es necesario modificar la ecuación 1 para que sea aplicable a estrellas a distintas masas de aire [27],[39]. Para esto se agregan los términos k' y k'' coeficientes de extinción atmosférico 1 y 2 que operan dependiendo de la masa de aire X, ecuación 12:

$$V = v - (k' + (k'' * (B-V)cat)) * X - e * (B-V)cat - Zp \quad (12)$$

El coeficiente de extinción de 1er orden k', describe cuánto se pierde de luz (en magnitudes) por unidad de masa de aire. Este difiere según el filtro usado, el coeficiente de extinción de 2do orden es mucho menor y depende del color de la estrella.

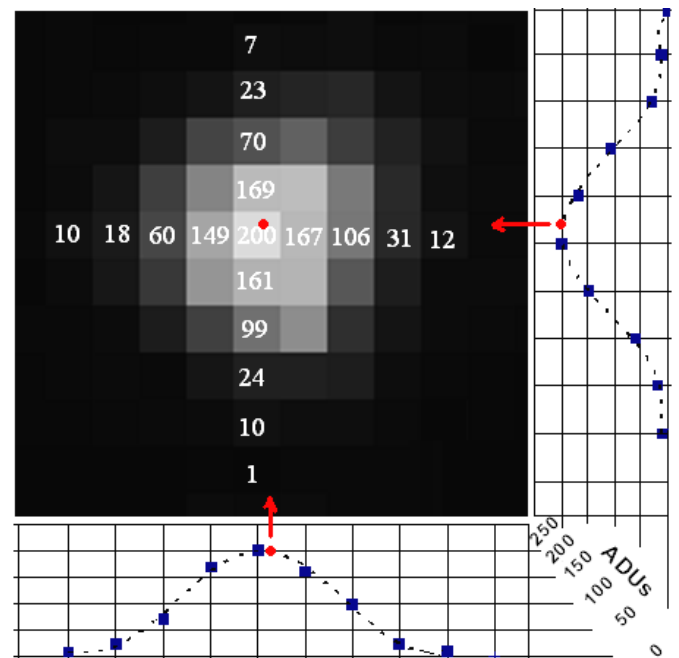
En este trabajo se prescindió de los términos - k' y k'', y se trabajo estableciéndose coeficientes de transformación (e) para dos masa de aire (una delgada y una gruesa), como (e) lleva incorporado la extinción atmosférica, el cambio en su valor es ocasionado por esta, volviéndose este una función lineal de la masa de aire X, entonces (A) que es la pendiente de los coeficientes de transformación (e) vs X, nos permite obtener (e) para cualquier valor X. El resultado es la ecuación 13.

$$V = v - (A*X) * (B-V)cat - z \quad (13)$$

2.5 Precisión de las medidas con una webcam

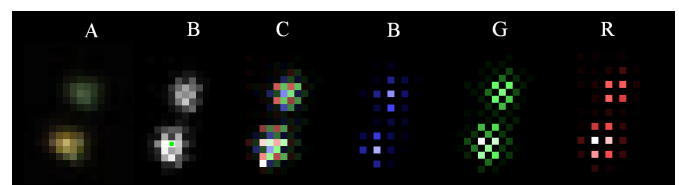
La precisión en las medidas fotométricas con cámaras a color se ve degradada principalmente por la estructura de la matriz RGB. En un sensor monocromo la PSF de una estrella ocupa varios píxeles con su fotocentro ubicado en el píxel central, el cual tendrá mayor iluminación, figura 1.

Figura 1



Pero en los sensores a color, el fotocentro puede coincidir con alguna de las familias de los 3 tipos de microfiltros, Azul (B), Verde (G), o Rojo (R), y el patrón luminoso “gradiente” alrededor de este, que muestra valores inferiores de brillo, será recogido por esta y por las otras familias de microfiltros (figura 2), entonces al debayerizarse la imagen, si se usa un algoritmo de reconstrucción lineal que no tome en cuenta dicho “gradiente”, no se obtendrá un valor mas brillante para el píxel correspondiente al fotocentro al interpolarse valores adyacentes a este, en las 2 familias de microfiltros donde este no fue registrado, sufriendo cierta degradación el mapa de luz. A medida que la FWHM es menor el efecto se agudiza.

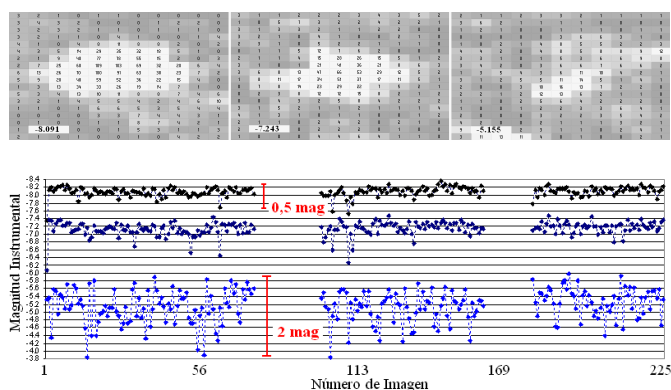
Figura 2



En la figura 2, la Imagen B es la imagen RAW de un par de estrellas en la nebulosa M8. El fotocentro de la estrella inferior coincide con un microfiltro verde (señalado con un punto verde), en la imagen C vemos los colores correspondientes a cada familia de microfiltros, y luego cada familia por separado.

La figura 3a muestra imágenes de 3 segundos de exposición que ilustran esto, son las FWHM de estrellas de brillo fijo en el canal B, en el cúmulo M67, usadas para medir de una imagen a otra, las variaciones de brillo en sus PSFs completas. La magnitud instrumental promedio se muestra en la parte inferior izquierda de cada PSF. Se puede ver como el patrón luminoso en torno al fotocentro, esta muy bien definido para las estrellas más brillantes, haciéndose progresivamente menos definido para las de menor brillo. La gráfica 3b muestra las variaciones en sus magnitudes instrumentales a lo largo de la secuencia.

Figura 3a, b



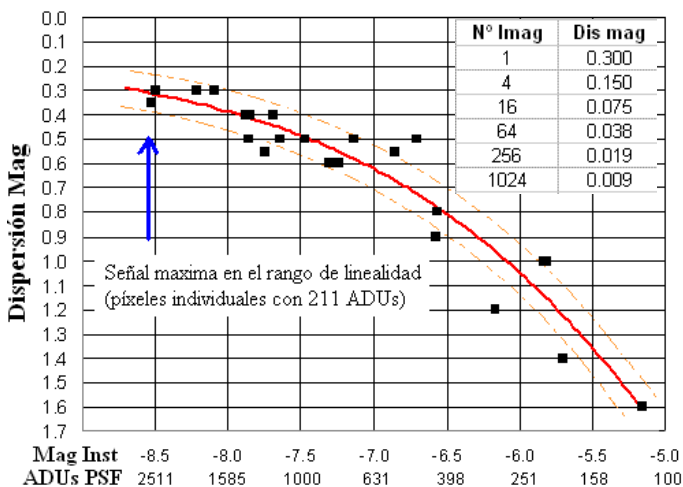
Las estrellas mas brillantes (que ocupan mayor área), presentan menor dispersión en los valores de una imagen a otra, 0.2 mag, con valores máximos de 0.4 mag, las de mediano brillo presentan variaciones de 1 mag, y las mas débiles pueden alcanzar variaciones de hasta 2.1 mag. Para esta prueba se corrigió el debilitamiento del brillo de la estrella por la extinción atmosférica, lo que deja solo los efectos del seeing y del desplazamiento del patrón luminoso alrededor del fotocentro sobre la estructura CFA.

Esta medida se amplio en los tres canales, a un total de 8 estrellas de diferente brillo, se determinaron las variaciones máximas de una imagen a otra, con lo que se elaboro una grafica de la dispersión máxima en función de la magnitud instrumental y de la intensidad en ADUS de las PSFs completas. Como los resultados fueron prácticamente idénticos en cada uno de los tres canales RGB, se construyo la grafica usando todas las mediciones RGB que se habían tomado separadas graficándose 24 valores (figura 4).

Podemos ver así que en imágenes individuales obtenidas con una webcam de 8 bits, la fotometría de objetos estelares con buena señal, perfectamente enfocados, corregidas con pretratamiento, y con excelente estabilidad atmosférica, la dispersión no será menor a alrededor de 0.25 mag. Esta podría disminuir si desenfoamos las estrellas para que la PSF ocupe mayor área. Ahora bien, cada vez que esta área en píxeles que conforma la PSF se reduce a la mitad, la dispersión se duplica, y viceversa, para la estrella mas débil en la imagen su fotocentro ocupa 8 píxeles y las variaciones son de 2.1 mag, al duplicarse la PSF a 16 píxeles estas se reducen a 1.05 mag, y al volverse a duplicar a 32 píxeles se reduce a 0.525 mag, un

valor algo mayor a la PSF de la estrella mas brillante que ocupa 44 píxeles y cuyas variaciones son de 0.3 a 0.4 mag.

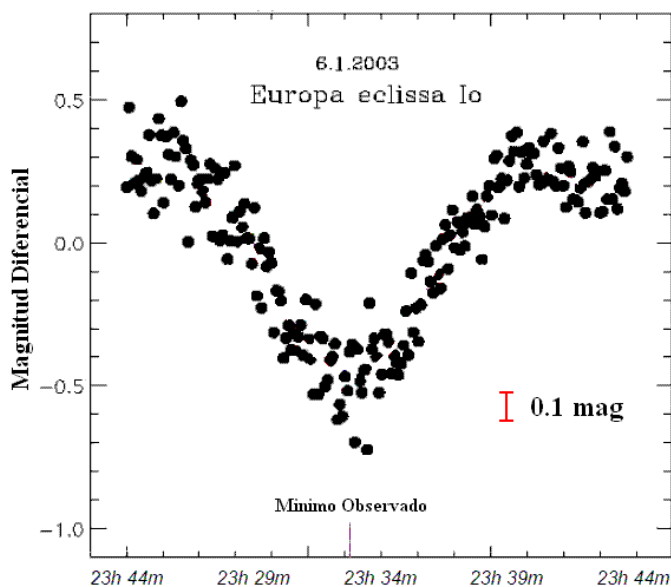
Figura 4



De acuerdo a las medidas de estrellas en secuencias de imágenes obtenidas por el autor para diferentes apilados, se ha concluido que la dispersión se reduce a la mitad cada vez que cuatruplicamos el número de imágenes en el apilado. En la Tabla adjunta a la figura 4, se muestran estos valores para estrellas cuya señal se encuentra en la máxima capacidad posible dentro de la linealidad (211 ADUs). Para estrellas con menor señal estos valores de dispersión son mayores.

Estos resultados concuerdan con el resultado de diversos autores. La figura 5 muestra una curva de luz obtenida el 6 de Enero de 2003 por Giuseppe Marino, Fabio Selvaggio y Emilio Lo Savio^[40], de un eclipse de la luna Europa de Júpiter por su otra luna Io. Ellos usaron una Webcam Philips Toucam Pro

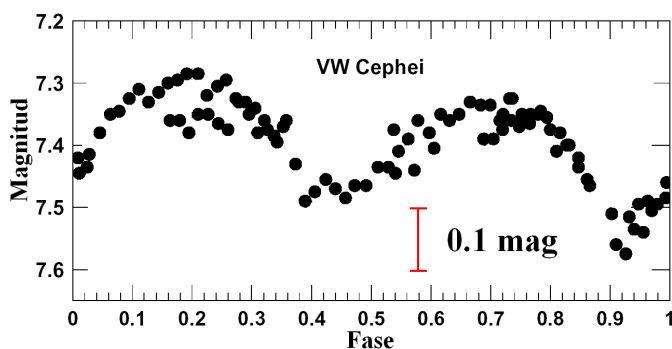
Figura 5



montada en un Schmidt-Cassegrain de 203 mm y 2000 mm de focal $f/10$ (la cámara no estaba modificada para larga exposición ni a modo RAW, y fue configurada a B/N). Las medidas se realizaron en las imágenes individuales con una buena señal para el objeto, esto produjo una dispersión de ~ 0.4 mag. Se muestra en rojo una décima de magnitud 0.1 mag.

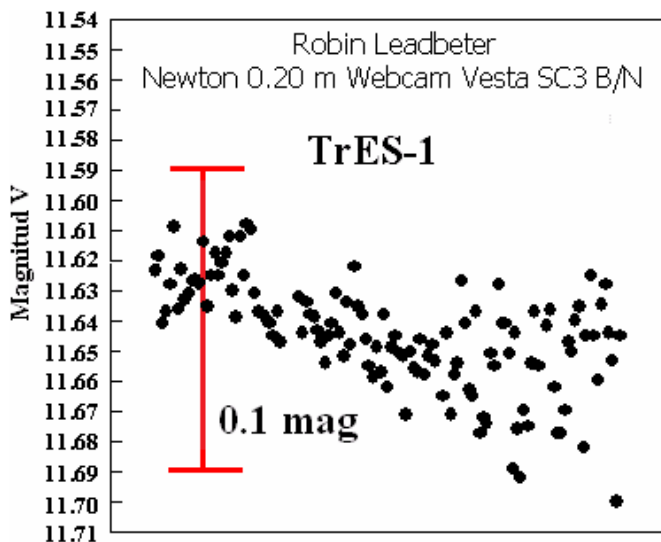
La figura 6, es una curva de luz donde se adicionaron 12 imágenes por medida estando la cámara solo modificada para larga exposición, pero no a modo RAW, y sin el uso de filtro de corte IR. La curva en cuestión es de la variable eclipsante VW Cephei, obtenida en 2003 por el polaco Grzegorz Koralewski^[41], usando una webcam Vesta Pro acoplada a un lente de solo 50 mm de diámetro y 100 mm de distancia focal a ($f2$), para obtener un campo de 4° . Se comprueba como la dispersión de ~ 0.12 mag es menor que la mostrada por curva anterior del eclipse de Io, donde no hubo adición de imágenes. Se distinguen perfectamente los dos mínimos, cuya amplitud en sus puntos mas extremos es de 0.3 mag. Una amplitud es menor que la propia dispersión de la curva anterior del PHEMU.

Figura 6



La figura 7, muestra una curva de luz obtenida por el aficionado inglés Robin Leadbeter haciendo uso de una webcam Philips Vesta SC3 a la que sustituyó el sensor a color

Figura 7

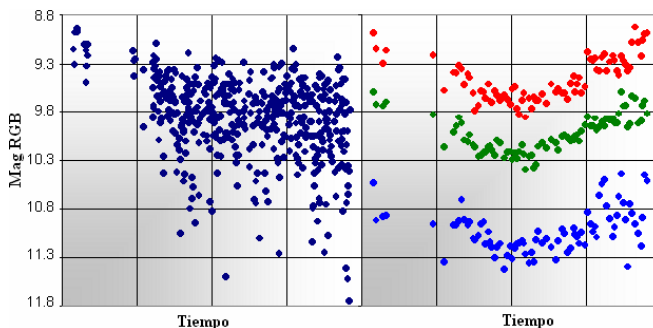


por uno monocromo, montada en un telescopio reflector 8" $f7$, se trata del exoplaneta TrES-1 transitando frente a su estrella anfitriona GSC 02652-01324 de 11.62 mag V, tipo K0 en Lyra^[42], la noche del 7-8/09/2004, este planeta tipo Júpiter eclipsa su luz cada 3.03 días produciendo una caída de 0.03 mag. Este autor con este equipo y buenas condiciones de estabilidad del cielo, obtuvo durante 2.5 horas una secuencia de 2910 imágenes de 6 seg, las cuales adiciono en grupos de 20 imágenes (120 seg), midió el brillo de la estrella dos veces en cada uno de estos apilados, y luego promedio el resultado para reducir la dispersión a solo 0.04 mag en el tramo inicial.

La figura 8 es la curva de luz de un mínimo de la binaria eclipsante OO Aquila obtenida por el autor, cuyo periodo es de 0.5068 días (12.16 horas). En este evento, el cielo presentaba bruma y después del inicio de la captura había incluso neblina, pudiéndose observar a simple vista solo las estrellas mas brillantes, la ganancia se ajusto a 62 lo que genero un ruido excesivo. La magnitud G de la estrella vario a lo largo del evento entre 9.5 y 10.2 mag, la señal máxima de sus píxeles en las subexposiciones RAW oscilaba en torno a 72 ADUs (1/3 de la máxima señal posible dentro del rango de linealidad).

A la izquierda vemos las medidas originales RGB integradas sin corregir con una estrella de comparación, y a la derecha el resultado de la mejor combinación encontrada de 10 imágenes a un entrelazado a la 7ma imagen, y corrigiendo con una estrella de comparación.

Figura 8



Con esto tenemos una idea de la precisión alcanzada por las webcams. Para imágenes individuales en DSLR la dispersión es muchísimo menor dada su mayor calidad. Aunque las estrellas con una $SNR > 100$ son a menudo aceptables y se recomienda evitar el uso de cualquier estrella con una $SNR < 100$ como calibrador^[9], esto no fue siempre posible.

2.6 Obtención de las Imágenes

Las imágenes usadas para el presente trabajo fueron obtenidas en cinco sesiones de observación desde Venezuela, las dos primeras usadas como prueba preliminar desde la ciudad de Los Teques a longitud W $067^\circ 02' 44.0''$ Latitud $10^\circ 20' 34.0''$ Altura: 1200 msnm, y el resto de las imágenes concebidas para un mayor refinamiento en el resultado, desde la platabanda de un edificio en el centro de la ciudad de Cabudare, en el Edo.

Lara, a Longitud W 69°15'58.48" Latitud 10°01'50.97" Altura: 470 msnm. En todas se utilizo una webcam Celestron NexImage sin refrigerar modificada para larga exposición con la modificación Ampoff para eliminar el ruido del amplificador en modo RAW, y los filtros Baader UV/IR Cut para las secuencias ópticas, el Opteka R72 para las secuencias IR con paso de 700 nm a 1050 nm, y B+W para las secuencias IR profundo con paso de 830 nm a 1050 para emular la banda z' sloan y verificar dicha respuesta con respecto a el canal B y G IR. En las dos primeras sesiones se uso un telescopio Refractor Acromático Orión 80 mm f 400 mm, y en el resto un reflector Orión Skywatcher de 8" f 1000 mm, Las imágenes y sus parámetros se muestran en la tabla 5.

Tabla 5

#	Reg	DJ	X	Filtro	N° Exp	T Exp
1	M7	2455777.753	2.881	IR Cut	5x30	2.5 min
2	M8	2455778.554	0.728	IR Cut	29x60	29 min
5	S98	2457012.628	0.909	IR Cut	38x20 + 8x40	18.66 m
6	S98	2457033.537	1.108	IR Cut	6x60	6 min
7	S98	2457043.545	0.903	R72	29x40	19.33 m
8	S98	2457043.592	0.773	IR Cut	6x40	4 min
9	S98	2457044.513	1.062	IR Cut	25x40	16.66 m
10	S98	2457044.540	0.913	R72	20x60	20 min
11	S98	2457044.568	0.818	B+W	6x60	6 min
12	S98	2457044.601	0.756	IR Cut	23x40	15.33 m
13	S98	2457044.633	0.732	R72	2x60	2 min
14	M67	2457044.670	0.886	IR Cut	225x3	11.25 m
15	M67	2457044.698	0.729	R72	54x10	9 m

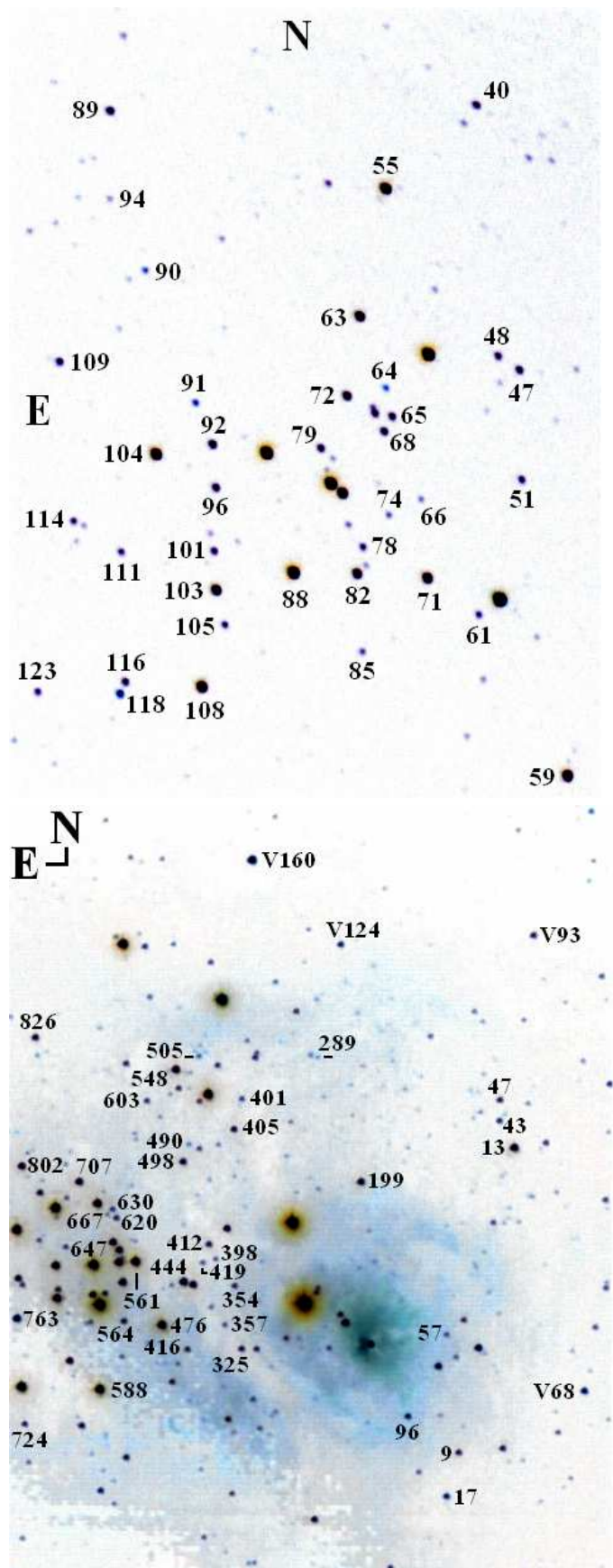
Tabla 5: parámetros para las imágenes en los canales ópticos e IR. Sus números permiten su identificación con las imágenes.

Los campos de las dos primeras sesiones (imágenes 1 y 2), capturadas desde la ciudad de los Teques, no eran del todo adecuados para una calibración, pero permitieron obtener resultados preliminares, mientras se obtenían imágenes de un campo estándar para la comprobación, el segundo campo por su gran cantidad de colores en un área que se adaptaba al campo del sensor usado 12.3 x 9.2 minutos de arco, y el primero (aunque no con la misma cantidad de colores), por lo cercano al primero, y por que sus estrellas son más brillantes, lo que permitía menor tiempo de exposición.

Estos campos se dejaron también para el trabajo final a pesar de que fueron obtenidas con otro telescopio, aunque con igual cámara y filtros. Con la finalidad de combinar estas medidas con las obtenidas desde el segundo sitio de observación, se normalizo la masa de aire entre ambos lugares calculándose esta para cada imagen tomando en cuenta tanto la distancia cenital del objeto, como la elevación del lugar (msnm).

La masa de aire en el cenit para cada sitio se determino con la relación (4) **Seco - Invierno** derivada por el autor en la sección 2.4. La ecuación para el cálculo de la masa de aire en función de la distancia cenital fue la (2) de la sección 2.4, Fritz Kasten A. y T. Young 1989. Las masas de aire obtenidas se muestran en la Tabla 5.

Imágenes 1 y 2



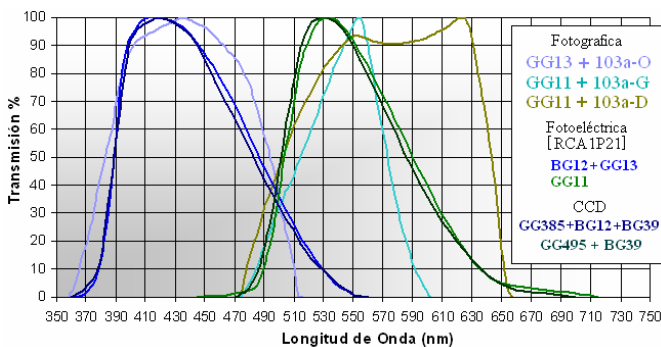
2.7 Secuencias Fotométricas Usadas

Para la época del comienzo de este trabajo, los campos de estudio no poseían fotometría confiable para un buen número de sus estrellas, en especial los dos primeros y en particular en las bandas sloan, esta sección describe como se obtuvo.

2.71 Secuencia Fotométrica de M7 (NGC 6475)

Para la fecha en que se comenzaron las dos primeras pruebas de este trabajo, se encontraban en la literatura profesional para el Cúmulo M7, medidas fotométricas provenientes de 5 autores: **Cousins & Kindly 1958** y **D. Koelbloed 1959**^[43], **A. A. Hoag & Johnson 1961**^[44], **Michael S. Snowden 1976**^[45], y **Charles F. Prosser 1995/1996**^{[46],[47]}. La que poseía mejor precisión era la de **Snowden**, pero la que contaba con mayor cantidad de estrellas medidas, y por tanto más índices de color, era la de **Koelbloed**, por tal motivo se tomaron estas medidas, y se estableció su relación con las de **Snowden** para obtener los valores de las estrellas faltantes en la fotometría de **Snowden** que en la lista final fueron (48, 66, 74). **S. Snowden** usa la prescripción con fotomultiplicador RCA 1P21s mostrada en la gráfica 11, la dispersión en sus medidas es de ~ 0.015 mag, estas se realizaron en banda V, y los colores en b-y del sistema de banda intermedia Strongren, los cuales fueron transformados para este trabajo a B-V, V-Rc, R-Ic y V-Ic en el rango $-0.1 < b-y < 1.0$, usando las relaciones # 51, 52, 53 y 54 dadas por **Jhon Caldwell 1993**^[28] mostradas en las graficas 12a - d, cuyas relaciones se muestran a continuación.

Gráfica 11



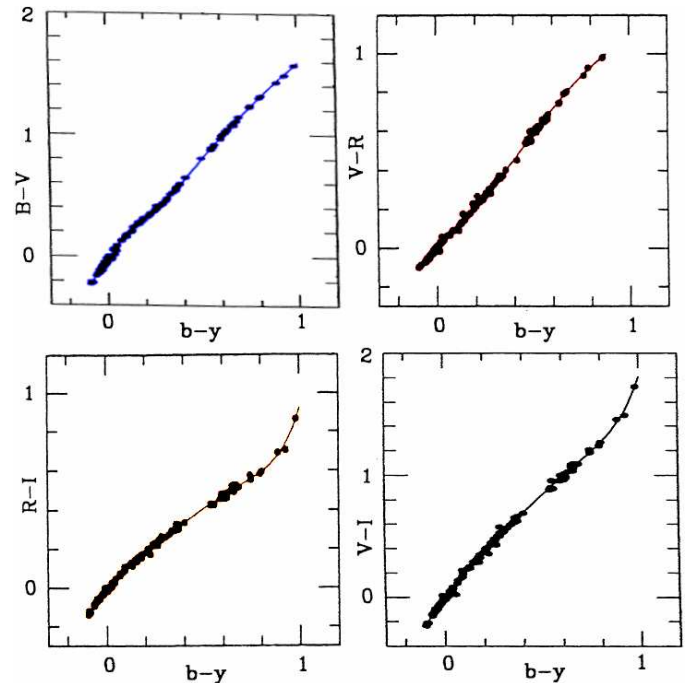
$$B-V = -0.1816608 + 1.857982 * (b-y-0.5) - 0.5553832 * (b-y-0.5)^2 - 4.047444 * (b-y-0.5)^3 + 10.42951 * (b-y-0.5)^4 + 24.45374 * (b-y-0.5)^5 - 58.36892 * (b-y-0.5)^6 - 72.84606 * (b-y-0.5)^7 + 95.4794 * (b-y-0.5)^8 + 95.89712 * (b-y-0.5)^9 + 1 \quad (14)$$

$$V-Rc = -0.5655374 + 0.7767927 * (b-y-0.5) - 0.1127294 * (b-y-0.5)^2 + 0.4247176 * (b-y-0.5)^3 + 0.5370535 * (b-y-0.5)^4 + 1 \quad (15)$$

$$R-Ic = -0.5930858 + 0.6939669 * (b-y-0.5) - 0.2869843 * (b-y-0.5)^2 - 0.7468652 * (b-y-0.5)^3 + 0.4644730 * (b-y-0.5)^4 + 6.757743 * (b-y-0.5)^5 + 6.1693620 * (b-y-0.5)^6 + 1 \quad (16)$$

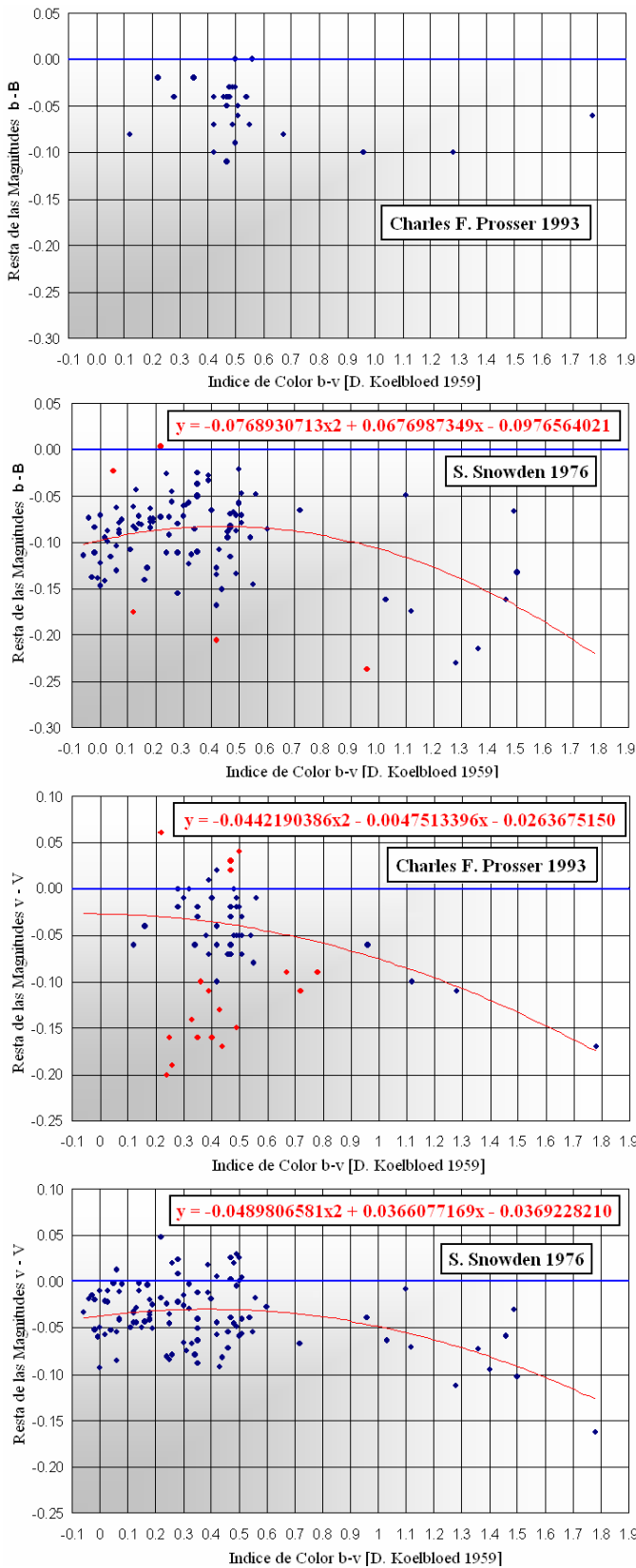
$$V-Ic = -0.156564 + 1.472557 * (b-y-0.5) - 0.4251911 * (b-y-0.5)^2 - 0.3579552 * (b-y-0.5)^3 + 1.107082 * (b-y-0.5)^4 + 6.939163 * (b-y-0.5)^5 + 6.081304 * (b-y-0.5)^6 + 1 \quad (17)$$

Gráficas 12a, b, c, d



La desviación estándar en la transformación de los valores **Koelbloed** a **Snowden** fue de 0.0451 para B y 0.0373 para V, esta se muestra en las graficas 13, 14, 15, y 16. Esto no represento problema, ya que **Koelbloed** obtuvo las medidas de fotometría fotográfica calibrada con 38 medidas fotoeléctricas, ambas realizada simultáneamente el **14 de Junio de 1954** desde el observatorio surafricano usando un telescopio refractor de 24 pulgadas. La fotometría fotoeléctrica se ajusta a la prescripción **H. L. Johnson 1953** mostrada en la gráfica 11, pero la fotográfica difiere de las placas y filtros prescritos y fue realizada usando [Placa Ilford Special Blue + Refractor de 24 pulgadas] para la banda B, y [Filtro Yellow # 8 + Ilford HP3 + Refractor de 18 pulgadas] para la banda V. El error en la fotometría fotoeléctrica es mejor que $V = 0.013$, y $B-V = 0.01$ para estrellas mas brillantes que mag V 10, y de $V = 0.019$, $B-V = 0.016$ para estrellas mas débiles. Pero para la fotometría fotográfica se promediaron medidas de varias placas, siendo la correlación necesaria en todos los casos menor que 0.1 mag, esta había sido transformada por los autores al sistema UBV usando las 38 medidas fotoeléctricas obtenidas la misma noche con tal propósito. Estas magnitudes fotográficas calibradas abarcan 130 estrellas del cúmulo, por lo que cubre prácticamente todas las estrellas mas brillantes que mag V = 11.6. La razón de calibrar las magnitudes fotográficas al sistema fotoeléctrico se debió al hecho de que las respuestas de ambos sistemas difieren en cierta medida.

Graficas 13, 14, 15, y 16



Vemos que la incertidumbre en la conversión de **Koelbloed** a **Snowden** es similar a la propia incertidumbre en las medidas fotográficas de **Koelbloed**.

La fotometría de **Charles F. Prosser** es de **1993**, y a pesar de ser más moderna, es menos precisa. Esta usa la prescripción CCD [**BVRcIc** **Michell Bessel 1990**], mostrada también en la grafica 11. Con ella podemos corroborar si realmente existe el mismo patrón de desviación en la fotometría que acabamos de realizar entre **Snowden** y **Koelbloed**, ya que las medidas de **Prosser** deberían ser cercanas a las de **Snowden**.

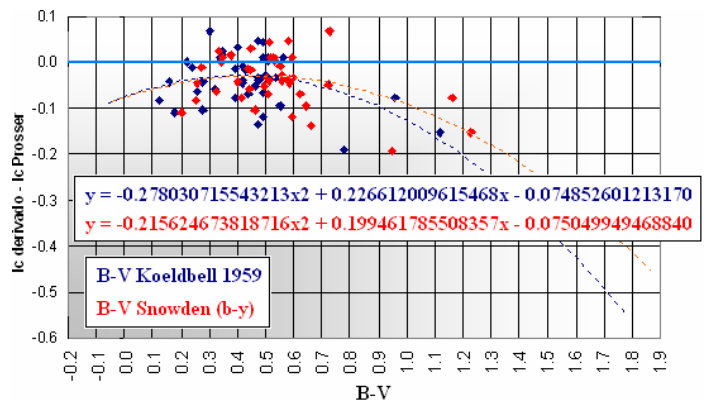
El procedimiento fue restar las medidas de **Koelbloed** [en letra minúscula v] de las de **Snowden** [en letra mayúscula V], del mismo modo se hizo con respecto a las medidas de **Prosser**, la diferencia v-V se muestra en el eje Y y b-v en el eje X (correspondiente a los índices de color de **Koelbloed**). Esto se hizo en las bandas V y B como muestran las graficas 13, 14, 15 y 16. Las medidas de **Prosser** son más escasas que las de **Snowden**, y mide pocas estrellas azules y rojas, debido a su mayor dispersión, hubo que excluir las medidas mas alejadas (mostradas con puntos rojos), por esto la relación en las medidas de Prosser se establecen con menor precisión, mostrando una leve diferencia en la curva de ajuste, pero el patrón de desviación y punto cero es idéntico al que presentan las medidas de **Snowden**.

Las ecuaciones obtenidas de estas gráficas 13, 14, 15, y 16 son las que permiten transformar las magnitudes **v** **Koelbloed** a **V** **Snowden**, restando al valor v, la ecuación obtenida. Si la resta del diferencial lo hubiésemos obtenido a la inversa, V-v (**Snowden - Koelbloed**), la curva de ajuste presentaría idéntica forma pero invertida, así que la corrección sería una suma, ya que la ecuación mostraría los mismos valores en los coeficientes pero con signos contrarios:

Ajuste Usando v-V: $V = v - (- 0.0442190386 * b-v ^ 2 - 0.0047513396 * b-v - 0.0263675150)$ (18)

Si hubiésemos usando V-v: $V = v + (0.0442190386 * b-v ^ 2 + 0.0047513396 * b-v + 0.0263675150)$ (19)

Grafica 17



Con los valores **Ic** generados de **V-Ic**, a partir de **b-y**, se estableció la diferencia **Ic Derivado - Ic Prosser** en función de dos índice **B-V** usados en el eje X y mostrados en la gráfica 17.

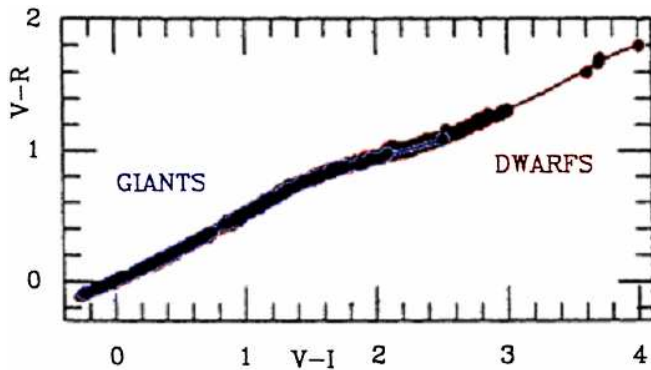
Los valores obtenidos usando los índices **B-V** de **Koelbloed** (en azul oscuro), presentaron menor ds (0.0475 mag), en

comparación con los derivados usando el índice B-V Snowden mostrados en rojo con ds de (0.0493 mag). Así que fue de estos índices V-Ic que se derivó V-Rc usando las relaciones # 27 de J. Caldwell mostrada en la grafica 18, y cuyas ecuaciones son las siguientes:

[Para Gigantes $-0.25 < V-Ic < 2.50$]. $V-Rc = -0.4771746 + 0.5660689 * (V-Ic-1) - 0.006709868 * (V-Ic-1)^2 - 0.1490488 * (V-Ic-1)^3 - 0.06981169 * (V-Ic-1)^4 + 0.07880376 * (V-Ic-1)^5 + 0.03092186 * (V-Ic-1)^6 - 0.02086919 * (V-Ic-1)^7 + 1$ (20)

[Para Enanas $-0.3 < V-Ic < 4.00$]. $V-Rc = -0.4708373 + 0.5920728 * (V-Ic-1) - 0.01095294 * (V-Ic-1)^2 - 0.2281118 * (V-Ic-1)^3 - 0.09372892 * (V-Ic-1)^4 + 0.1931393 * (V-Ic-1)^5 + 0.05077253 * (V-Ic-1)^6 - 0.09927284 * (V-Ic-1)^7 + 0.008560631 * (V-Ic-1)^8 + 0.01922702 * (V-Ic-1)^9 - 0.00720188 * (V-Ic-1)^10 + 0.000774302 * (V-Ic-1)^11 + 1$ (21)

Grafica 18



Las relaciones inversas las apreciaríamos como los ejes de la grafica 16 invertidos, y sus ecuaciones son:

[Para gigantes $-0.15 < V-Rc < 1.80$]. $V-Ic = 0.1638824 + 2.596447 * (V-Rc - 1) + 0.2122199 * (V-Rc - 1)^2 - 13.06132 * (V-Rc - 1)^3 + 6.306845 * (V-Rc - 1)^4 + 163.4117 * (V-Rc - 1)^5 + 399.374 * (V-Rc - 1)^6 + 441.9507 * (V-Rc - 1)^7 + 239.4488 * (V-Rc - 1)^8 + 51.61596 * (V-Rc - 1)^9 + 1$ (22)

[Para Enanas $-0.12 < V-Rc < 1.80$]. $V-Ic = 0.1554814 + 2.371494 * (V-Rc - 1) - 0.793488 * (V-Rc - 1)^2 - 8.578828 * (V-Rc - 1)^3 + 5.383282 * (V-Rc - 1)^4 + 27.1252 * (V-Rc - 1)^5 - 12.32479 * (V-Rc - 1)^6 - 42.51991 * (V-Rc - 1)^7 + 12.0955 * (V-Rc - 1)^8 + 32.18674 * (V-Rc - 1)^9 - 4.318186 * (V-Rc - 1)^10 - 9.392389 * (V-Rc - 1)^11 + 1$ (23)

Con estas relaciones se pudieron generar los valores Ic faltantes en la fotometría de Prosser 1993, y también los valores Rc inexistentes usando las relaciones tradicionales:

$$\text{Mag Rc} = \text{Mag V} - [V - Rc] \quad (24)$$

$$\text{Mag Ic} = \text{Mag V} - [V - Ic] \quad (25)$$

Como las medidas de los trabajos usados fueron tomadas en diferentes épocas, se usó la discrepancia en los valores V para excluir estrellas variables, verificándose adicionalmente cualquier otra variable en la base de datos de la AAVSO.

Los índices mostrados se han derivado de B-V por no presentar estas estrellas emisiones anormales, al ser todas gigantes o enanas, cuya distribución espectral presenta una buena correlación entre B-V, V-Rc, R-Ic, e $i' - z'$.

Para derivar las magnitudes r' Sloan se usó la ecuación 26 del trabajo de Allyn Smith^[18]. Esta relación se probó junto a las de Jordi 2005^[48], o Jester 2005^[49], generándose una pseudodata a partir de los valores V y Rc del campo Landolt SA98, los resultados se compararon con los valores reales de r' para este, esta ecuación fue la que generó medidas con el mínimo alejamiento de las medidas originales con una desviación estándar global de todas las medidas de 0.096 mag, frente a 0.195 y 0.2 mag para Jester y Jordi respectivamente. La secuencia fotométrica producida cuya numeración corresponde a la de la imagen 1, se muestran en la tabla 6.

$$(r' \text{ para } V-Rc < 1.00) \quad r' = V - 0.81(V-Rc) + 0.13 \quad (26)$$

2.72 Secuencia Fotométrica de M8 (NGC 6523) / NGC 6530

En cuanto a la región del cúmulo NGC 6530 y la nebulosa de la laguna M8, la fotometría encontrada para el momento fue la de Merle F. Walker 1957^[50] y 1961 que ya se mostraba muy precisa, con errores en V = 0.029 mag, y B-V = 0.012 mag, esta fue obtenida desde el observatorio de Monte Palomar usando fotomultiplicador EMI 6094 y la prescripción Johnson 1953. Th. Neke & R. S. Chini 1981^[51] presentan una fotometría fotoeléctrica con un error en B y V mejor que 0.02 mag, y hace uso de fotomultiplicador EMI 6256 con vidrios BG3 + GG385 para la banda B y GG495 para la banda V (esta difiere de la prescripción mostrada en la gráfica 11). R. Sagar & U. C. Joshi 1978^[52] usan fotometría fotoeléctrica UB-V estandarizada usando la secuencia de Walker 1957 y presenta una desviación estándar en B y V de 0.02 mag. William. F. van Altena & B. F. Jones 1972^[53] usan placas fotográficas y medidas en una sola banda, así que de su trabajo solo usamos la designación para evitar nuevas nomenclaturas. Gopal C. Kilambi 1977^{[54],[55]} realiza fotometría fotográfica UB-V calibrando con la secuencia de Walker, así que los resultados son equivalentes. M. E. van den Anker 1997^[56] usa la prescripción BVRcIc con fotomultiplicador RCA 31034A la cual produce errores de 0.01 mag, pero abarca pocas estrellas de las secuencias fotométricas de los autores anteriores, el realizo las medidas con idéntico detector y filtros desde el telescopio Lowell de 60 cm de Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) entre Junio de 1983 y Mayo de 1984, y desde el reflector de 50 cm en La Silla (ESO), entre Julio de 1985 y Marzo de 1991.

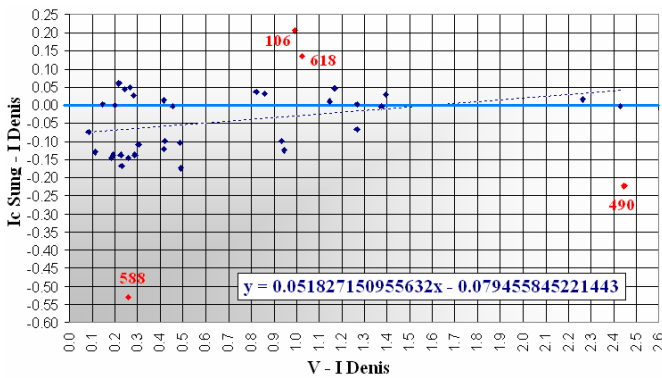
La mejor fotometría que encontré de este campo, fue la de Hwankyung Sung, Moo-Young Chun y Michael S. Bessell 2000^[57], obtenida el 27 de junio de 1997 usando un detector CCD desde el telescopio de 1 m del Observatorio de Siding Spring, cubriéndose 887 estrellas mas brillantes que mag V 17, el error de las medidas no sobrepasa en ningún caso 0.01 mag. Esta no presentaba medidas para 4 estrellas no variables con colores rojos adecuados para generar la secuencia final de

calibración (van Altena 68, 93, 160, y 124). Los valores B y V de las dos primeras, figuraban en Walker, Sagar o Kilambi, para V&J 160 se obtuvo de **All sky Compiled Catalogue Kharchenko 2009**, y V&J 124 solo presentaba la medida V en la data de van Altena, mientras que sus medidas I se obtuvieron de **Denis Cunsortium 2005** a través de Vizier (que cubre hasta 18.5 mag con errores típicos de 0.1 mag). Sin embargo, la banda I Denis difiere en una pequeña medida de la banda Ic, así que estas fueron transformadas a Ic Sung, usando la relación Ic Sung - I Denis generada de 35 estrellas de la propia muestra, para las cuales fue posible contar con valores comunes Ic Sung e I Denis, en función de V-I, cuyo valores V proviene de la data de Sung. En la gráfica 19 vemos que la incertidumbre es de hasta 0.2 mag para las estrellas mas azules (las cuales muchas son variables de pequeña amplitud <0.3mag. Las estrellas marcadas en rojo fueron excluidas del ajuste por presentar un alejamiento no atribuible a la dispersión del catalogo Denis, excluyéndose también de la secuencia final por presentar discrepancias en los valores de los diferentes trabajos (a pesar de no estar señaladas como variables), el número con el que se les identifica en la grafica 19 corresponde al tabulado en el trabajo de Sung.

El error en la transformación usando el ajuste lineal obtenido (operativo hasta ~ V-I Denis = 2.6), se cuantifico derivando los valores I Sung de la propia muestra, y verificando su alejamiento de los valores generados, la desviación estándar (ds) fue de 0.0687 mag. Con los valores B, V e Ic se derivo V-Rc al igual que M7, a partir de V-Ic usando Caldwell 22 y 23.

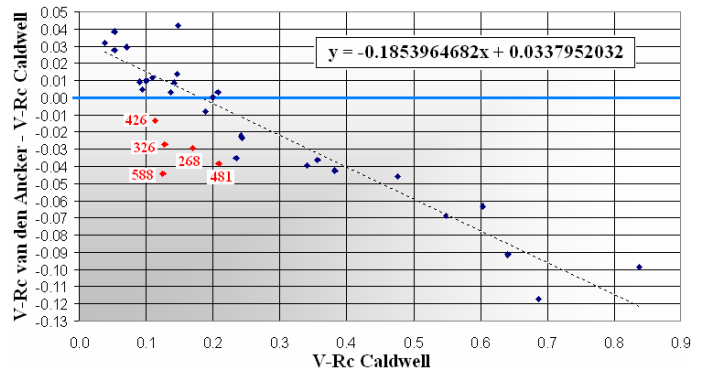
Los resultados obtenidos fueron ajustados usando como referencia las 28 estrellas de la fotometría V-Rc del trabajo **NGC 6530 multiwavelength photometry (van den Ancker**

Grafica 19



1997), mostradas en la grafica 20, cuyas medidas fueron obtenidas originalmente con el filtro Rc, estas poseen errores muy pequeños en relación a las medidas de Sung: 0.005 en V-Ic y 0.038 en V, esta era la única fotometría en Rc disponible para la fecha de esta región. Del mismo modo que en el caso anterior de M7, se comprobó la precisión en la ecuación, derivando los índices V-Rc de van den Ancker, la ds en la transformación fue de 0.02118 mag.

Grafica 20



Los 5 valores excluidos se muestran en rojo con los números de identificación de Sung 2000. Adicionalmente, con los índices R-Ha del trabajo de Sung, se pudo discriminar las estrellas PMS para excluirse del ajuste, ya que como se menciono, las relaciones V-I vs V-Rc han sido establecidas para estrellas gigantes y enanas normales (no para PMS, cuyo brillo en Rc esta aumentado por la emisión H α , lo que distorsiona el índice V-Rc y Rc-Ic, no correspondiéndose con las relaciones de Caldwell). Es importante indicar que los índices R-H α de Sung, no usan la banda Rc, sino un canal R sintético generado del promedio de las magnitudes colaterales a la banda R, es decir [(V + Ic) / 2], usado con el fin de tener una estimación del continuo en la región espectral de Rc, y así poder comparar con esta la fuerza de la emisión de la línea Ha. Si se usara una verdadera medida Rc para los índices Rc-H α , la banda Rc estaría afectada por la propia emisión H α , y se obtendrían erróneamente para las PMS índices Rc-Ha similares que los de las estrellas normales. Un diagrama color-color B-V vs V-R permite separar las estrellas PMS, ya que nuestro sensor puede captar el aumento de brillo en R. Por otro lado, los índices V-R 098AK son perfectamente transformables a V-Rc Johnson-Cousins, porque ambas cubren estas regiones espectrales, y no como en el caso de derivar los equivalentes V-R a partir de B-V, ya que las relaciones de Caldwell están establecidas asumiendo que las estrellas son gigantes o enanas, y B-V no cubre la región de la banda R para saber si hay un aumento en la luminosidad de R, registrado por R098AK.

En síntesis, necesitamos conocer que tipo de estrella tenemos en frente para no aplicar una derivación cuya característica no se corresponde con las estrellas usadas por Caldwell (gigantes y enanas). Esto contando que la estrella tiene buena señal en los 3 canales de nuestra webcam, para que no se distorsionen los índices obtenidos y con esto la caracterización fotométrica de la estrella. La estrella roja Sung 505 ó 168 en la numeración de van Altena, no debe confundirse con la variable NSV 10118 ó Sung 513, que se encuentra $\approx 4.5''$ mas al noreste de esta. Las magnitudes r', i', y z', se derivaron de la relación dada por Smith 2002, para las estrellas mas rojas (V-Ic > 2 o R-Ic > 1) r' se derivo de la relación 27.

$$r' = V + (-0.0787 * V - Ic - 0.47806). \quad (27)$$

Es importante hacer mención que para la época de estas primeras pruebas, no estaba disponible la fotometría r' sloan

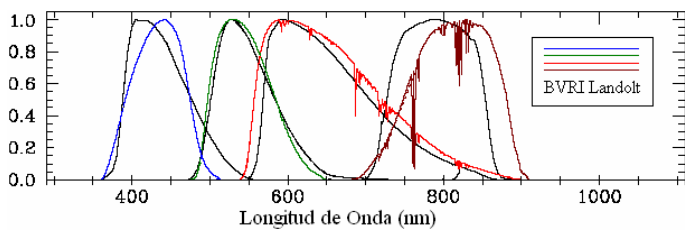
de catálogos como APASS, lo que justificaba derivarlas con las relaciones expuestas.

Esta secuencia fotométrica resultante con numeración mostrada en la imagen 2, se muestran en la tabla 7.

2.73 Secuencia Fotométrica del Campo L SA98

Para este campo se uso la fotometría realizada por el Dr. Arlo Landolt^[58], el Dr. Peter Stetson^[59], y el Dr. James L. Clem^[60] para las bandas B, V, Rc, Ic, y la fotometría realizada por el Dr. Allyn Smith^[61], para las bandas g´ r´, i´, z´. En el caso de los tres primeros autores, el primero utiliza un fotomultiplicador y los demás detectores CCD, y aunque las respuestas del conjunto detector + filtro difieren entre las dos (véase figura 9), al establecerse la relación entre la fotometría de estos autores, se puede ver que no hay discrepancias por haberse calibrado la fotometría con los valores de A. Landolt como muestran la graficas 21, 22, 23, y 24. Adicionalmente se muestra en las graficas la relación entre los valores de Stetson y Arne Henden, quien también tiene una secuencia para este campo, con filtros análogos a los de Stetson, y quien también calibra con los valores de Landolt.

Figura 9

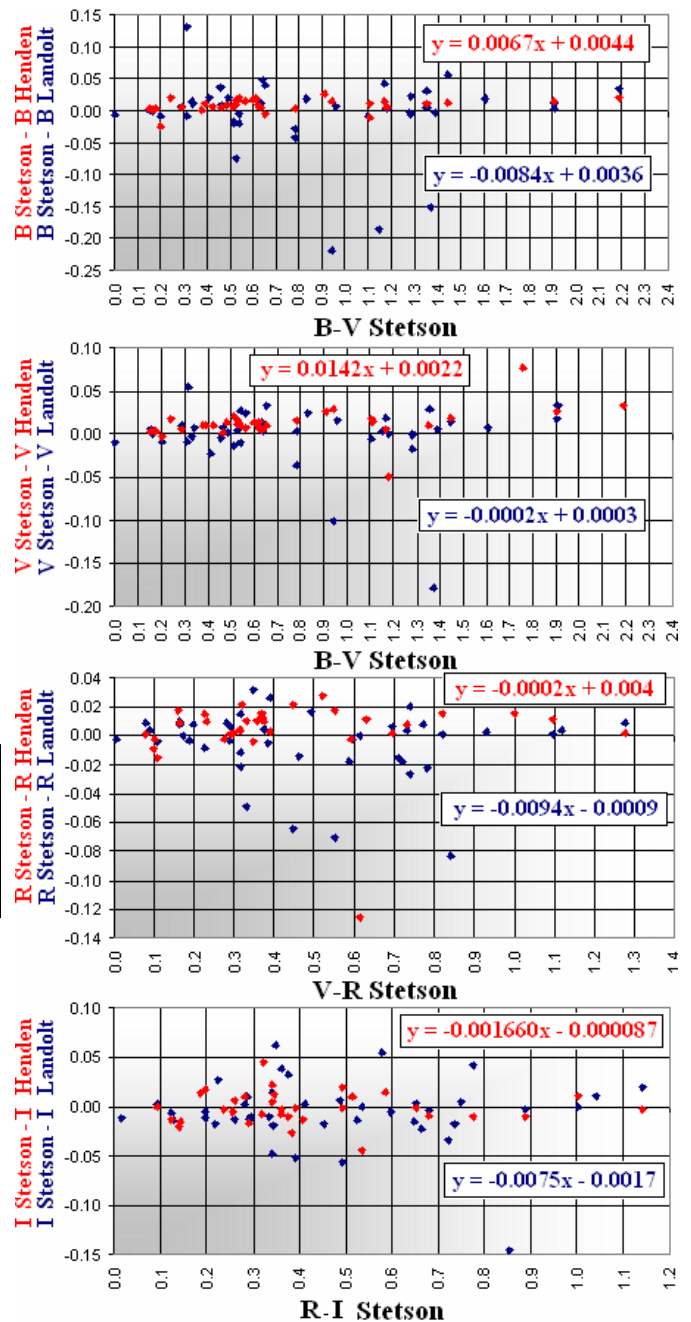


Para la secuencia Sloan, Allyn Smith usa el telescopio USNO de 40 Pulgadas situado en Flagstaff Arizona + CCD TK1024. Los valores g´ r´ i´ z´ faltantes los obtuvo el autor del presente trabajo usando las imágenes del campo Landolt SA98 obtenidas la noche del 23 de Noviembre de 1998 a las 09:44:33.19 T.U usando 53.9 seg de exposición con el telescopio de 2.5 m de Apache Point Observatory en Nuevo México ubicado a Lon: 105:49:13.0 W, Lat: 32:46:49.0 (Masa de Aire = 1.193). Estas fueron descargadas del servidor de SDSS III Data Release 9.

Lo primero fue excluir los valores erróneos de la secuencia original debido a que esta presentaba para las estrellas mas cercanas entre si, como S66 y 65, los valores fotométricos invertidos, además de presentar valores asignados a otras estrellas, como en el caso de S67. Para esto se realizo una grafica de las magnitudes absolutas de la secuencia vs magnitudes r´ derivadas usando la relación de A. Smith 2002.

Conociendo que las imágenes obtenidas con el conjunto de Apache Point Observatory se saturan a r´ ~ 14 mag^[48], se estableció la relación entre las magnitudes absolutas y las correspondientes magnitudes instrumentales para las estrellas más brillantes que este valor, y otra para las más débiles, se midió con el programa Astroart 5.0, usando un punto

Graficas 21, 22, 23, 24.



cero de mag 24, y un radio del anillo de entre 8 y 48 píxeles según la PSF de la estrella, encontrándose respectivamente:

$$r' \text{ Smith} = 1.0303 * (\text{Mag Instrumental}) + 4.0744 \quad (28)$$

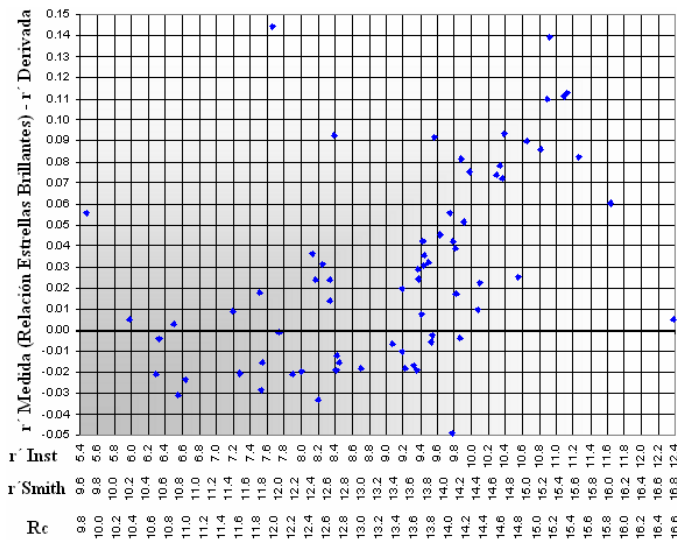
$$r' \text{ Smith} = 0.9763 * (\text{Mag Instrumental}) + 4.5729 \quad (29)$$

La relación 28 fue usada para calcular las magnitudes absolutas de todas las estrellas de la secuencia, tanto brillantes como débiles, y al graficarse las magnitudes r´ medidas – magnitudes r´ derivadas usando la relación de Smith 2002, en función de las magnitudes Rc, r´ Smith y r´ instrumentales, se evidencia un cambio de pendiente que indica un cambio en la linealidad

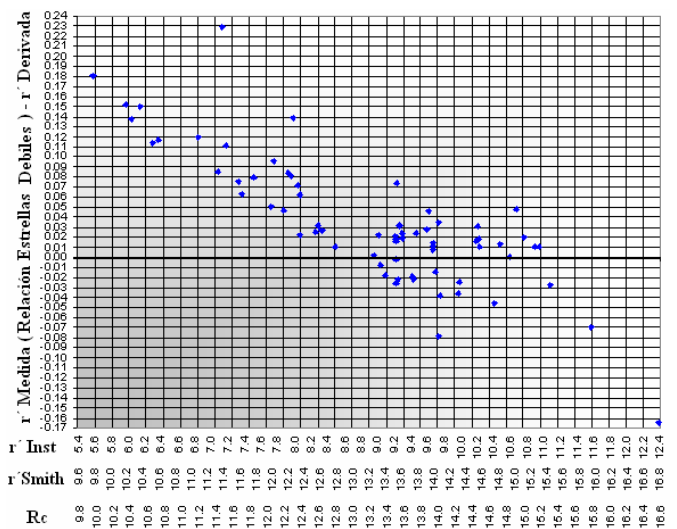
en el detector debido al desbordamiento, esto se manifiesta a 8.8 mag r' instrumental, equivalente a $r' = 13.3$ mag, o $R_c = 13.1$ mag como muestra la grafica 25.

Para verificar la confiabilidad de la relación 29 (funcional solo para las estrellas débiles), se realizo una nueva grafica usando las magnitudes del tramo mas débil que 8.8 mag r' instrumental, donde la secuencia original dada por Smith 2006 no poseía valores menores a 9.828 r' instrumental, así que para evitar extrapolar valores, se completo este tramo con estrellas aun mas débiles. Para esto se usaron las estrellas en la fotometría de Stetson, cuyo color permito obtener sus magnitudes usando las relaciones de transformación de Smith 2002, con el menor error posible, como se muestra la grafica 28, donde los mayores errores en la derivación los producen las estrellas mas rojas. Las estrellas usadas estaban bien

Grafica 25

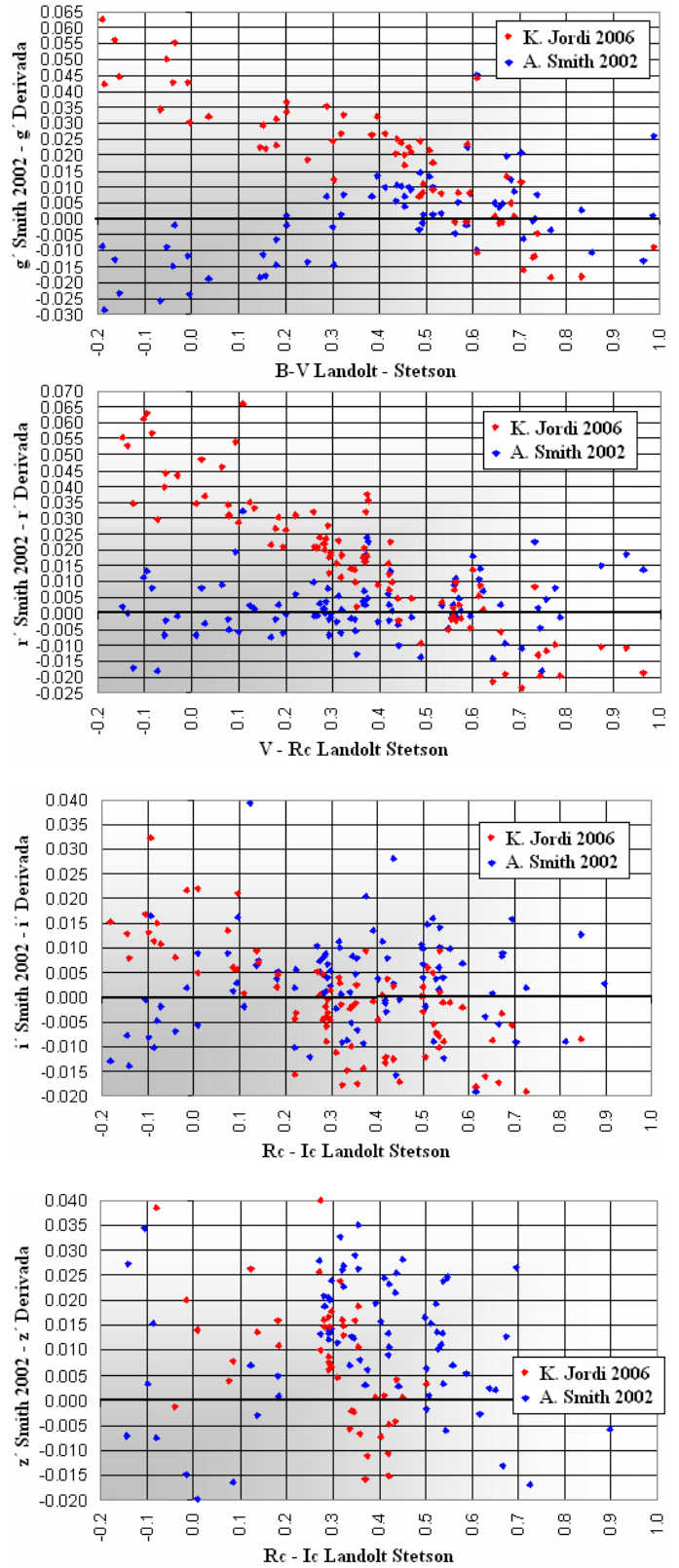


Grafica 26



aisladas para evitar contaminación de otras estrellas superpuestas "Crowding". El resultado es el esperado y se muestra en la grafica 26.

Graficas 27, 28, 29, y 30



El motivo de usar las ecuaciones de transformación de Smith 2002 para la calibración y evaluación de la fotometría, se debe a que sus 168 estrellas son los estándares fotométricos

originales para este sistema. Jordi 2006 a pesar de usar toda la data obtenida del Survey Sloan DR4, introduce un error sistemático que se puede ver como una pendiente distinta con dependencia del color, sobre todo para el canal g' y r' , como lo muestran las graficas 27, 28, 29, y 30, en las que también se aprecia, que independiente de las ecuaciones usadas, los menores errores para los valores derivados de ellas ocurren hacia $B-V = 0.3 - 0.6$ para g' , $V-Rc = 0.15 - 0.6$ para r' , $Rc - Ic = 0.1 - 0.3$ para i' , y $Rc - Ic = 0.1 - 0.3$ ó ~ 0.6 para z' .

Las estrellas para las dos regiones del mosaico CCD de tres imágenes no presentaron diferencia, y se ajustaron todas a las mismas relaciones en los canales g' , r' y z' , mientras que en i' si mostró diferencias la parte superior e inferior del mosaico, las cuales se corrigieron usando estrellas para cada cuadro del mosaico. La numeración para estas estrellas en la imagen 3 se muestran en negro para el número asignado por Landolt, y en color rojo las estrellas faltantes usando los números asignados por Stetson.

Las relaciones para los canales g' , i' y z' fueron:

$$g' \text{ Smith} = 1.0753 * X + 3.9779 > 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 4 (30)}$$

$$g' \text{ Smith} = 0.9789 * X + 4.820 < 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 5 (31)}$$

Para la sección más brillante del mosaico del CCD

$$i' \text{ Smith} = 1.0888 * X + 3.1684 > 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 6 (32)}$$

$$i' \text{ Smith} = 0.9742 * X + 4.3664 < 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 7 (33)}$$

Para la sección más débil del mosaico del CCD

$$i' \text{ Smith} = 0.9938 * X + 3.4576 > 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 8 (34)}$$

$$i' \text{ Smith} = 0.9782 * X + 3.6114 < 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 9 (35)}$$

$$z' \text{ Smith} = 1.1007 * X + 1.275 > 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 10 (36)}$$

$$z' \text{ Smith} = 1.0079 * X + 2.1942 < 8.8 \text{ inst} \quad \text{Rel. 11 (37)}$$

Donde X es la magnitud instrumental de las estrellas en la imagen correspondiente a cada banda. Las ds se establecieron en relación a los valores de la secuencia de Smith 2006. La ds en el valor calculado para las estrellas en la banda r' fue de 0.0362 mag. Con los otros canales se realizó el mismo procedimiento. Las ds fueron de 0.0481 mag para i' , 0.0395 mag para z' , y 0.0458 mag para g' .

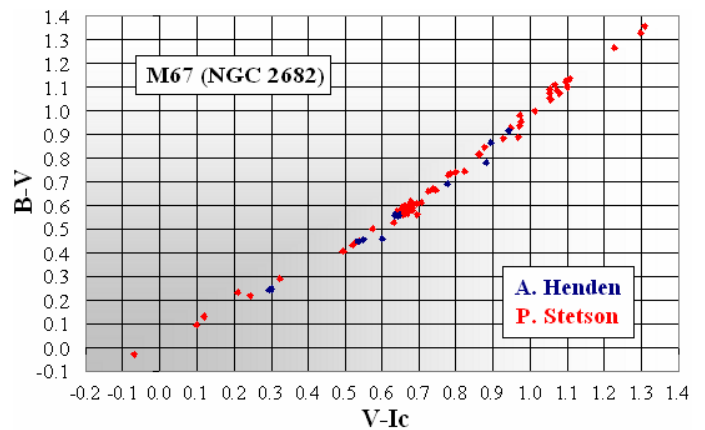
La secuencia fotométrica resultante para este campo se presenta en la tabla 8 y se corresponde con la numeración de la imagen 3.

2.74 Secuencia Fotométrica de M67 (NGC 2682)

El Cúmulo M67 en Cáncer, es uno de los más y mejor estudiados, en sus 74 minutos de arco posee estrellas de entre mag 7 y 16. Los valores fotométricos B , V , Rc e Ic se obtuvieron de la fotometría del Dr. Arne Henden^[62]. Esta

presenta una desviación estándar (ds) para cada banda de V 0.0069, $B-V$ 0.0094, $V-Rc$ 0.0017, y $R-Ic$ 0.0024. Los valores g' , r' , i' y z' se obtuvieron de la fotometría del Dr. Bruce L. Gary^[63] al promediar las medidas de las noches de 16 de Abril y 2 de Mayo de 2012, con una desviación estándar (ds) de 0.00183 mag para g' , 0.00191 mag para r' , 0.00178 mag para i' , y 0.00262 mag para z' . Los valores B , V , Ic faltantes para esta fotometría se tomaron de la realizada por el Dr. Peter B. Stetson por correlacionarse perfectamente con la de Arne Henden como lo muestra la grafica 31. Sin embargo esta última no poseía medidas en la banda Rc , por esto se derivaron usando las relaciones de A. Smith 2002 a partir de $g' - r'$ y $r' - i'$ de las medidas de B. Gary y se promediaron los resultados. Se realizó una comprobación con los valores derivados y los Rc que si poseían medida y la ds fue de 0.00904 mag. Para la estrella # 6 se usó la relación de Caldwell a partir de $V-Ic$ para gigantes.

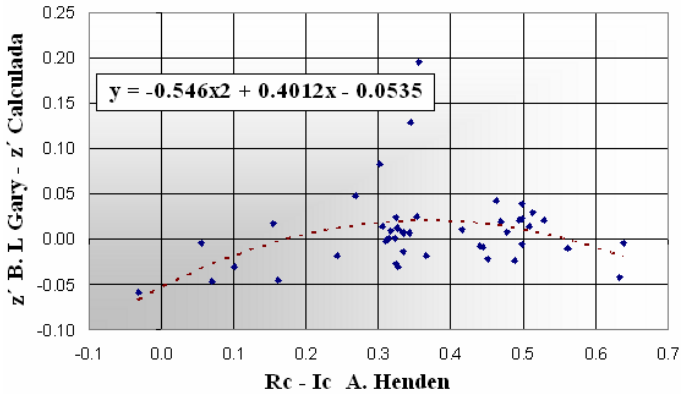
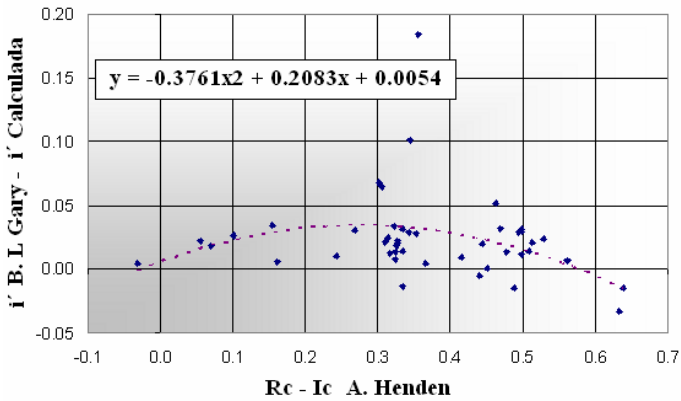
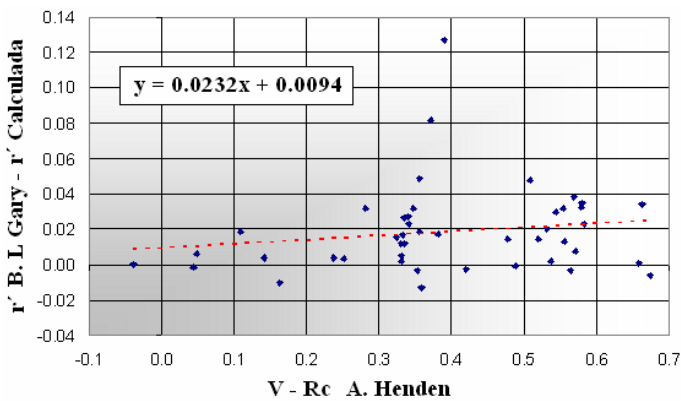
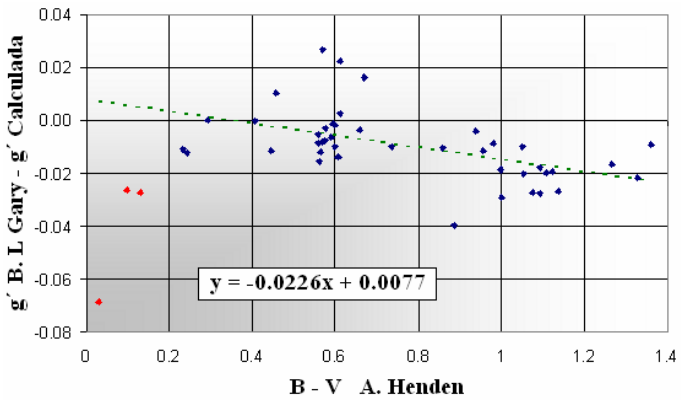
Grafica 31



Para los valores Sloan de las 30 estrellas faltantes no cubiertas por B. Gary, se derivaron sus valores usando también A. Smith 2002, y se comprobó usando las estrellas con medidas, la desviación con respecto a estas fue de ds 0.0157, 0.0245, 0.0332, y 0.0435 mag para las bandas g' , r' , i' , z' respectivamente. Para evitar desviaciones de la fotometría de B Gary, se usaron estas diferencias calculado vs medidas originales en función de los colores $B-V$, $V-Rc$ y $Rc-Ic$ obteniéndose las relaciones que se muestran en las graficas 32, 33, 34 y 35 las cuales fueron corregidas de los valores derivados en las estrellas faltantes como se hizo en los campos anteriores, disminuyendo las ds a 0.0168, 0.0242, 0.0308, 0.0397 mag para las bandas g' , r' , i' , z' respectivamente, al tiempo que se eliminó el desplazamiento en los puntos ceros.

Los valores de Bruce Gary no presentaban bandas Rc e Ic , y las de A. Henden carecían de i' y z' . Sin embargo, debido a que las estrellas no presentaban emisión anómala como lo muestra el diagrama color-color mostrado en la grafica 31, se derivó Rc , e Ic , usando la relación de Caldwell para Gigantes a partir de $B-V$, los resultados se ajustaron a los valores Rc de A. Henden derivando la relación entre Rc A. Henden y Rc Calculado en función de $B-V$, la ds producida fue de 0.0094 mag. Con $V-Rc$ se derivó Ic usando Caldwell (22) para Gigantes y corrigiendo del mismo modo. Por su parte, los valores r' , i' y z' faltantes en

Graficas 32, 33, 34 y 35



2002, a partir de los valores V, Rc, Ic de la data de A Henden y que se muestran en las graficas 32, 33, 34, y 35. La ds resultante fue de $i' 0.02185$ mag, $z' 0.03169$ mag. Para obtener los valores r' faltantes se derivó una relación lineal de esta misma data, usando $Rc - r'$ vs $V-Rc$, la ds fue de 0.01796.

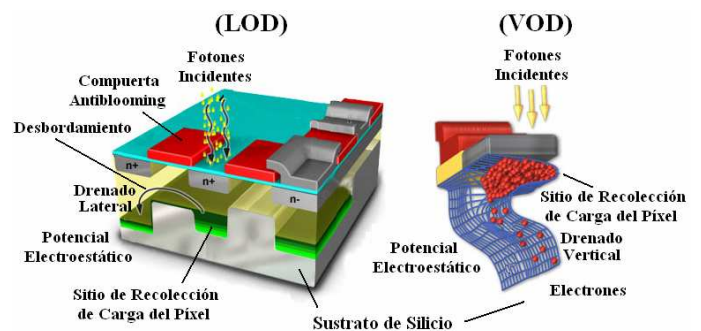
Se excluyeron 11 de las 13 estrellas variables de la secuencia usando el trabajo de Yakut K, Zima W et al 2013^[64], para obtener la secuencia de 74 estrellas indicadas en la imagen 4 correspondientes a la tabla 9. Las estrellas 13 y 0 son las variables EX cnc y EW Cnc, pero sus amplitudes máximas son de 0.0056 y 0.003 mag respectivamente, así que no interfieren en la tendencia de la relaciones. Por su parte a y b son NSV 18048 y NSV 18062 respectivamente.

2.8 Perdida por Antiblooming

El efecto del antiblooming ha sido estudiado y tomado en cuenta en este trabajo a la hora de analizar las medidas, ya que mostró un efecto sistemático en los resultados.

El número de electrones que puede acumular cada píxel se denomina full-well capacity o Capacidad Electrónica de Pozo Completo y es limitada, depende del tamaño del píxel, así como de otras especificaciones del sensor, en las CCD o CMOS, la cantidad de electrones acumulados en cada píxel es proporcional a la cantidad de fotones que llegaron a el, es decir, que tienen una (Respuesta Lineal). Cuando un píxel se satura, se desbordan los electrones de su pozo a otros píxeles adyacentes "Blooming", lo cual se corrige en la cámaras con antiblooming^[13], incorporando estructuras antiblooming laterales (LOD) o verticales (VOD) cerca de los pozos de recolección de carga para proporcionar una ruta segura de drenado de electrones antes de que el píxel se sature. Las estructuras antiblooming laterales (LOD) se fabrican de manera que una compuerta antiblooming de desbordamiento (antiblooming gate) o (overflow gate), se coloca adyacente al sitio de recolección de carga del píxel, donde su potencial electrostático se puede desactivar para permitir evacuar el exceso de carga en un diodo de polarización inversa y se drenará a tierra (overflow), antes de que ocurra el desbordamiento^[65] (como se ilustra en la Figura 10a).

Figura 10a y 10b^[65]



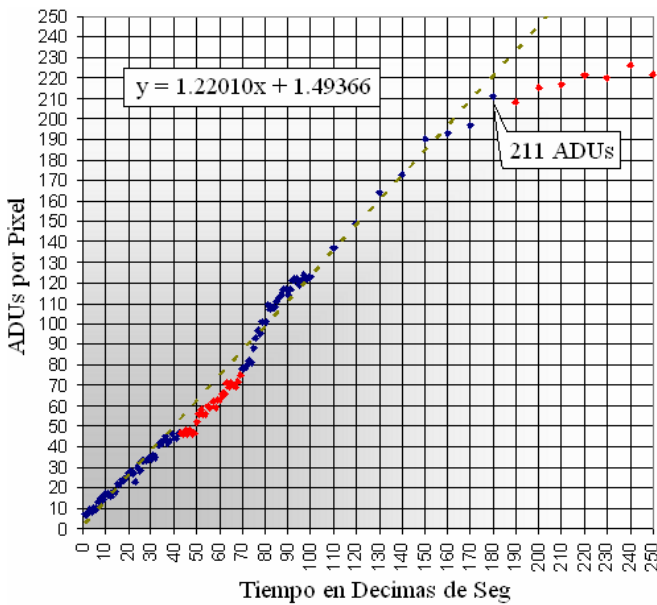
la fotometría de A Henden, se obtuvieron estableciendo la diferencia entre i' y z' , B Gary vs i' y z' derivados con Smith

El antiblooming de estructura vertical se coloca directamente debajo del pozo de recolección de carga, cuando la carga recolectada excede el potencial de barrera del sustrato, se

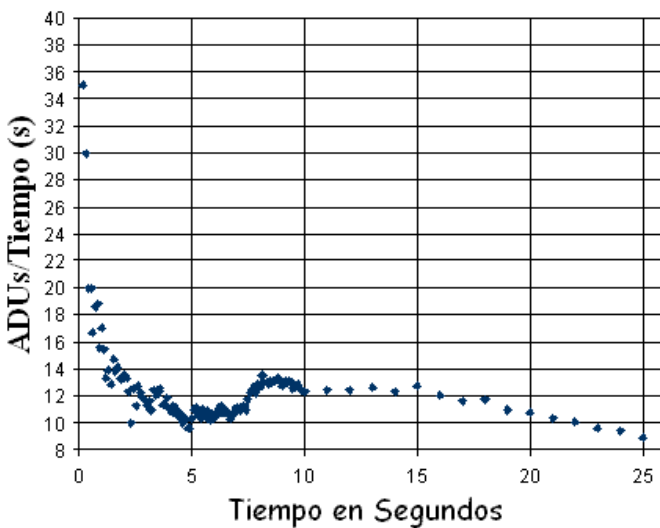
desborda directamente en forma vertical hacia el sustrato de silicio, en lugar de moverse lateralmente hacia un canal de drenaje (figura 10b)^[65].

El hecho de que los dispositivos CCD con antiblooming, sean lineales dentro de un rango discreto es bien conocido, lo cual se determina con una prueba de linealidad, donde se establece el incremento en ADUs para un objeto en función del tiempo. La grafica 36 muestra que la linealidad del sensor usado en este estudio se mantiene hasta 211 ADUs, correspondiente en este caso a 18 seg de exposición, a partir de allí, la pendiente comienza a volverse horizontal, lo que evidencia que los electrodos antiblooming ya han comenzado a drenar electrones.

Grafica 36



Grafica 37



Como la escala de cuentas es demasiado grande, quedan ocultas pequeñas irregularidades. Para esclarecer este problema, el autor adopto el método propuesto por Julio Castellano^[66], de dividir la cantidad de CUENTAS o (ADUs) de la imagen, entre su propio tiempo de exposición en segundos (grafica 37).

La desventaja de estos dispositivos para la fotometría, es que en las cámaras de menor calidad como las webcams, hay drenado de electrones dentro del rango de linealidad.

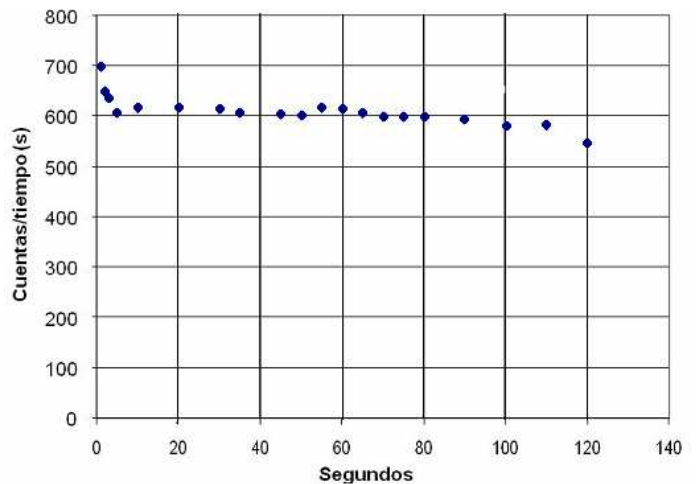
El error sistemático que se ha encontrado, tiende a debilitar las magnitudes instrumentales en un factor de alrededor de ≈ 0.1 mag por magnitud instrumental. Esto también se ha registrado en una cámara sin antiblooming, aunque con valores ínfimos.

En una respuesta lineal las imágenes donde se duplica el tiempo de exposición deberían duplicar también las ADUs, lo que produciría una grafica donde los puntos formarían una línea horizontal, por mantenerse el mismo valor de cuentas conforme se aumenta el tiempo de exposición. Por ejemplo: una imagen de 10 segundos con una fuente luminosa que produjo 40 cuentas = $40/10 = 4$, si se duplica el tiempo de exposición a 20 seg, se producirán 80 cuentas, y $80/20 = 4$.

La grafica 37, muestra como el antiblooming aumentan su tasa de drenado de los 0 hasta los 5 segundos de exposición, para luego disminuir hacia los 7 segundos de exposición. A partir de este valor se mantiene estable hasta los 16 segundos, donde la tasa de drenado vuelve a aumentar. En estos rangos donde la señal no es lineal, las medidas fotométricas no pueden realizarse porque sufren una distorsión, lo que ha llevado a algunos autores^[66], a considerar pertinente una corrección a las medidas para compensar este fenómeno.

Note que para la cámara SBIG ST-7 Kaf 0402ME que NO posee antiblooming (grafica 38), el comportamiento es bastante lineal, aunque con una pendiente muy sutil dentro del rango de linealidad (casi imperceptible), el comportamiento de mayores adus entre 0 y 5 segundos, es muy similar al mostrado por la

Grafica 38



Webcam estudiada en este trabajo, este lo adjudica el autor (Javier Temprano Gonzáles) al obturador electrónico, según sus propias palabras: “Me inclino a pensar que se debe al comportamiento del obturador de la cámara más que a un comportamiento no lineal de la CCD”^[67].

2.9 Tratamiento de las Imágenes

Luego de eliminar en cada secuencia, las imágenes que presentaron errores importantes de seguimiento comprometiendo en gran medida la forma gaussiana de las estrellas, se realizó su pre-tratamiento, debayerización y adición aritmética en el programa gratuito Iris 5.57 de Christian Buil^[68]. Para ninguna se obtuvo imágenes de campo plano (Flat), solo darks, debido a que el filtro de corte IR estaba nuevo y completamente limpio de polvo, lo que posiblemente no introduzca la incertidumbres de 0.05 mag conocida cuando no se usan flats. Antes de la debayerización de las secuencias se aplicó la función Clipmin en Iris, para normalizar a cero los valores negativos ocasionados por la corrección del dark en las imágenes de los campos, que distorsionarían los valores de brillo resultantes.

Las secuencias que poseían gran número de subexposiciones, como en el caso de la imagen óptica de M67 (imagen 14 de la tabla 1), cuyo tiempo de exposición para no saturar las estrellas más brillantes, fue de (3 seg), producían, un desbordamiento en la adición aritmética que superaba el valor de 32767 ADUs de Iris, por esto se reescalaron para que la adición no superara este valor. Para esto se generó un script desde RGB FotoCalc que se corrió en Iris 5.59. En la secuencia de la imagen mencionada, se verificó como valor tope 190 ADUs para las estrellas más brillantes, que produjo un factor de multiplicación de 0.767, con esto la adición aritmética alcanzó un valor máximo para las estrellas más brillantes de 31432 ADUs, lo que permitió incluir las 225 imágenes en la adición aritmética.

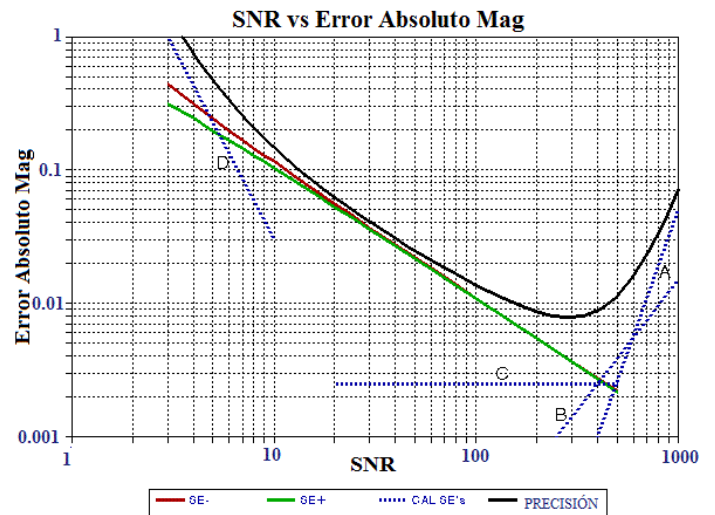
La escala de las imágenes en el refractor de 80 mm f 400 mm fue de 2.88" / píxel, mientras que en el reflector de 203 mm f 1000 mm fue de 1.15" / píxel.

2.91 Selección de las Estrellas

Se escogieron la mayor cantidad de estrellas para contar con un buen número de estrellas de diversos colores, aun las que poseían baja relación señal ruido SNR, de manera que no se siguió lo recomendado en muchas campañas de la AAVSO, de usar una SNR de al menos 100^[69], por tanto se usaron estrellas con una SNR tan baja como 40 y aun menos en algunos casos, y solo se excluyeron aquellas estrellas de baja SNR que se alejaban de la tendencia. El error absoluto obtenido a partir de la SNR se calcula según $1.2/SNR$, aunque la AAVSO usa $1/SNR$, aquí hemos asumido un valor de 1.2, así que la incertidumbre obtenida para una SNR de 40 es de $1.2/40 = 0.03$ mag. La grafica 38b muestra la SNR vs incertidumbre.

Para la calibración en el canal R (IR) equivalente a Ic, pudimos contar con estrellas rojas que eran débiles en V, pero entre 1 y 2 mag más brillantes en Ic, lo que permitió contar con estrellas además de amarillas y blancas, también rojas.

Grafica 38b^[70]



Como los telescopios usados por los autores de la fotometría con las que se derivaron las secuencias de este trabajo, son de gran apertura y distancia focal, estos permitieron resolver estrellas muy próximas que en las secuencias más movidas no fueron resueltas en los instrumentos usados para este estudio. Sin embargo, asumiendo que las estrellas no son variables^[69], contrario a lo recomendado por la AAVSO^[69], se pudieron usar las magnitudes e índices conjuntos de pares de estrellas medidas en nuestro instrumento como un solo objeto usando la ecuación 38^[71], para combinar los brillos de los dos componentes en cada banda:

$$m_1 + m_2 = m_1 - 2.5 * \text{Log } 1 + 10^{0.4 * (m_1 - m_2)} \quad (38)$$

Donde m_1 es la estrella más brillante, y m_2 la más débil. Esto se aplicó a las estrellas (S65 + S66), (S90 + S91) del campo Landolt SA98 para contar con dos objetos más de calibración.

2.92 Medidas Fotométricas

Las medidas fotométricas se realizaron en cada imagen aritmética usando el programa Astroart 5.0 (demo) de M Nicolini^[72], que no tiene restricción para la fotometría. Para realizar las medidas se usó en las regiones despobladas, un diafragma con anulo externo para restar la muestra del fondo, y en las regiones muy pobladas o con estrellas muy cercanas, un diafragma sin anulo externo, extrayéndose la muestra de fondo de la medida con el mismo diafragma de medición y la letra B en el teclado. Este procedimiento se aplicó a la fotometría de todos los campos. Para el campo de M8 a fin de evitar el brillo nebuloso, se ajustó en cada canal, el diafragma según la FWHM de cada estrella (entre 6 y 12 píxeles). Para las imágenes del campo Landolt SA98, se usó un diámetro de diafragma fijo de 10 píxeles. Las medidas se tomaron 3 veces y se promediaron.

Las relaciones y las transformaciones se realizaron en el programa Excel de Office 2003.

Tabla 6

K#	B-V	V	r'	V-Rc	Rc-Ic	Ic-z'	i'-z'	K#	B-V	V	r'	V-Rc	Rc-Ic	Ic-z'	i'-z'
40	0.2773	8.875	8.8966	0.1338	0.1415	-0.429	-0.043	*88	0.0150	6.439	6.5913	-0.0275	-0.0367	-0.465	-0.123
47	0.2218	8.926	8.9791	0.0949	0.1033	-0.438	-0.062	89	0.2097	8.580	8.6377	0.0892	0.0889	-0.440	-0.066
48	0.2067	9.103	9.1603	0.0891	0.0976	-0.439	-0.064	90	1.3960	9.965	9.6353	0.5675	0.4974	-0.302	0.161
51	0.2035	9.250	9.3387	0.0510	0.0590	-0.448	-0.082	91	1.1276	9.714	9.4338	0.5064	0.4552	-0.322	0.133
*55	0.0107	6.993	7.1450	-0.0272	-0.0363	-0.464	-0.123	92	0.1077	8.461	8.5687	0.0275	0.0251	-0.454	-0.096
59	0.0298	7.283	7.4264	-0.0166	-0.0237	-0.462	-0.117	94	0.4466	10.572	10.5057	0.2424	0.2458	-0.401	0.010
*61	0.4833	9.652	9.5696	0.2622	0.2639	-0.395	0.019	96	0.1714	8.772	8.8525	0.0611	0.0693	-0.445	-0.078
63	0.0709	7.580	7.7098	0.0002	-0.0045	-0.459	-0.109	101	0.1298	9.184	9.2821	0.0394	0.0468	-0.450	-0.088
64	1.8378	10.143	9.5877	0.8460	0.7870	-0.171	0.325	103	0.1493	7.501	7.5911	0.0492	0.0479	-0.449	-0.086
65	0.1476	8.984	9.0751	0.0480	0.0559	-0.448	-0.084	104	0.0963	6.910	7.0280	0.0148	0.0114	-0.456	-0.102
66	0.5223	10.461	10.3593	0.2855	0.2850	-0.389	0.030	105	0.1988	9.498	9.5604	0.0834	0.0919	-0.440	-0.067
68	0.3484	8.869	8.8513	0.1823	0.1886	-0.417	-0.020	108	0.0568	7.078	7.2097	-0.0021	-0.0072	-0.460	-0.110
71	0.0709	7.392	7.5159	0.0075	0.0035	-0.458	-0.106	109	0.3377	8.964	8.9514	0.1761	0.1826	-0.419	-0.023
72	0.0608	8.200	8.3319	-0.0023	-0.0074	-0.459	-0.110	111	0.2423	9.504	9.5442	0.1109	0.1192	-0.434	-0.054
74	0.4726	10.130	10.1005	0.1972	0.2030	-0.413	-0.012	114	0.2218	9.493	9.5461	0.0949	0.1033	-0.438	-0.062
78	0.3919	9.500	9.4454	0.2279	0.2321	-0.405	0.002	116	0.2097	9.062	9.1233	0.0848	0.0933	-0.440	-0.066
79	0.1877	8.938	9.0104	0.0711	0.0796	-0.444	-0.073	118	1.5270	8.950	8.5335	0.6747	0.5788	-0.261	0.214
82	0.1189	7.790	7.8963	0.0293	0.0270	-0.453	-0.095	123	0.2394	9.455	9.4988	0.1064	0.1148	-0.435	-0.056
85	0.3257	9.910	9.9058	0.1657	0.1726	-0.421	-0.028	-	-	-	-	-	-	-	-

Tabla 6: valores fotométricos para las diferentes bandas derivadas como se describió en la sección 2.71, y que corresponden a la imagen 1 del cúmulo M7 de la sección 2.6.

Tabla 7

#	B-V	V	V-r'	V-Rc	Rc-Ic	Ic-z'	i'-z'	#	B-V	V	V-r'	V-Rc	Rc-Ic	Ic-z'	i'-z'
444	1.141	9.838	0.331	0.569	0.653	-0.269	0.205	43	1.266	12.056	0.346	0.588	0.677	-0.260	0.217
476	0.042	9.122	-0.077	0.065	0.018	-0.451	-0.089	17	1.417	11.682	0.391	0.643	0.754	-0.229	0.255
763	1.205	10.205	0.347	0.589	0.678	-0.259	0.218	V124	1.141	11.930	0.407	0.663	0.788	-0.216	0.271
647	0.082	8.229	-0.046	0.104	0.077	-0.440	-0.066	57	0.952	12.747	0.311	0.544	0.623	-0.280	0.190
V68	1.420	11.210	0.317	0.552	0.631	-0.277	0.194	96	1.303	11.542	0.384	0.635	0.741	-0.234	0.249
V160	1.380	9.710	0.376	0.625	0.727	-0.240	0.242	505	2.119	12.999	0.669	0.915	1.513	0.068	0.576
588	0.105	8.859	-0.021	0.135	0.121	-0.432	-0.048	398	1.105	12.846	0.312	0.546	0.625	-0.279	0.191
707	0.121	10.424	-0.043	0.107	0.082	-0.439	-0.064	357	0.757	12.705	0.192	0.397	0.462	-0.340	0.106
199	0.088	10.751	-0.057	0.090	0.057	-0.444	-0.074	620	0.366	11.966	0.057	0.231	0.256	-0.401	0.009
13	0.401	10.083	0.059	0.233	0.259	-0.400	0.011	630	0.835	12.258	0.226	0.440	0.509	-0.324	0.130
412	0.251	11.596	0.033	0.201	0.214	-0.411	-0.009	826	0.215	11.200	-0.005	0.154	0.148	-0.425	-0.036
354	0.170	11.922	-0.026	0.128	0.112	-0.433	-0.051	V93	0.563	11.690	0.147	0.342	0.399	-0.362	0.074
325	0.170	11.552	-0.017	0.139	0.127	-0.430	-0.045	9	0.068	11.737	-0.034	0.118	0.096	-0.436	-0.058
416	0.186	11.854	-0.012	0.146	0.137	-0.428	-0.041	564	0.306	11.523	0.034	0.202	0.217	-0.411	-0.008
498	0.148	11.068	-0.030	0.124	0.106	-0.434	-0.054	724	0.218	11.874	0.033	0.201	0.214	-0.411	-0.009
405	0.144	11.394	-0.039	0.112	0.088	-0.438	-0.061	603	0.832	12.278	0.222	0.434	0.501	-0.327	0.126
548	0.140	10.021	-0.010	0.148	0.139	-0.427	-0.040	289	1.999	13.825	0.656	0.871	1.393	0.013	0.522
667	0.072	9.469	-0.068	0.076	0.035	-0.447	-0.082	47	0.255	11.829	0.046	0.217	0.237	-0.406	0.001
802	0.171	10.476	-0.020	0.136	0.123	-0.431	-0.047	561	0.115	9.024	-0.031	0.122	0.103	-0.435	-0.055
401	1.091	12.444	0.303	0.534	0.611	-0.285	0.184	419	0.693	12.857	0.178	0.380	0.442	-0.347	0.096
490	2.059	13.442	0.671	0.920	1.528	0.075	0.583	---	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----

Tabla 7: valores fotométricos para las diferentes bandas derivadas como se describió en la sección 2.72, y que corresponden a la imagen 2 de la Nebulosa M8 de la sección 2.6.

Tabla 8

SA98	B-V	V	V-r'	V-Rc	Ic	Ic-z'	i'-z'	SA98	B-V	V	V-r'	V-Rc	Ic	Ic-z'	i'-z'
653	0.000	9.529	-0.126	0.003	9.510	-0.462	-0.114	416	0.487	14.310	0.190	0.357	13.655	-0.173	0.058
193	1.179	10.026	0.350	0.614	8.875	-0.282	0.189	S118	0.672	14.376	0.150	0.486	13.486	-0.258	0.202
185	0.202	10.529	-0.095	0.106	10.300	-0.464	-0.048	1087	1.608	14.446	0.607	0.889	12.625	-0.071	0.507
978	0.606	10.568	0.150	0.346	9.906	-0.370	0.035	442	1.036	14.464	0.328	0.563	13.299	-0.275	0.206
S44	1.105	10.584	0.349	0.606	9.472	-0.290	0.172	S91a	0.814	14.498	0.288	0.407	13.623	-0.293	0.100
S48	0.424	10.944	0.160	0.273	10.416	-0.342	-0.019	S91b	1.918	18.666	0.728	0.293	17.269	-0.132	0.453
S45	1.107	10.949	0.352	0.592	9.841	-0.248	0.198	355	1.402	14.564	0.507	0.764	13.013	-0.163	0.327
S49	0.575	11.086	0.134	0.338	10.429	-0.374	0.025	1002	0.564	14.593	0.187	0.349	13.897	-0.365	0.012
724	1.101	11.112	0.343	0.587	10.001	-0.292	0.173	581	0.315	14.611	-0.014	0.225	14.223	-0.428	-0.040
S55	0.165	11.536	-0.061	0.097	11.298	0.420	0.807	634	0.654	14.642	0.210	0.362	13.890	-0.491	-0.102
S56	0.179	11.815	0.043	0.101	11.570	-0.421	-0.143	L3	1.907	14.647	0.737	1.044	12.483	0.028	0.651
1119	0.541	11.869	0.125	0.315	11.257	-0.377	0.023	590	1.354	14.671	0.451	0.75	13.147	-0.170	0.359
670	1.352	11.940	0.463	0.733	10.553	-0.218	0.268	580	0.412	14.705	0.035	0.288	14.191	-0.399	-0.005
685	0.465	11.961	0.101	0.291	11.387	-0.402	0.000	6-94	1.398	14.736	0.482	0.923	13.104	-0.127	0.432
1102	0.313	12.105	0.022	0.188	11.720	-0.418	-0.042	626	1.447	14.773	0.520	0.777	13.176	-0.108	0.422
562	0.516	12.173	0.125	0.314	11.565	-0.373	0.027	557	1.389	14.786	0.470	0.735	13.268	-0.170	0.362
733	1.281	12.237	0.429	0.712	10.876	-0.286	0.208	652	0.531	14.822	0.127	0.34	14.152	-0.385	0.004
650	0.153	12.277	-0.048	0.077	12.107	-0.407	-0.065	627	0.689	14.900	0.186	0.389	14.083	-0.327	0.068
S64	0.379	12.285	0.074	0.224	11.825	-0.345	0.019	93	1.491	14.937	0.567	0.827	13.235	-0.113	0.434
S70	0.253	12.513	0.069	0.218	12.069	-0.313	0.036	27	1.707	15.017	0.585	0.926	13.109	-0.080	0.523
S54	0.242	12.553	0.031	0.158	12.208	-0.402	-0.098	1082	0.829	15.035	0.269	0.579	13.963	-0.227	0.206
950	1.630	12.620	0.617	0.922	10.866	-0.144	0.371	316	1.418	15.153	0.535	0.814	13.498	-0.099	0.430
666	0.162	12.733	-0.051	0.088	12.518	-0.421	-0.046	209	1.521	15.244	0.644	1.184	13.051	-0.032	0.562
618	2.192	12.757	0.800	1.279	10.336	0.051	0.639	S95	0.913	15.248	0.279	0.492	14.234	-0.315	0.121
688	0.289	12.765	0.012	0.161	12.406	-0.357	0.012	604	2.406	15.269	0.862	1.398	12.409	0.168	0.943
S78	0.484	12.866	0.071	0.296	12.278	-0.474	-0.017	279	1.518	15.314	0.599	0.875	13.545	-0.093	0.474
S72	1.378	13.033	0.484	0.770	11.555	-0.173	0.301	642	0.539	15.318	0.105	0.377	14.626	-0.341	0.089
676	1.170	13.087	0.389	0.696	11.712	-0.256	0.264	S90a	1.099	15.332	0.461	0.524	14.135	-0.279	0.164
961	1.279	13.090	0.430	0.720	11.705	-0.185	0.344	S90b	0.644	16.503	0.166	0.535	15.601	-0.377	0.034
413	1.757	13.094	0.644	1.000	11.207	-0.101	0.463	503	1.423	15.418	0.473	0.82	13.774	-0.150	0.409
671	0.958	13.402	0.380	0.594	12.320	-0.302	0.115	491	1.518	15.436	0.600	0.88	13.655	-0.109	0.402
675	1.903	13.416	0.716	1.099	11.313	-0.059	0.509	427	1.389	15.497	0.489	0.746	13.939	-0.179	0.343
S84	0.381	13.470	0.115	0.219	12.958	-0.269	0.038	108	1.613	15.570	0.516	0.84	13.860	-0.128	0.424
115	1.232	13.644	0.382	0.704	12.256	-0.206	0.278	65	1.587	15.597	0.557	0.895	13.777	-0.097	0.484
S87	0.621	13.680	0.162	0.368	12.966	-0.374	0.066	L1	1.283	15.655	0.421	0.723	14.193	-0.195	0.327
1124	0.332	13.705	0.030	0.171	13.316	-0.391	-0.009	231	1.630	15.655	0.574	0.936	13.761	-0.085	0.503
682	0.632	13.762	0.228	0.374	13.047	-0.348	0.040	614	1.063	15.674	0.545	0.646	14.194	-0.324	0.217
624	0.784	13.776	0.239	0.446	12.938	-0.347	0.048	1135	2.055	15.705	0.881	1.089	13.412	0.005	0.560
S100	0.393	13.828	0.036	0.230	13.338	-0.395	0.071	646	0.942	15.738	0.307	0.493	14.693	-0.328	0.094
S94	0.544	13.834	0.086	0.329	13.173	-0.395	0.028	190	1.557	15.758	0.626	0.896	13.934	-0.081	0.477
S93	0.600	13.872	0.146	0.356	13.156	-0.370	0.059	L2	1.150	15.863	0.457	0.598	14.527	-0.301	0.153
S102	0.524	13.873	0.048	0.313	13.239	-0.447	0.056	474	1.749	15.895	0.674	0.933	13.942	-0.052	0.504
S103	0.564	13.898	0.063	0.345	13.169	-0.442	0.071	L4	1.372	16.154	0.579	0.852	14.461	-0.067	0.404
S96	0.566	13.919	0.164	0.340	13.224	-0.308	0.081	241	0.735	16.244	0.306	0.507	15.285	-0.195	0.137
1321	2.345	13.949	0.851	1.602	10.687	0.223	0.989	1017	1.605	16.252	0.748	1.338	13.869	0.193	0.618
1112	0.784	13.978	0.268	0.460	13.104	-0.346	0.081	534	1.989	16.261	0.789	1.137	13.937	0.068	0.704
966	0.489	14.003	0.125	0.288	13.378	-0.341	0.067	1030	1.781	16.403	0.768	1.035	14.299	-0.008	0.548
1122	0.640	14.093	0.200	0.384	13.256	-0.303	0.141	244	1.820	16.462	0.762	1.017	14.363	0.002	0.575
S89	0.615	14.118	0.144	0.368	13.342	-0.332	0.104	405	1.968	16.612	0.727	1.124	14.298	0.031	0.647
556	0.342	14.144	0.016	0.195	13.687	-0.397	0.019	439	0.973	17.170	0.515	0.588	15.989	-0.219	0.072
S98	1.103	14.146	0.378	0.629	12.929	-0.284	0.171	L5	1.900	17.800	1.630	2.7	12.000	1.310	1.969
563	0.457	14.158	0.070	0.281	13.533	-0.365	0.072	537	2.327	18.137	1.067	1.308	15.421	0.262	0.862
S111	0.515	14.263	0.062	0.318	13.622	-0.374	0.053	702	0.966	18.228	0.713	0.659	16.965	-0.094	-0.193
1111	2.067	14.298	0.893	1.218	11.977	0.012	0.564	---	---	---	---	---	---	---	---

Tabla 8: valores fotométricos para las diferentes bandas derivadas como se describió en la sección 2.73, y que corresponden a la imagen 3 del campo Landolt SA98. La numeración Azul en Negrita es de Landolt, y la normal la de Stetson, y la numeración roja en negrita es la Smith y la de Stetson en normal. Los índices de color indicados en rojo fueron derivados usando las relaciones dadas por A. Smith^[pp1].

Imagen 4

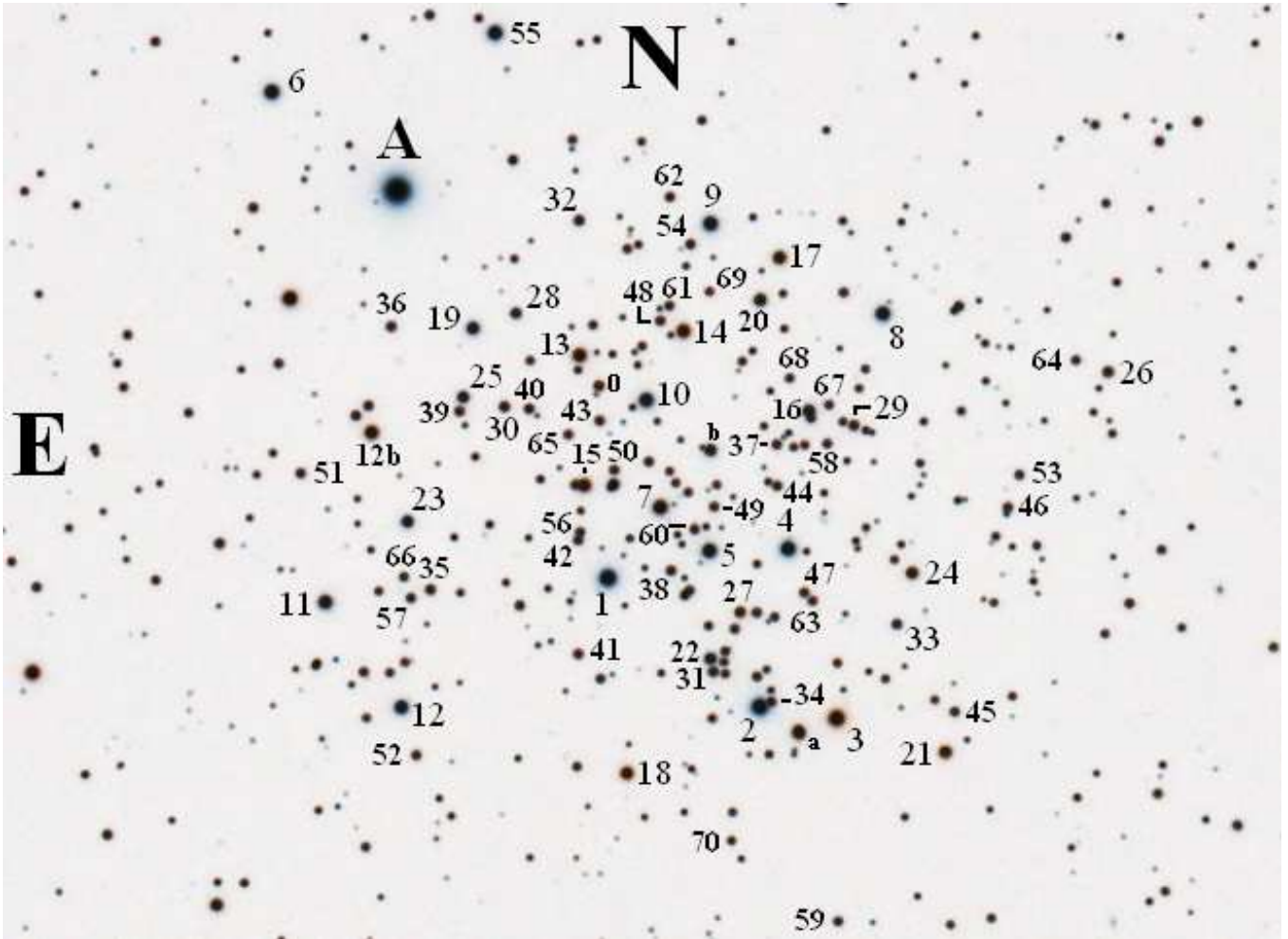


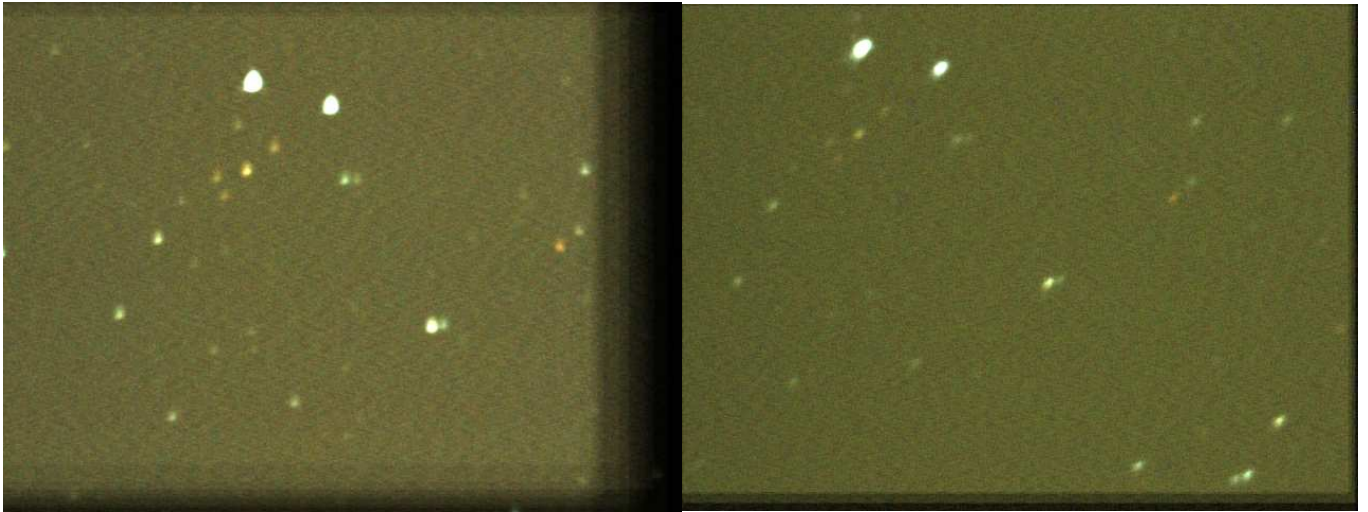
Imagen 4, carta para los valores fotométricos de la tabla 9 del cúmulo M67. La imagen fue obtenida de Internet y se muestra en negativo.

Tabla 9

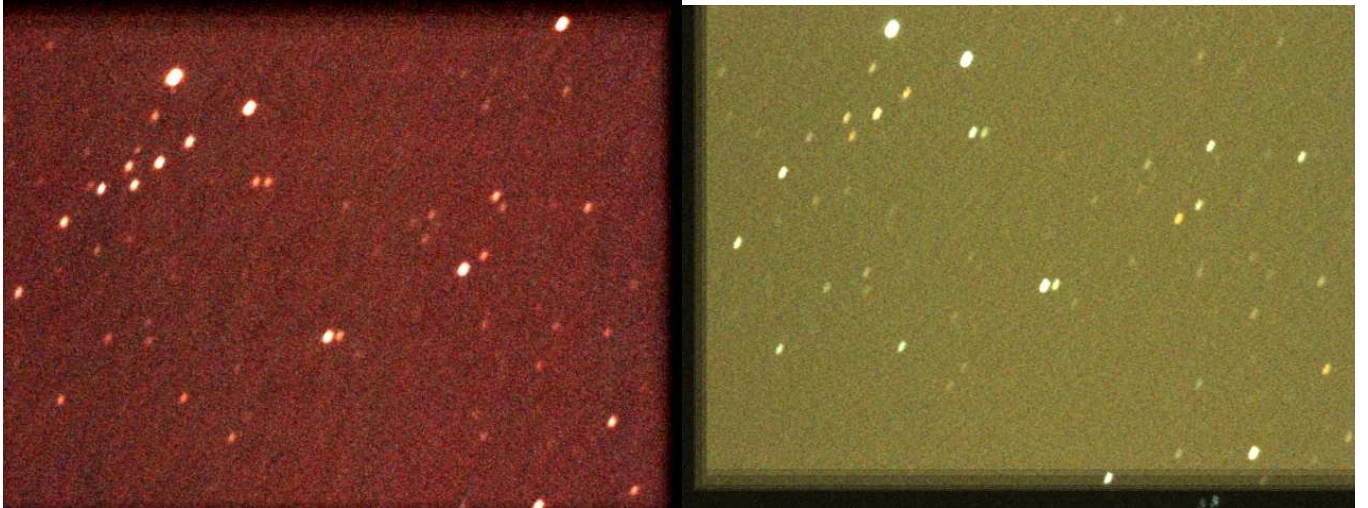
#	B-V	V	V-r'	V-Rc	Ic	Ic-z'	i'-z'	#	B-V	V	V-r'	V-Rc	Ic	Ic-z'	i'-z'
1	1.327	9.663	0.403	0.659	8.366	-0.216	0.234	34	0.745	12.391	0.197	0.427	11.570	-0.355	0.095
2	1.360	9.700	0.423	0.675	8.392	-0.185	0.250	35	0.562	12.411	0.124	0.342	11.716	-0.371	0.062
3	0.029	10.016	-0.161	-0.038	10.085	-0.464	-0.127	36	0.659	12.505	0.162	0.382	11.780	-0.366	0.075
4	1.266	10.289	0.373	0.663	9.064	-0.260	0.213	37	0.587	12.538	0.135	0.349	11.865	-0.385	0.055
5	1.109	10.453	0.292	0.568	9.387	-0.288	0.172	38	0.590	12.540	0.119	0.347	11.859	-0.367	0.070
6	1.103	10.479	0.313	0.575	9.379	-0.285	0.175	39	0.579	12.561	0.131	0.344	11.878	-0.375	0.063
7	0.576	10.489	0.118	0.340	9.822	-0.373	0.054	40	0.581	12.589	0.134	0.348	11.909	-0.380	0.059
8	1.094	10.526	0.330	0.564	9.473	-0.276	0.156	41	0.569	12.622	0.115	0.335	11.953	-0.363	0.055
9	1.092	10.484	0.305	0.580	9.409	-0.319	0.160	42	0.613	12.629	0.141	0.357	11.925	-0.372	0.068
10	1.123	10.534	0.319	0.583	9.438	-0.317	0.154	43	0.582	12.633	0.130	0.343	11.962	-0.381	0.057
11	0.939	10.731	0.234	0.508	9.760	-0.348	0.140	44	0.606	12.640	0.140	0.355	11.960	-0.385	0.056
12	1.137	10.762	0.306	0.578	9.656	-0.297	0.177	45	0.612	12.652	0.159	0.353	11.975	-0.339	0.076
12b	0.233	10.866	-0.061	0.108	10.657	-0.434	-0.047	46	0.618	12.653	0.140	0.355	11.976	-0.387	0.054
a	0.436	10.899	0.071	0.268	10.379	-0.410	0.015	47	0.502	12.665	0.095	0.298	12.092	-0.403	0.028
13	0.243	10.927	-0.019	0.142	10.631	-0.454	-0.053	48	0.667	12.672	0.165	0.387	11.927	-0.371	0.074
14	0.097	10.946	-0.093	0.044	10.846	-0.477	-0.106	49	0.558	12.691	0.125	0.330	12.044	-0.376	0.039
15	0.221	11.063	-0.048	0.116	10.820	-0.438	-0.050	50	0.588	12.692	0.134	0.348	12.010	-0.379	0.060
16	1.090	11.132	0.311	0.573	10.060	-0.305	0.160	51	0.575	12.697	0.117	0.324	12.058	-0.368	0.058
17	0.444	11.148	0.058	0.237	10.609	-0.442	0.011	52	0.571	12.707	0.119	0.329	12.048	-0.377	0.059
18	0.130	11.262	-0.097	0.048	11.144	-0.427	-0.060	53	0.737	12.731	0.213	0.420	11.945	-0.334	0.090
19	1.076	11.267	0.325	0.571	10.188	-0.302	0.161	54	0.668	12.671	0.059	0.390	11.926	-0.549	0.049
20	0.607	11.306	0.174	0.359	10.612	-0.347	0.048	55	0.569	12.741	0.109	0.355	12.080	-0.392	0.080
21	0.292	11.313	0.012	0.163	10.988	-0.390	-0.013	56	0.818	12.752	0.215	0.450	11.889	-0.346	0.107
22	1.074	11.427	0.301	0.560	10.375	-0.308	0.155	57	0.742	12.772	0.182	0.408	11.972	-0.353	0.094
b	0.885	11.485	0.266	0.488	10.557	-0.309	0.118	58	0.560	12.790	0.133	0.331	12.149	-0.369	0.055
23	1.052	11.494	0.287	0.554	10.441	-0.314	0.161	59	0.730	12.811	0.176	0.401	12.032	-0.361	0.086
24	0.406	11.544	0.070	0.251	11.050	-0.381	0.017	60	0.572	12.815	0.126	0.337	12.156	-0.384	0.054
25	1.050	11.637	0.307	0.556	10.582	-0.330	0.147	61	0.557	12.819	0.126	0.337	12.162	-0.385	0.053
26	0.600	11.957	0.140	0.356	11.278	-0.369	0.072	62	0.600	12.821	0.130	0.336	12.159	-0.374	0.048
27	0.457	12.116	0.066	0.281	11.566	-0.436	-0.012	63	0.558	12.821	0.122	0.332	12.187	-0.395	0.042
28	1.000	12.139	0.303	0.537	11.125	-0.310	0.145	64	0.957	12.854	0.280	0.531	11.879	-0.313	0.148
29	0.671	12.213	0.163	0.384	11.477	-0.374	0.071	65	0.526	12.854	0.113	0.321	12.222	-0.387	0.048
0	0.249	12.238	-0.025	0.145	11.938	-0.432	-0.036	66	0.914	12.958	0.245	0.488	12.015	-0.323	0.132
30	0.563	12.247	0.137	0.332	11.590	-0.386	0.030	67	0.849	12.986	0.227	0.466	12.109	-0.351	0.105
31	0.571	12.253	0.125	0.336	11.597	-0.385	0.052	68	0.858	13.016	0.242	0.477	12.123	-0.340	0.100
32	0.999	12.260	0.281	0.544	11.247	-0.328	0.147	69	0.612	13.209	0.090	0.372	12.493	-0.485	0.027
33	0.981	12.380	0.277	0.520	11.408	-0.293	0.146	70	0.595	13.260	0.123	0.333	12.600	-0.330	0.094

Tabla 9: valores fotométricos para las diferentes bandas derivadas como se describió en la sección 2.74, y que corresponden a la imagen 4 de la página anterior del cúmulo M67.

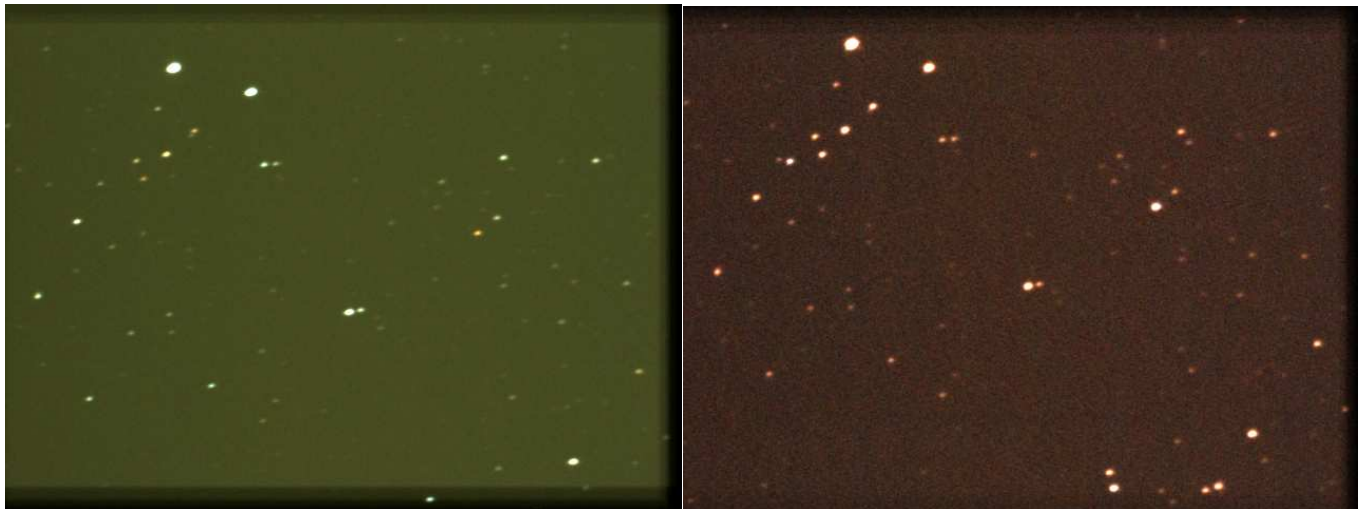
Imágenes 5 y 6



Imágenes 7 y 8



Imágenes 9 y 10



Imágenes 11 y 12



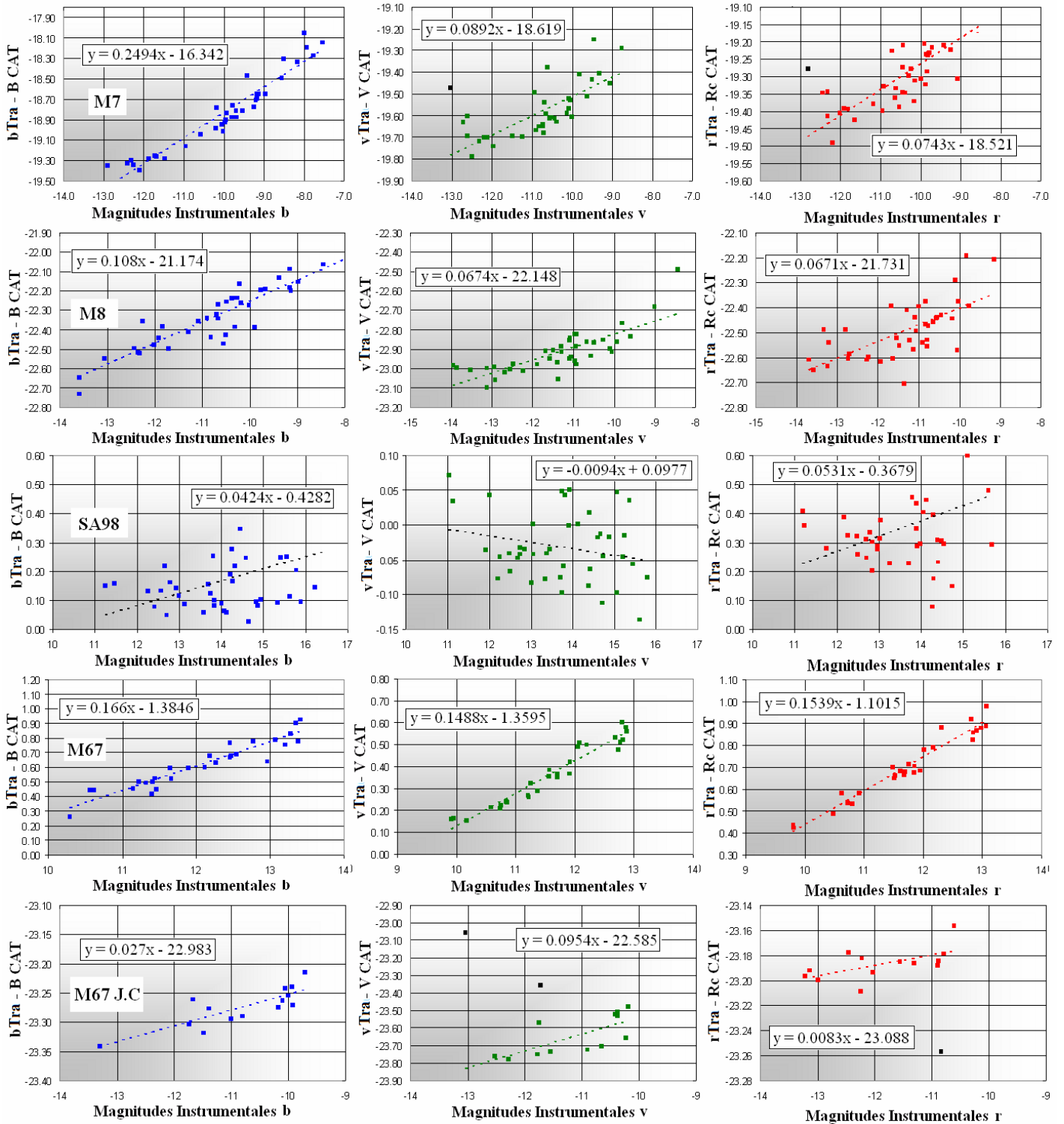
Imágenes 13 y 14



Imágen 15

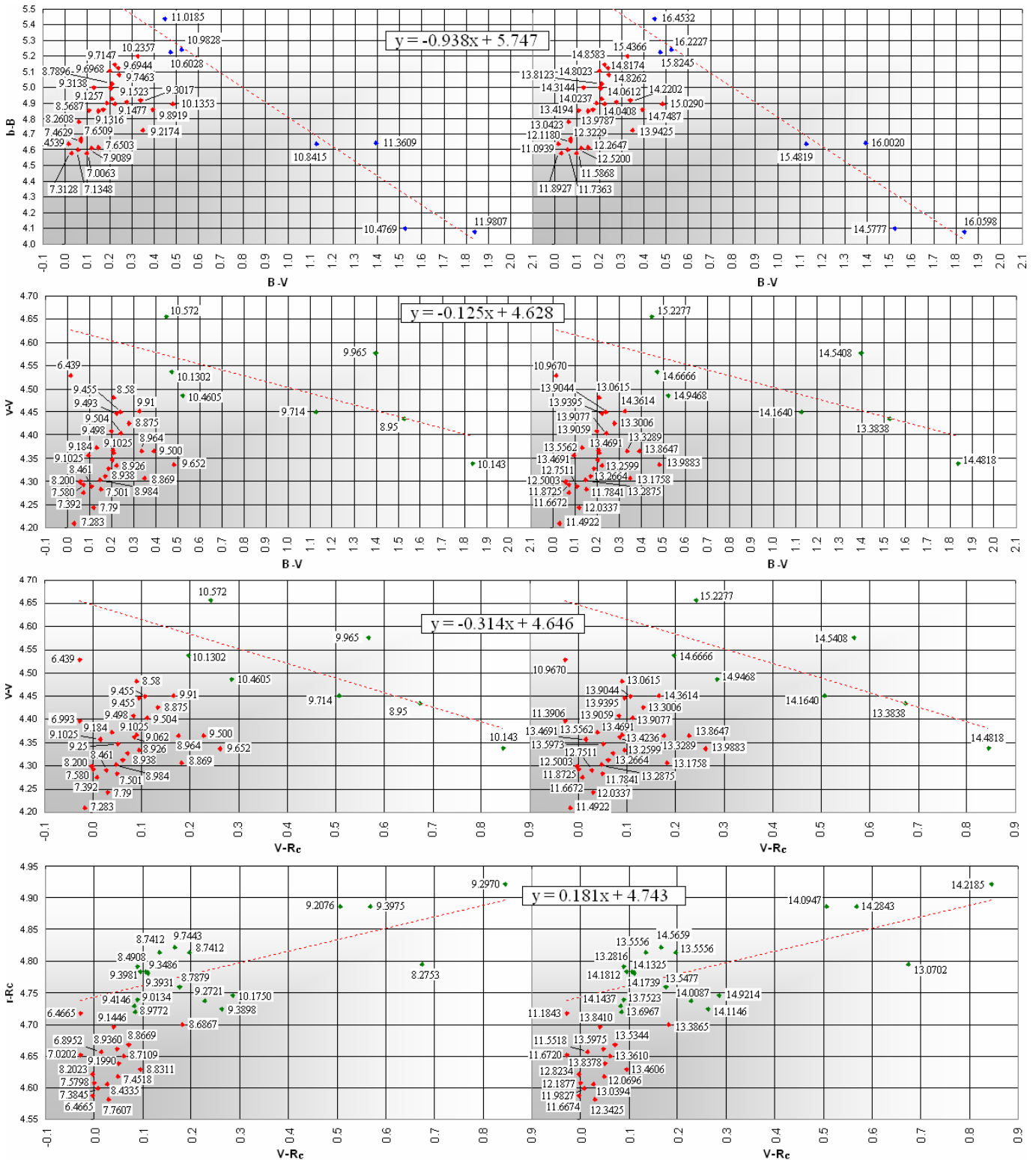


Graficas 42



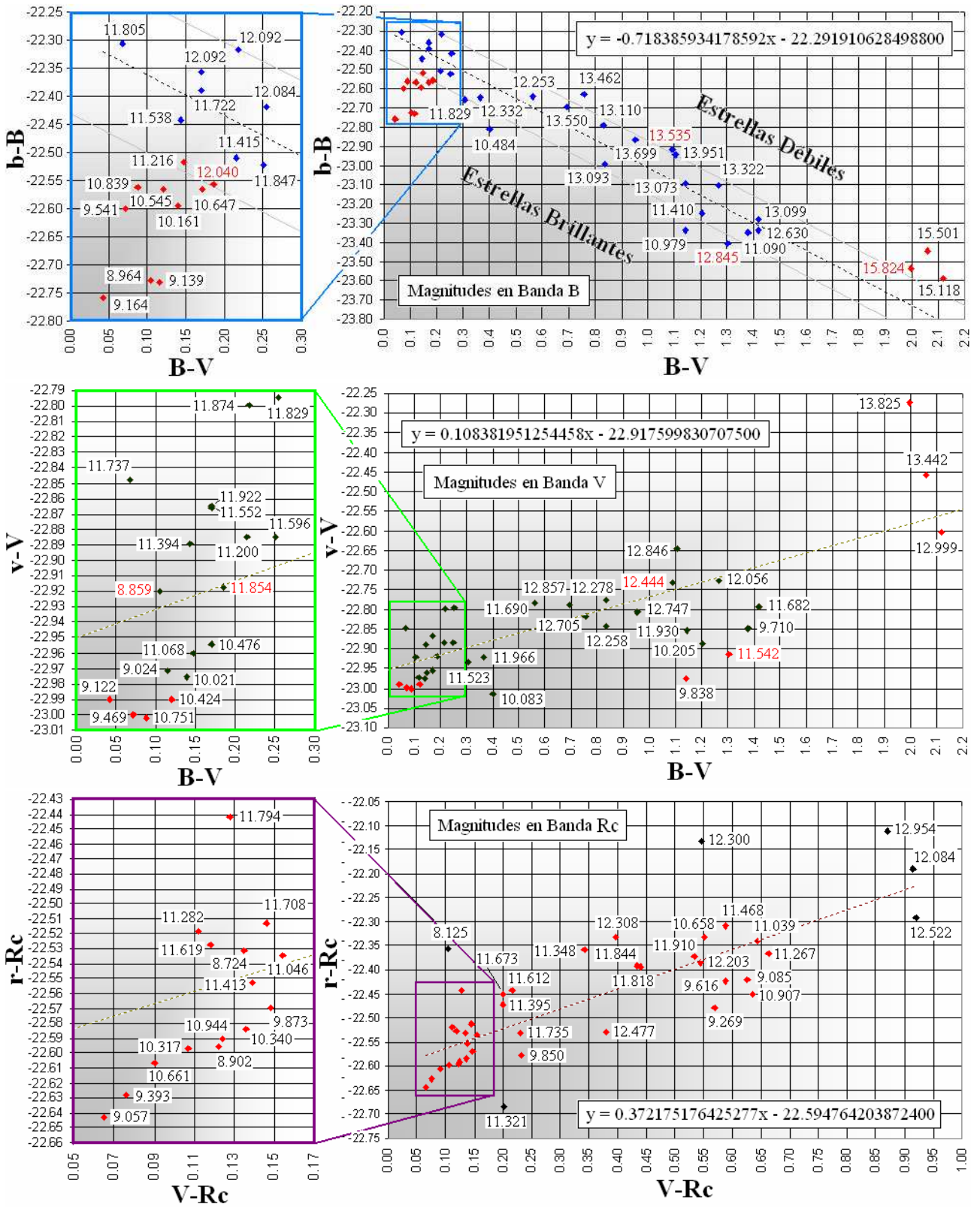
Graficas 42: en estas graficas se ha aislado el efecto del drenado del antiblooming. Con el valor promedio de esta pendiente es posible aplicar la corrección a las medidas fotométricas tomando en cuenta el alejamiento en magnitudes entre el objeto en estudio y la magnitud de la estrella de comparación usada, esta opción se ha habilitado y se corrige automáticamente en el software RGB FotoCalc desarrollado por el autor para reducciones fotométricas DSLR.

Graficas 43: Imagen N° 1 (M7)



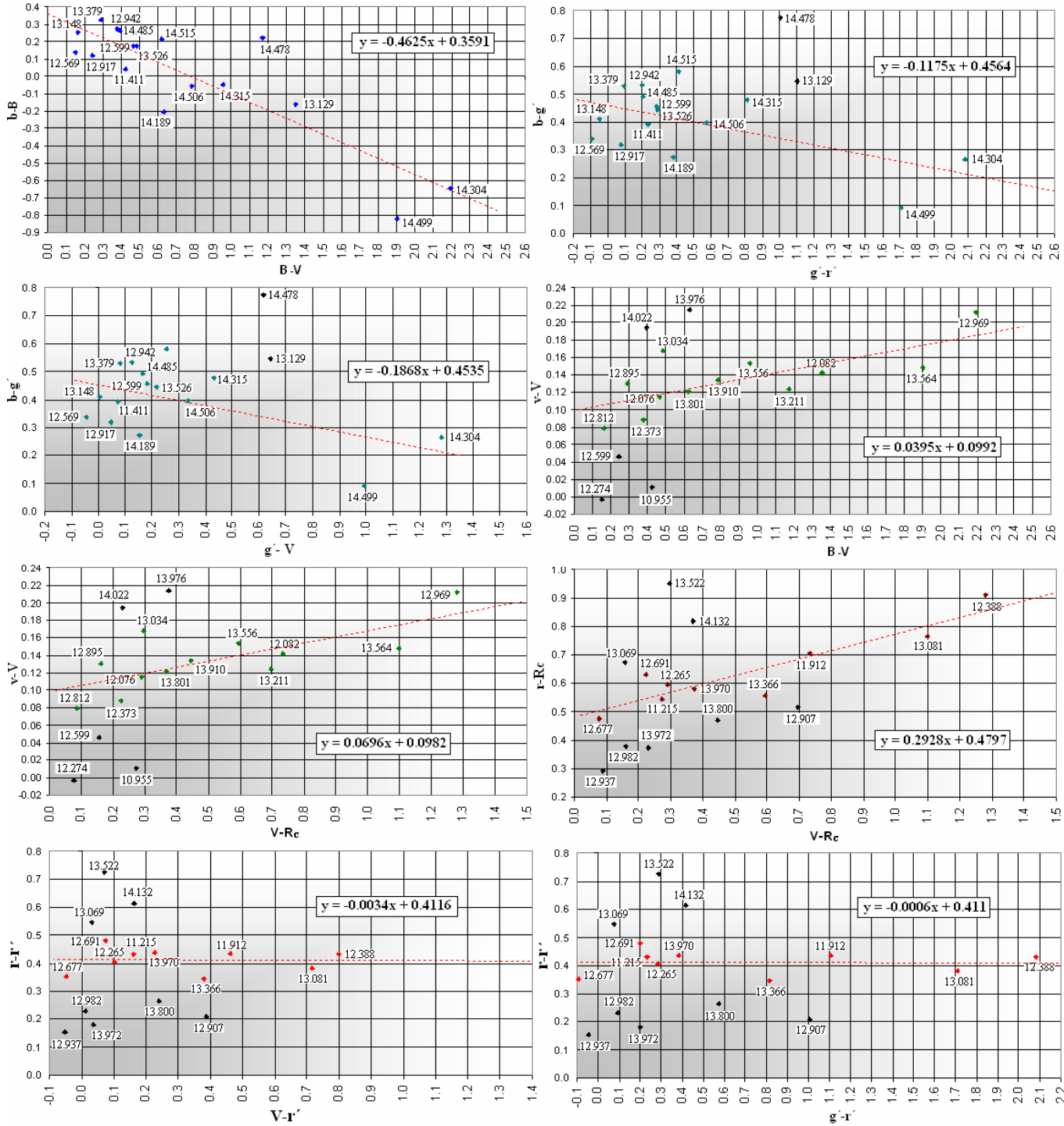
Graficas 43: relaciones encontradas para los canales BGR con respecto a BVRc en la primera imagen correspondiente al campo del cúmulo M7. Del lado izquierdo se muestran las magnitudes absolutas en el sistema para cada grafica y del lado derecho las magnitudes instrumentales registradas en la webcam. Nótese que en el canal R pueden incluirse más estrellas azules para determinar la recta de ajuste debido a que estas son más débiles hacia las longitudes de onda rojas.

Graficas 44: Imagen N° 2 (M8)



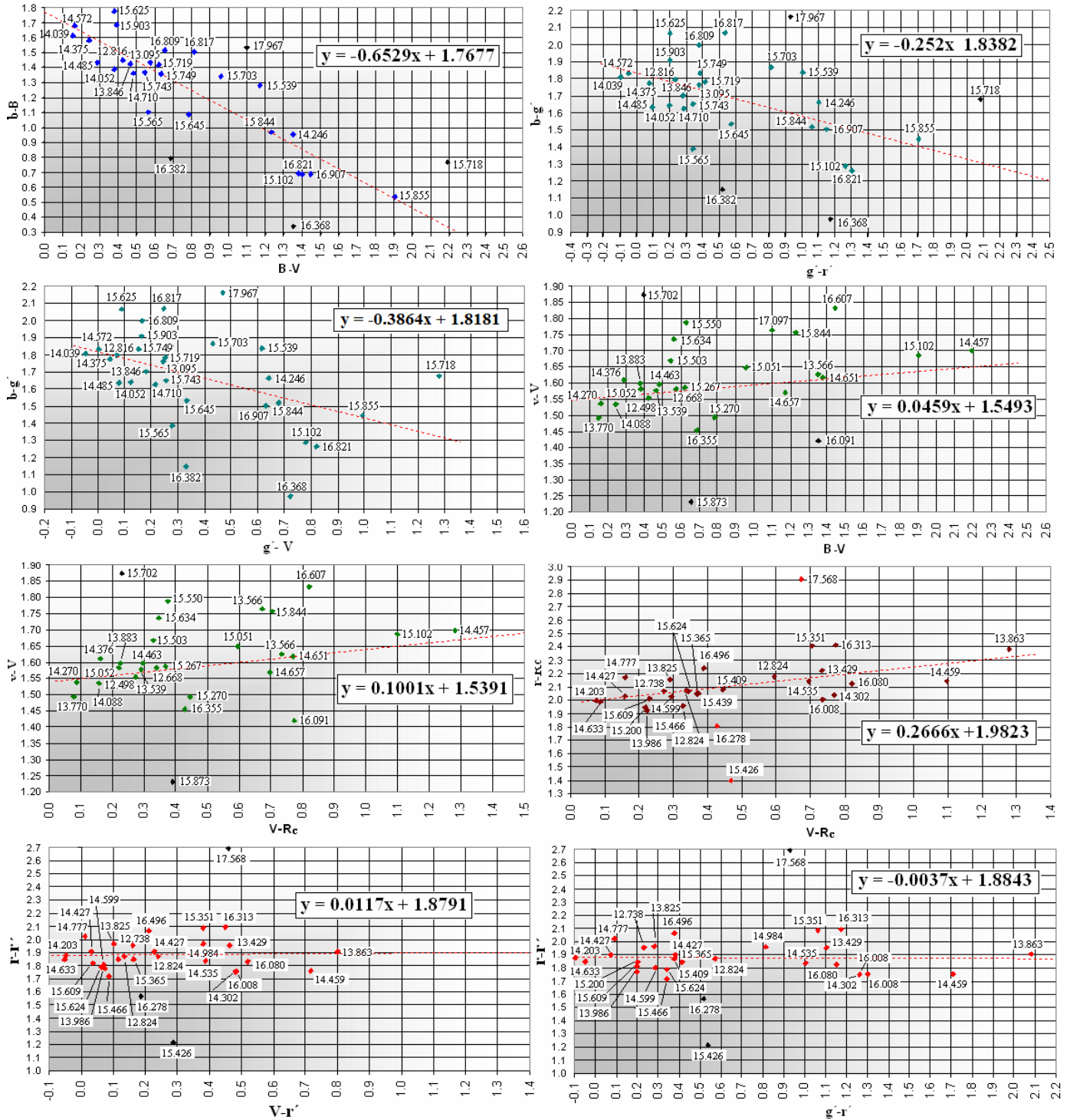
Graficas 44. Relaciones encontradas para los canales RGB de la imagen 2 correspondiente a la nebulosa de la laguna M8. El efecto del antiblooming es menos evidente por usarse estrellas de brillo cercano, aunque se puede ver con mayor detalle las estrellas azules mas brillantes donde el efecto esta presente. En estas el punto cero ha sido 0, por lo que las magnitudes instrumentales son negativas, de allí los valores negativos en las restas mag instrumental – magnitud absoluta del catalogo.

Graficas 45: Imagen N° 5 (SA98)



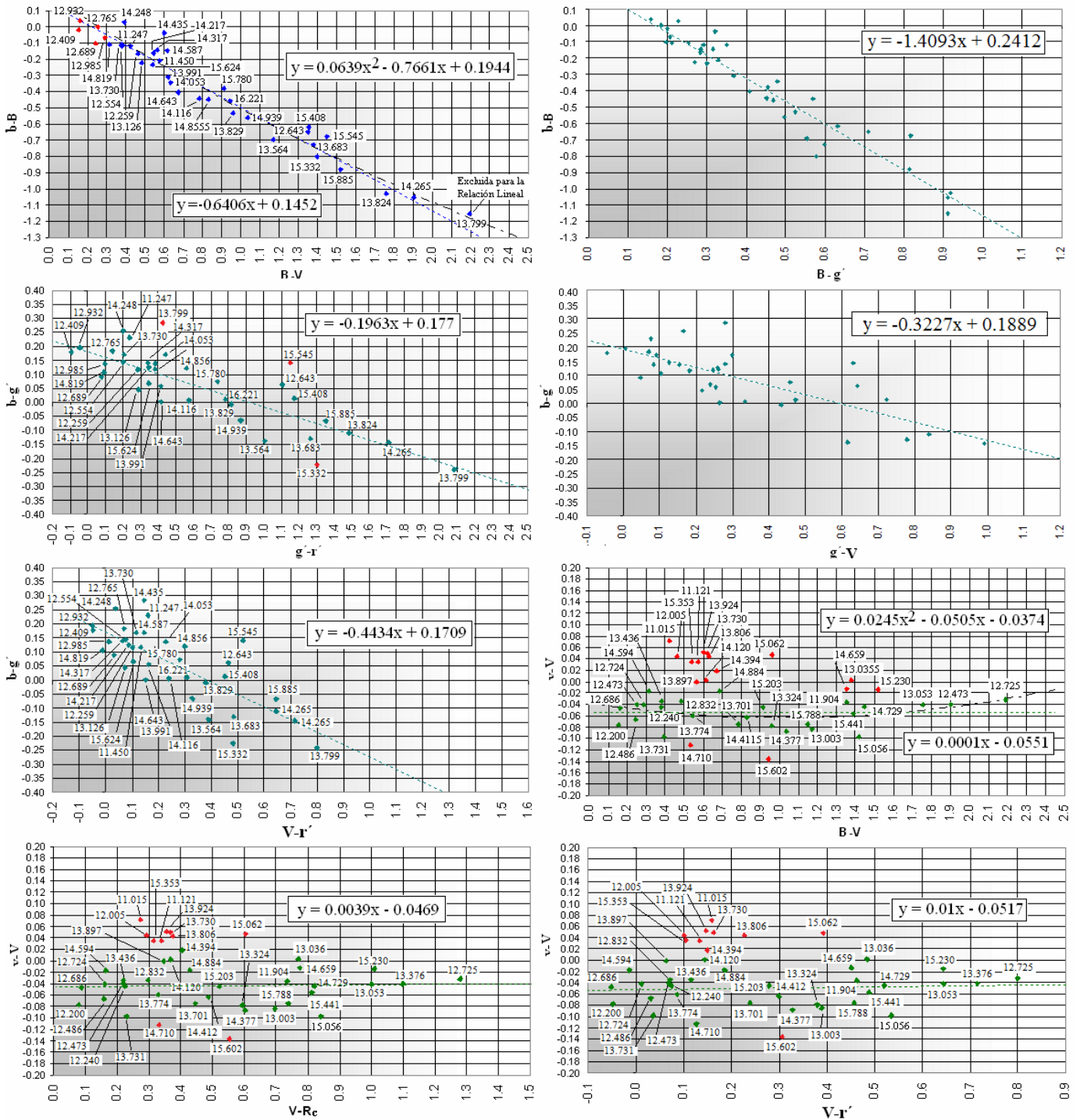
Graficas 45: relaciones obtenidas de la imagen # 5 del campo Landolt SA98 correspondiente a la noche entre 20 y 21 de diciembre de 2014. Los puntos coloreados en negro se han excluido para establecer la relación, estos pertenecen a estrellas con una relación SNR bastante baja en relación a la SNR media de las estrellas usadas, la relación de v-V en relación a V-r' también se ha determinado aunque no se muestra en las graficas, para esta imagen v-V vs V-r' $y = 0.091x + 0.1091$, los resultados se muestran en la tabla 10. Se puede apreciar la extraordinaria concordancia entre el canal R de nuestra webcam y la banda r' del sistema Sloan, su relación es aun mas estrecha que la del canal G con respecto a V Johnson, aunque la fuga hacia el azul de r' con respecto a R es mayor que la fuga entre G y V Johnson como lo muestra la grafica 1.

Graficas 46: Imagen N° 8 (SA98)



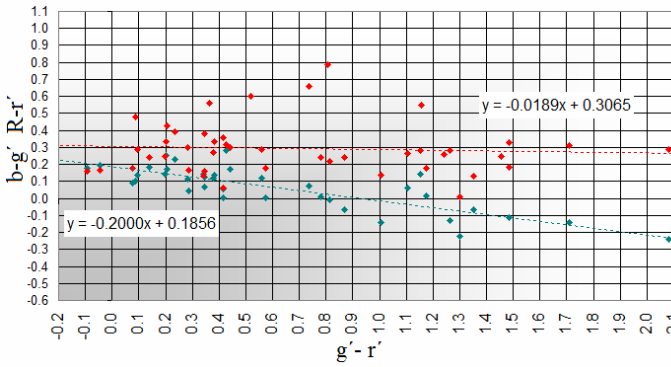
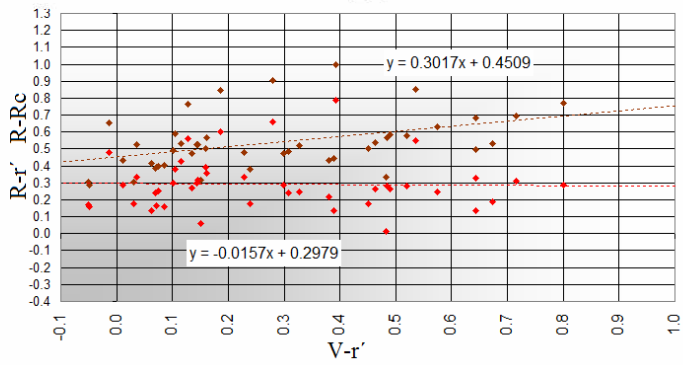
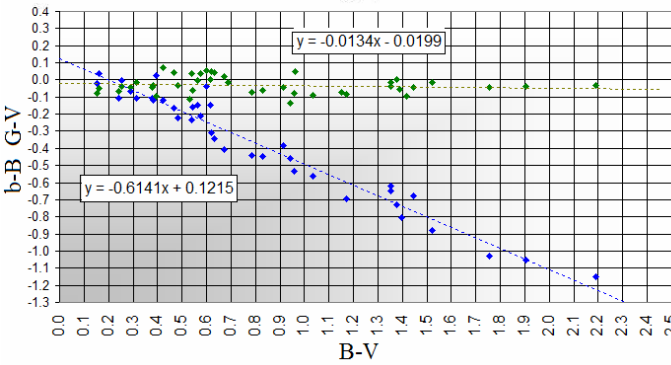
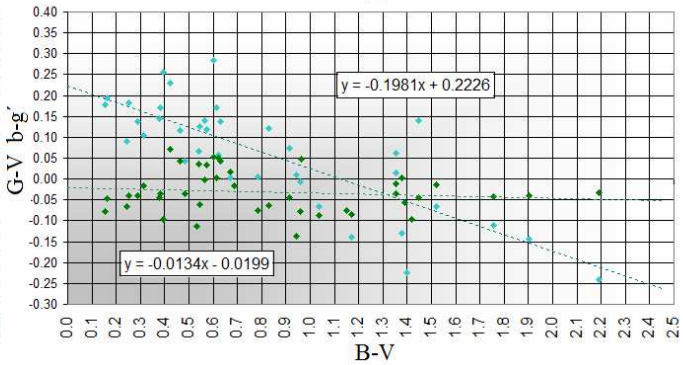
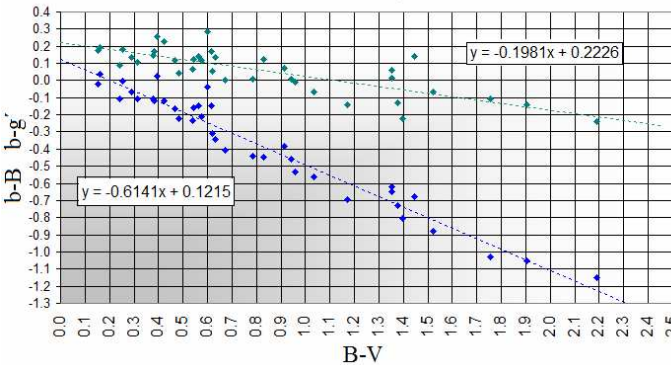
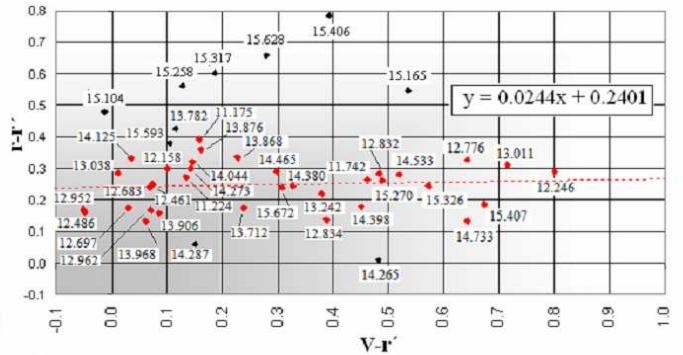
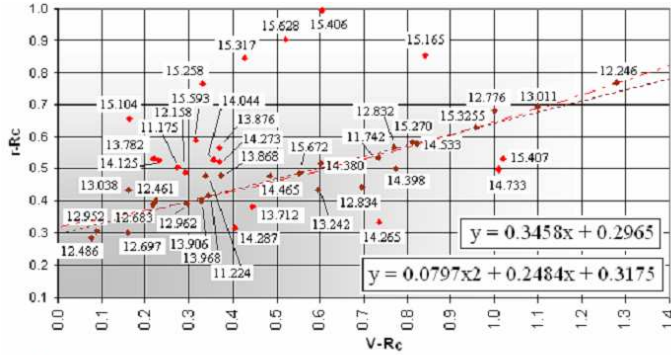
Graficas 46: relaciones encontradas para los canales RGB de la imagen óptica N°8 del campo Landolt SA98 de la noche del 21/01/2015. Esta imagen dada su baja calidad (vea imagen 8) muestra relaciones bastante dispersas, donde es menos evidente el alejamiento de los puntos de la recta de ajuste para las estrellas con magnitudes instrumentales distintas entre si. Los puntos coloreados en negro o en rojo se han excluido para establecer la relación.

Graficas 47: Imagen N° 9 (SA98)

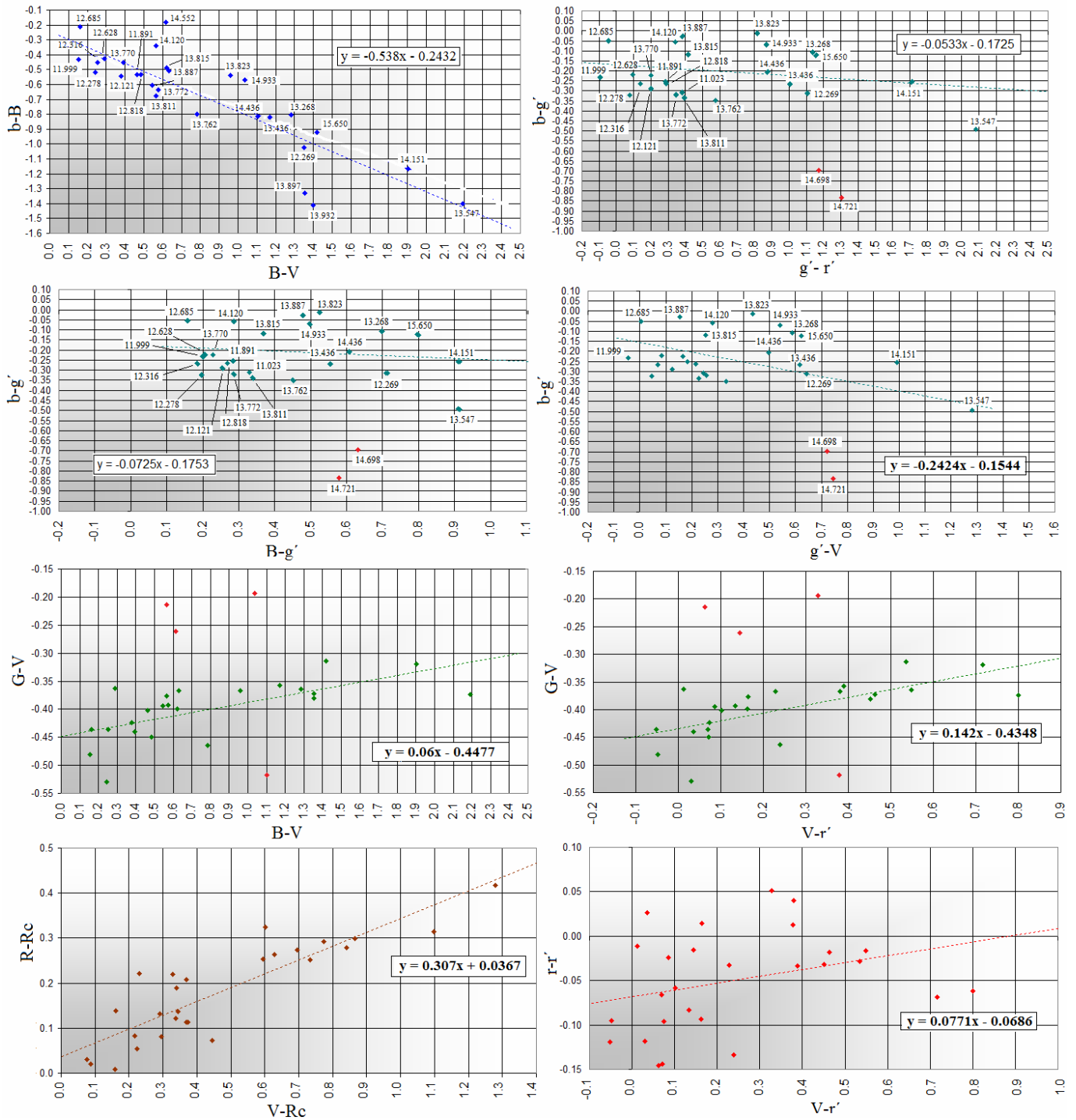


Graficas 47: las relaciones obtenidas en estas graficas corresponden a los canales RGB de la imagen N°9 del campo Landolt SA98 la noche del 22/01/2015, la calidad de la imagen permite definir claramente las relaciones y la tendencia del alejamiento de las estrellas con magnitudes instrumentales mas brillantes y mas débiles. La superioridad de la calibración con el canal g' Sloan en vez de B Johnson queda de manifiesto en las cuatro primeras graficas superiores, y la grafica derecha de la tercera fila, donde a una dispersión similar (0.2 mag) las pendiente son mas planas. Sin embargo, debido a que esta banda posee casi el doble de ancho que el canal B, haría la transformación mas adecuada con un método como el VSF. El alejamiento de las estrellas entre índices de color $V-r' = 0.1$ y 0.2 en las graficas $v-V$ vs $B-V$, $v-V$ vs $V-Rc$, y $v-V$ vs $V-r'$ no esta claro porque poseen similares magnitudes que las estrellas que se ajustan a la línea de tendencia en ese rango de colores.

Graficas 47 continuación: Imagen N° 9 (SA98) y Graficas 48 COMPARATIVAS

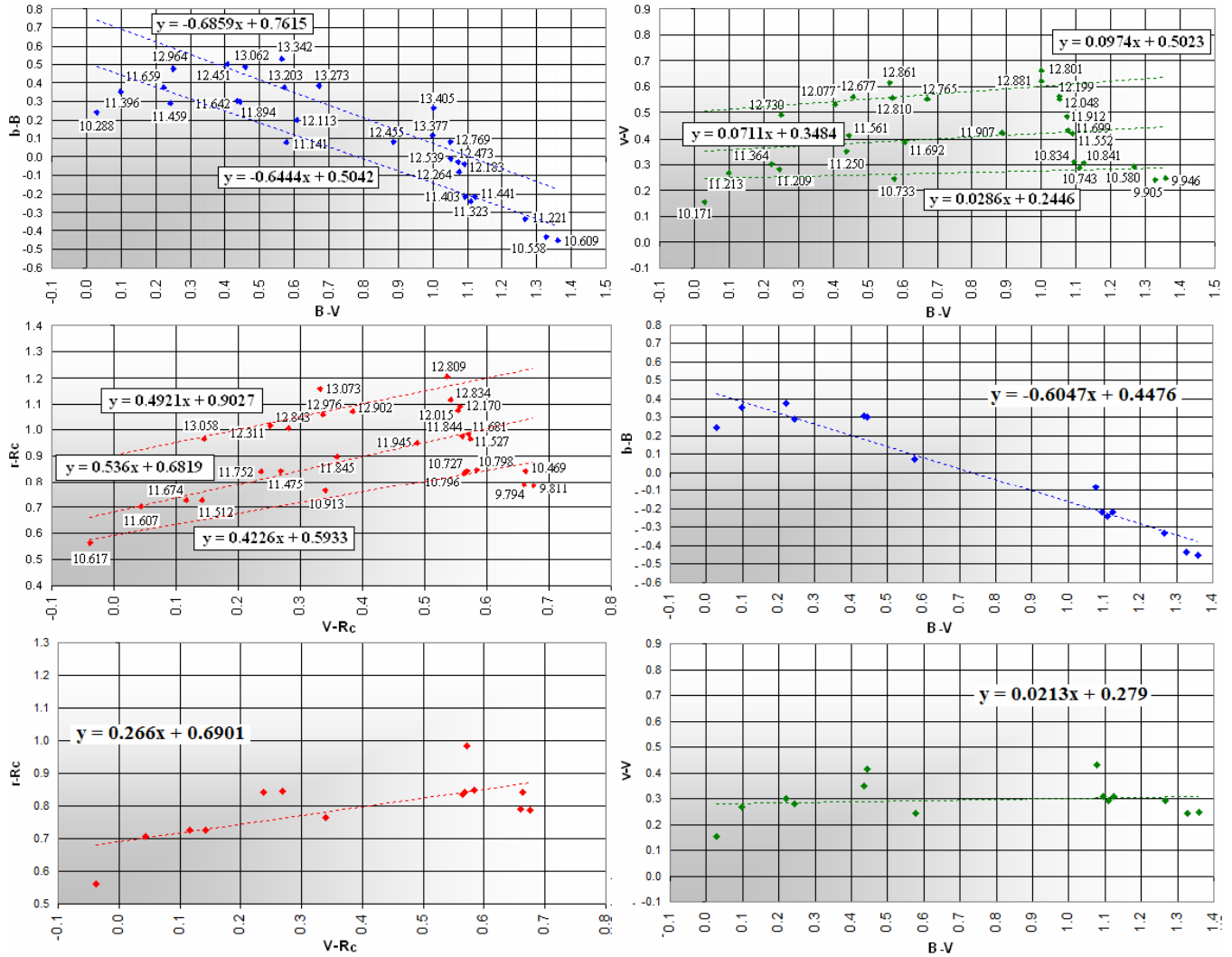


Graficas 49: Imagen N° 12 (SA98)



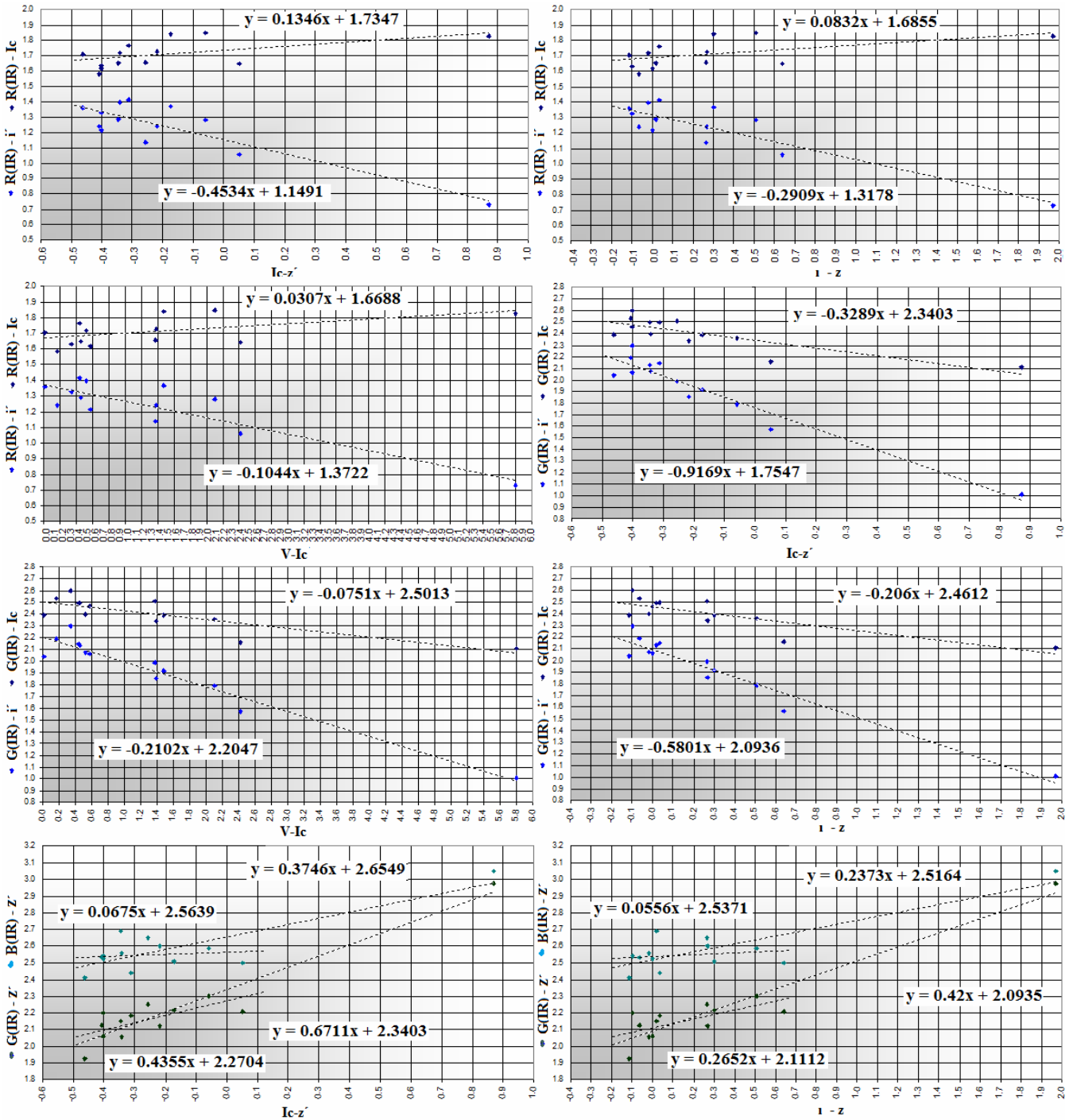
Graficas 49: las relaciones obtenidas en estas graficas corresponden a los canales RGB de la imagen N°12 del campo Landolt SA98 la misma noche del 22/01/2015, los resultados no son muy diferentes a los del mismo campo obtenidos la misma noche. Note que la amplitud del rango de valores en eje Y de la relación $r-r'$ vs $V-r'$ es 0.2 mag, es algo menor que la mostrada por las medidas que fueron usadas para obtener la relación $G-V$ vs $B-V$ (en verde), el valor de la pendiente también es menor que la encontrada para la relación del canal G con respecto a V Johnson, lo que delata lo cerrada de la relación del canal R con respecto a la banda r' sloan.

Gráficas 50: Imagen N° 14 (M67)



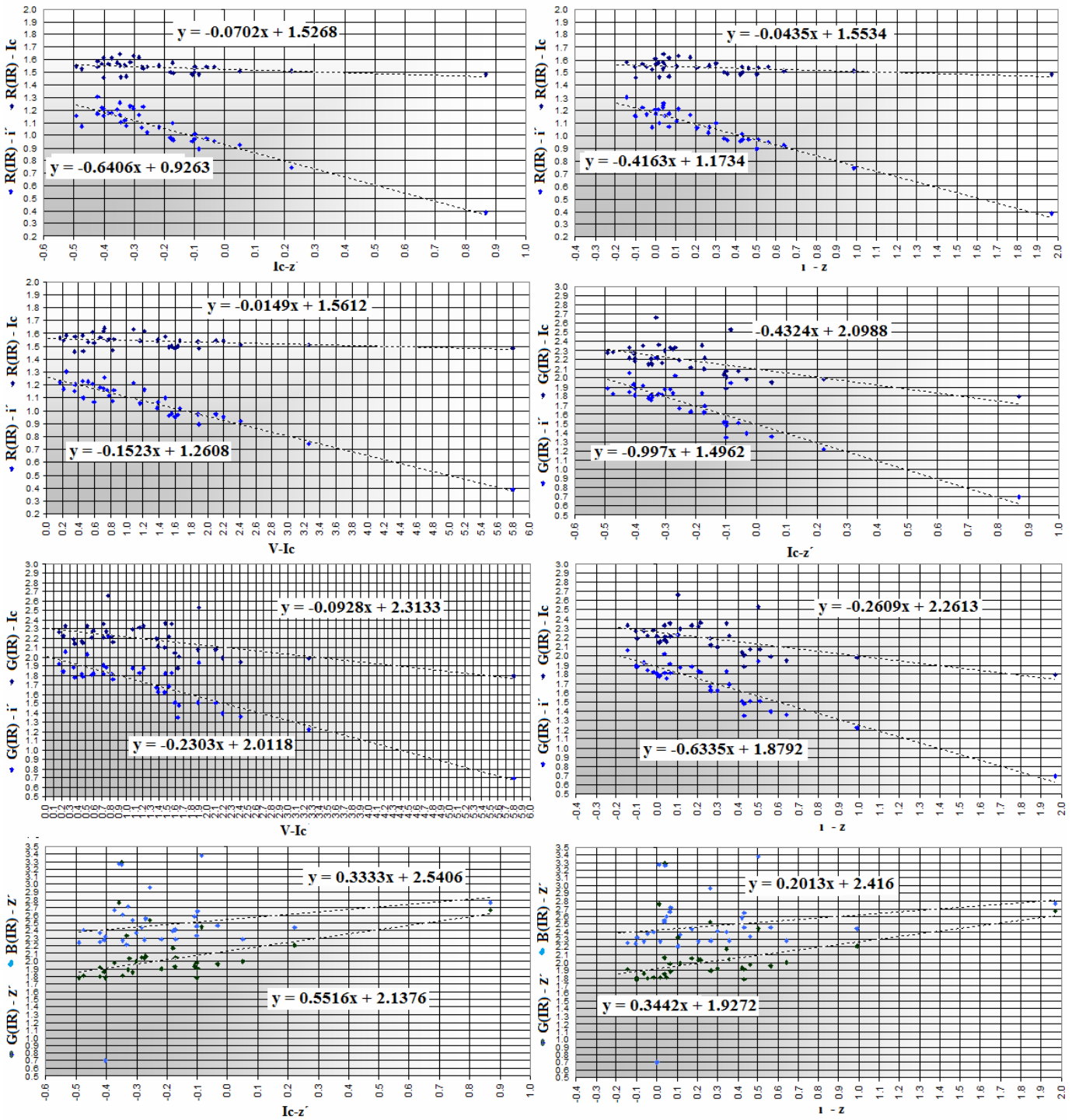
Gráficas 50: las graficas obtenidas con la secuencia del cúmulo M67, de la noche del 22/01/2015 (imagen N°14), permitió comprobar una vez mas como se produce dispersión en las medidas al usar estrellas de distintos brillos, lo que era de esperarse si la relación señal ruido de las estrellas débiles es baja por un lado, y por ser distinta la taza de drenado por el antiblooming para cada nivel de brillo, como se expuso en la sección 2.8, lo que no permite mezclar estrellas brillantes y débiles para establecer relaciones de transformación, por esto para las graficas 50 a, b, y c se establecieron relaciones usando estrellas de tres niveles de brillo, usando las estrellas débiles, usando las de brillo medio, y usando las brillantes, estas ultimas con la mejor relación señal-ruido. Por ejemplo para el canal B, usando las estrellas con magnitudes instrumentales: 12.183, 12.264, 12.113, 12.473, 12.455, 12.539, 12.451, 12.769, 13.062, 13.405, 13.273, 12.964, 13.342, 13.203, 13.377, se obtuvo $y = -0.6859x + 0.7615$, para las estrellas con magnitudes instrumentales 11.221, 11.323, 11.141, 11.403, 11.441, 11.642, 11.459, 11.396, 11.659, 11.894, 12.113 se obtuvo: $y = -0.6829x + 0.5832$.

Graficas 51: Imagen N° 7 (SA98)



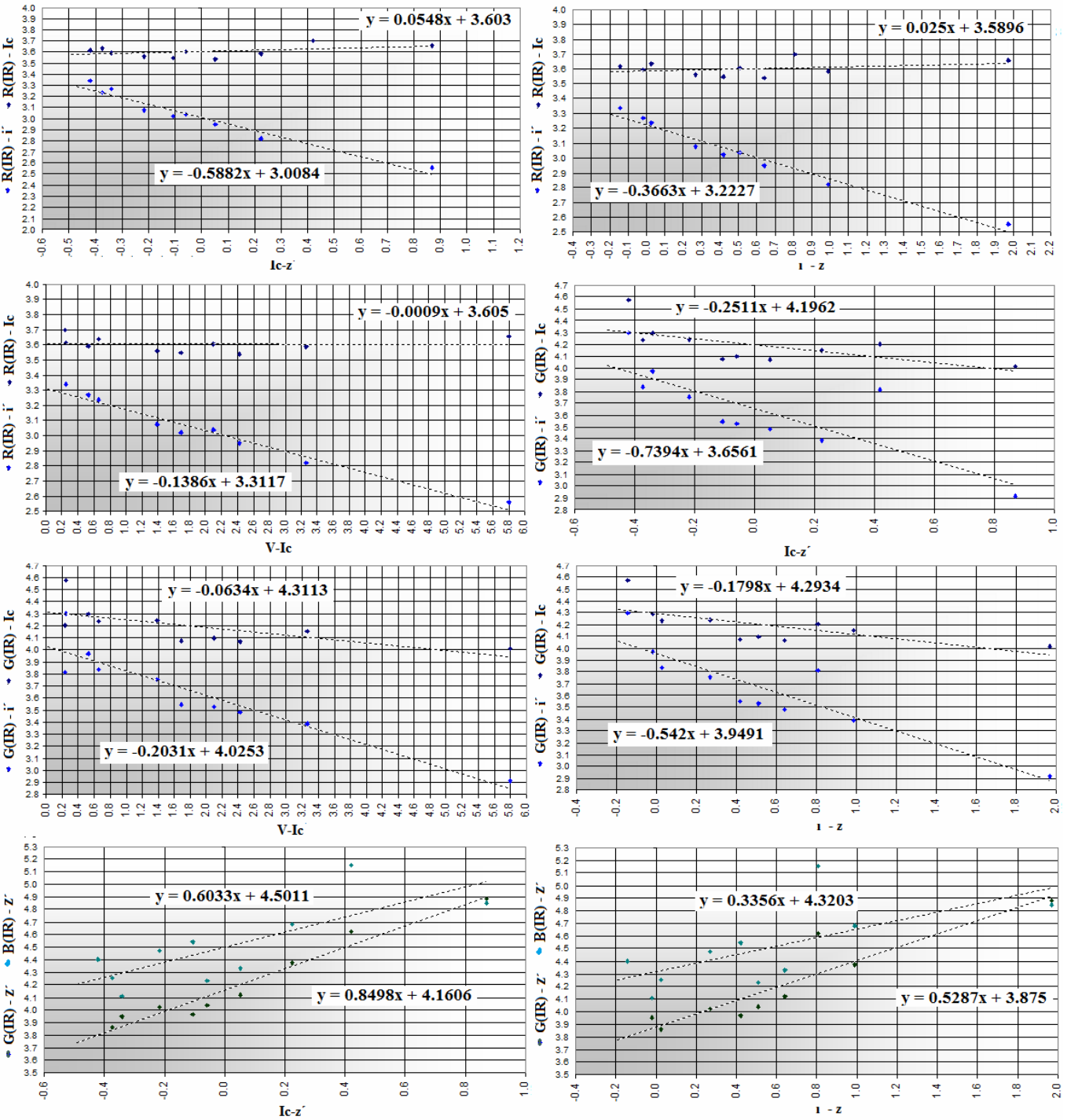
Graficas 51 correspondiente a la imagen infrarroja N°7 del campo Landolt SA98 de la noche del 21/01/2015, se puede observar que la relación para el canal R (IR) con respecto a Ic e i' sloan es bastante lineal. El canal G (IR) a pesar de que tiene una mayor cantidad de píxeles, lo cual es adecuado para la precisión de las mediciones fotométricas, muestra un comportamiento similar aunque con una mayor pendiente. Se ha evitado incluir estrellas con una relación señal ruido muy baja < 45 o 50. Los canales G(IR) y B(IR) correlacionados con z' sloan, tiene una buena linealidad, aunque la estrella mas roja (L5) se aleja de la linealidad, por lo que se estableció también una relación que la excluye. B(IR) muestra una pendiente casi plana, lo que evidencia la posibilidad de transformación de este canal a z' sloan.

Graficas 52: Imagen N° 10 (SA98)



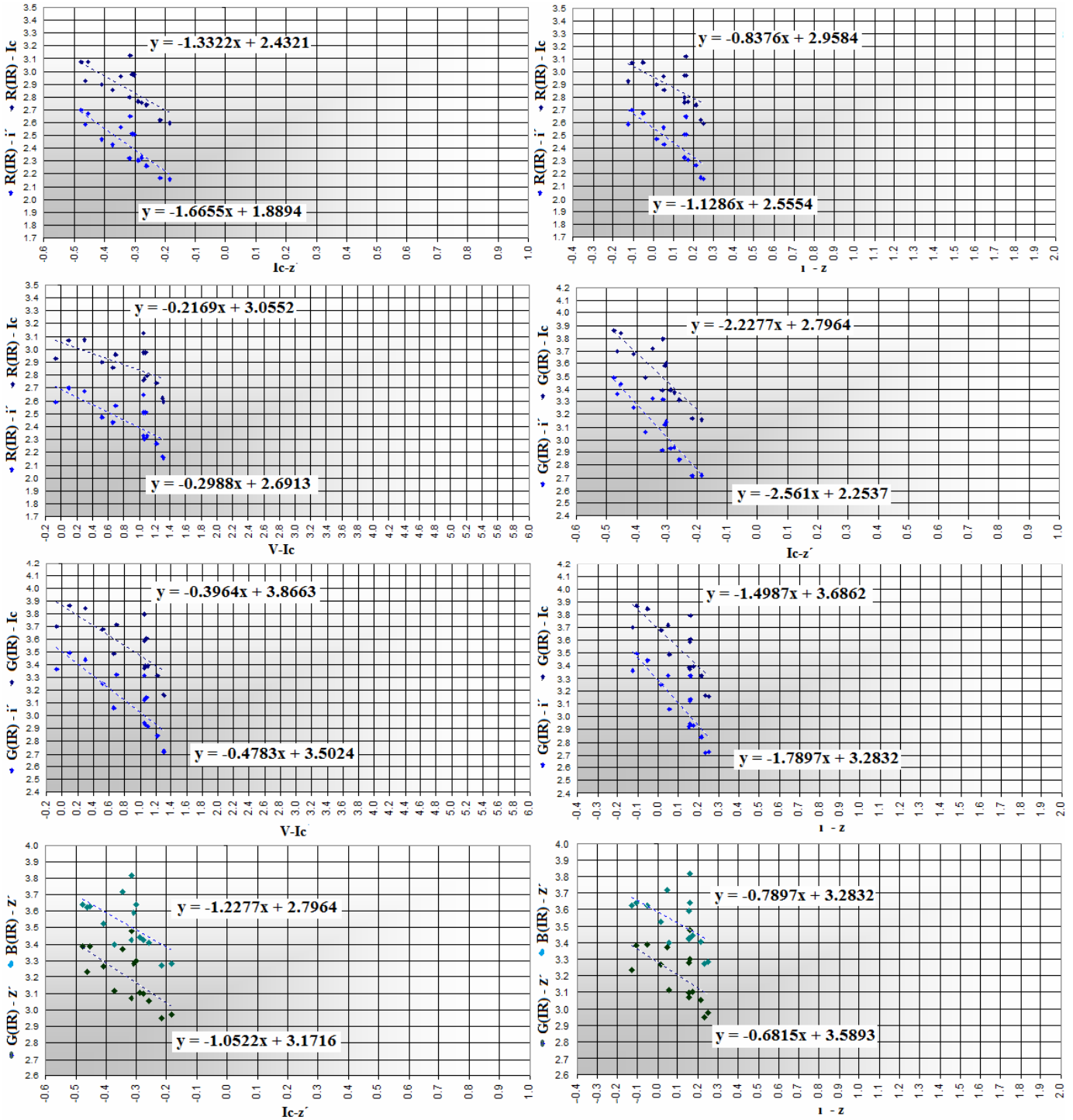
Graficas 52 correspondiente a la imagen infrarroja N°10 del campo Landolt SA98 de la noche del 22/01/2015, se puede observar que la relación para el canal R (IR) con respecto a Ic e i' sloan de nuevo es bastante lineal, pero para el canal G (IR) hay un aparente cambio de pendiente a V-Ic = 0.9 o i-z = 0.2, quizás esto se deba a la inclusión de estrellas de menor SNR que llenan de ruido las relaciones obtenidas, en este sentido el canal G (IR) a pesar de que tiene una mayor cantidad de píxeles, lo cual es adecuado para la precisión de las mediciones fotométricas, muestra un mayor alejamiento en su relación, lo hace menos adecuado que el canal R(IR).

Graficas 53: Imagen N° 13 (SA98)



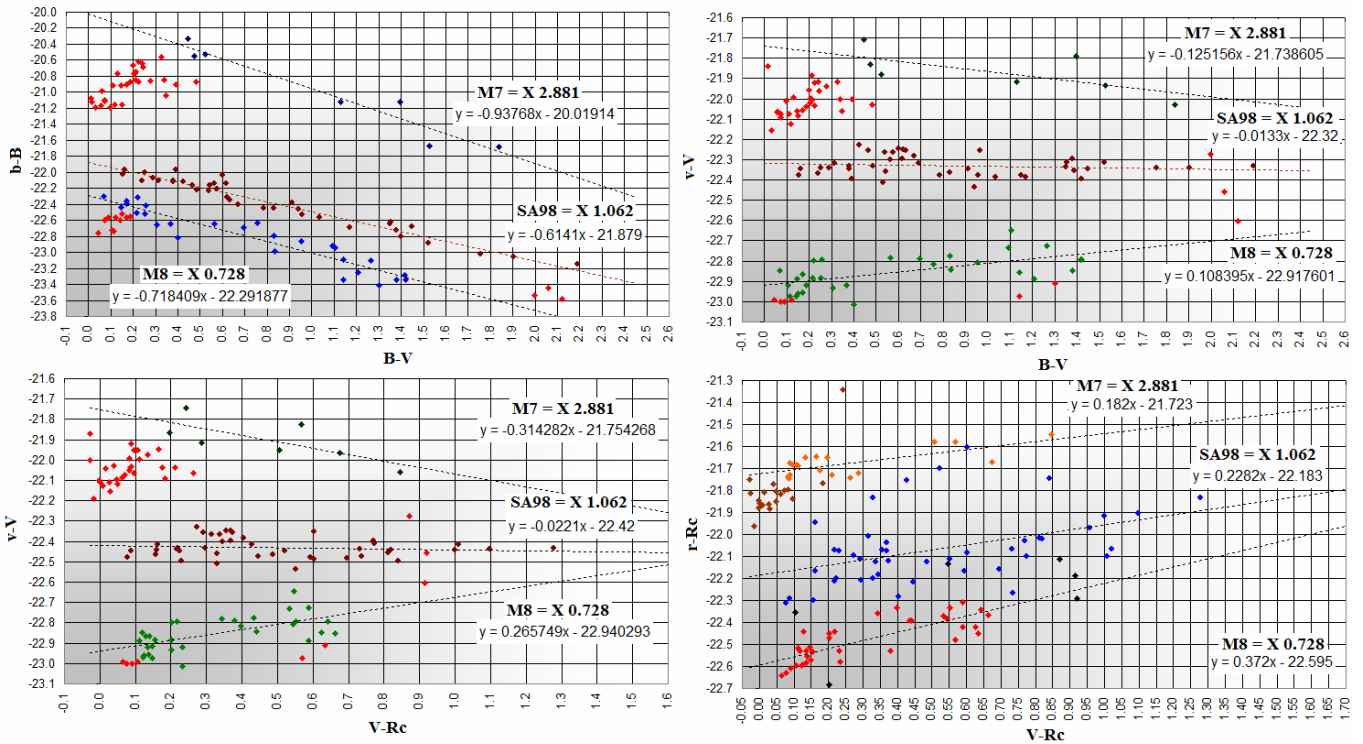
Graficas 53 correspondiente a la imagen infrarroja N°13 del campo Landolt SA98 de la noche del 22/01/2015, las relaciones son cercanas a las de las graficas anteriores aunque la cantidad de estrellas que se pudo medir fue menor, por esto no es visible el cambio de pendiente en el canal G (IR) a $V - Ic = 0.9$ o $i - z = 0.2$.

Graficas 54: Imagen N° 15 (M67)



Graficas 54 correspondiente a la imagen infrarroja de M67 N°15 de la noche del 22/01/2015, se ha colocado el mismo ancho en los valores del eje X que para SA98 para mostrar la falta de estrellas rojas en M67. De manera que extrapolar una relación obtenida solo con estrellas blancas y amarillas hacia las estrellas rojas causaría el “efecto palanca”, donde un pequeño cambio en la pendiente puede causar grandes cambios en los valores hacia donde se ha extrapolado la relación. Además las pendientes son muy pronunciadas, correspondientes a una masa de aire muy espesa cuando el campo se encontraba alto en el cenit, la aparición de neblina tenue concuerda con lo pronunciado de estas pendientes. La neblina simula haber un enorme espesor atmosférico.

Graficas 55



En las graficas 55 podemos ver la dependencia de la pendiente de la relación de transformación con respecto a la masa de aire, los puntos ceros en el eje Y se han desplazado a fin de solapar las tres datas para una mejor visualización. Las masas de aire se muestran tomando en cuenta la elevación del lugar ya que las relaciones se obtuvieron de imágenes obtenidas en dos sitios distintos, los Teques y Cabudare, cada uno con una elevación distinta.

Tabla 10

Baader Planetario UV/IR Cut										
#	X	b-B B-V	b-g' g-r	b-g' g-V	v-V B-V	v-V V-Rc	v-V V-r	r-Rc V-Rc	r-r V-r	r-r g-r
1	2.881	-0.9377	-0.5420	-0.8846	-0.1251	-0.3142	-0.3879	0.1812	-0.0109	-0.0017
2	0.728	-0.7184	-0.2915	-0.4784	0.1084	0.2657	0.3281	0.3721	0.3184	0.1248
5	0.909	-0.4625	-0.1175	-0.1868	0.0395	0.0696	0.0910	0.2928	-0.0034	-0.0006
6	1.108	---	---	---	---	---	---	---	---	---
8	0.773	-0.6529	-0.2520	-0.3864	0.0459	0.1001	0.0414	0.2666	0.0117	-0.0037
9	1.062	-0.6406	-0.1963	-0.3227	0.0001	0.0039	0.0100	0.3458	0.0244	-0.0189
12	0.756	-0.5380	-0.0533	-0.2424	0.0600	0.0584	0.1420	0.3070	0.0771	0.0297
14	0.886	-0.6047	-0.1493	-0.2647	0.0213	0.0574	0.0709	0.2660	0.0770	0.0297
Opteka R72										
#	X	r-Ic Ic-z	r-i' i'-z	r-Ic V-Ic	g-Ic Ic-z	g-i' i'-z	g-IcV-Ic	g-z Ic-z	b-z i'-z	---
7	0.903	0.1346	-0.2909	0.0307	-0.3289	-0.5801	-0.0751	0.4355	0.0556	---
10	0.913	-0.0702	-0.4163	-0.0149	-0.4324	-0.6335	-0.0928	0.5516	0.2013	---
13	0.732	0.0548	-0.3663	-0.0009	-0.2511	-0.5420	-0.0634	0.8498	0.3356	---
15	0.729	-1.3322	-1.1286	-0.2169	-2.2277	-1.7897	-0.3964	-1.0522	-0.7897	---
B+W098										
#	X	B+W Ic-z	---							
11	0.818	0.3516	---							

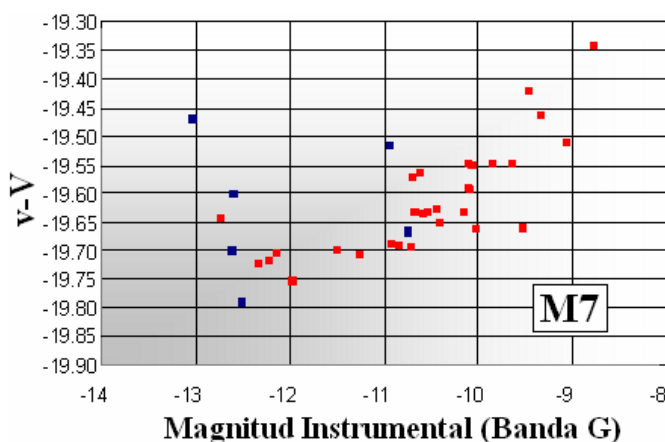
La tabla 10 muestra las pendientes para las relaciones de los canales en todas las imágenes, la numeración de la primera columna se corresponde con el número de la imagen analizada, el cual también es mostrado en la tabla 5. En las imágenes infrarrojas los canales RGB se muestran como rgb considerando que se ha usado el filtro de paso IR Opteka R72, por ejemplo: la primera relación es r-Ic vs Ic-z'

3. RESULTADOS

Las graficas 39 a 55 muestran los resultados de la derivación de las relaciones usando nuestro dispositivo de captura.

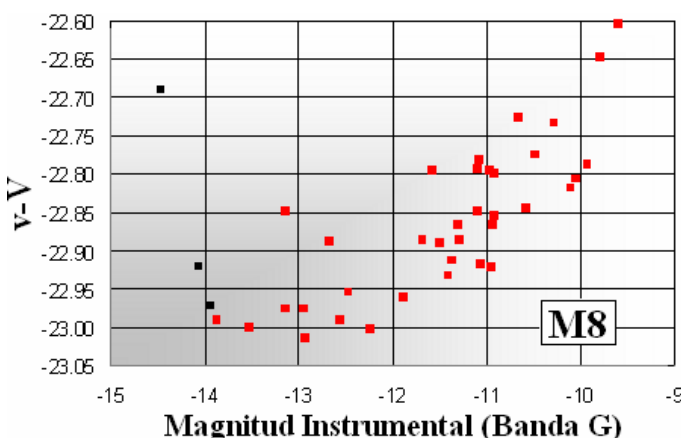
Para comprobar la perdida por antiblooming se graficaron las diferencias de mag instrumental – mag del catalogo, esta vez no en función del índice de color, sino en función de la magnitud instrumental, encontrándose que a medida que las magnitudes instrumentales son más débiles: -14, -13, -12, -10, -9...., la diferencia v-V muestra una pendiente positiva. Es decir, que las estrellas mientras más débiles son, se hacen más débiles con respecto a V Johnson, o viceversa (ver Grafica 39).

Grafica 39



La dispersión de ~ 0.15 mag (vista también en la grafica 40 de la fotometría en M8), es ocasionada por la perdida debida a la distribución espectral, pero la gran perdida de magnitud sistemática de ~ 0.45 mag entre estrellas de mayor brillo con respecto a las mas débiles, se debe al drenado del antiblooming.

Graficas 40

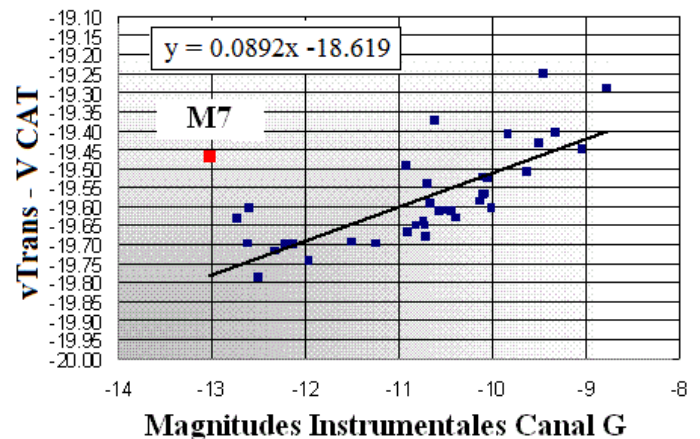


Este efecto se manifiesta en las graficas de las relaciones encontradas, por tal motivo se ha colocado la magnitud instrumental a los puntos de datos en muchas de ellas. Las graficas 43 correspondiente a la fotometría del cúmulo M7, son

las que mas muestran este efecto. Observe la acumulación de puntos hacia en lado inferior izquierdo correspondiente a las estrellas mas azules, que son las mas brillantes de este cúmulo. Estas mientras mas brillantes, mas se alejan hacia abajo de la recta de ajuste, es decir que en apariencia se hacen mas brillantes de lo que deberían ser.

Para aislar este efecto, se transformaron las magnitudes instrumentales con las relaciones encontradas, y con estas, se volvió a calcular el diferencial mag instrumental transformada – Magnitud absoluta del catalogo (vTrans-VCAT), la tendencia se mantuvo como lo muestra la grafica 41 (el punto rojo ha sido excluido en el calculo de la relación).

Grafica 41



Este procedimiento se repitió en los tres canales de cada campo fotografiado para constatar si había una tendencia distinta en cada canal, o según la cantidad de imágenes adicionales y es mostrado en las graficas 42. El resultado es similar en todos los casos, una pendiente positiva de alrededor de 0.1 mag por incremento de magnitud instrumental. Es decir, que para dos estrellas dentro del rango de linealidad con una diferencia de brillo de 1 magnitud instrumental, la más brillante tendrá una diferencia de 0.1 magnitud con respecto a la mas débil por drenado del antiblooming, porque el mayor incremento en el drenado se da para las estrellas mas débiles, como muestra la grafica 37 de la sección 2.8. Al menos esta es nuestra hipótesis de la causa del efecto. En todas las graficas de las relaciones encontradas se manifiesta el efecto aunque en menor medida que en M7, por tener este el mayor numero de estrellas en el límite de linealidad (graficas 43).

Este efecto ha sido visto solo en cámaras webcam, pero este resultado ha sido motivo para estudiar si se produce en otras cámaras, el experimento se realizo en la data fotométrica publicada por Javier Temprano González de sus medidas fotométricas del cúmulo M67 la noche del 13/14 de febrero de 2009 (ultima fila de las graficas 42). Este uso la cámara con la que se obtuvo la grafica 38 de la sección 2.8, una CCD SBIG ST-7XME de 16 bits montada en un Meade LX200GPS de 10", con reductor focal Optec de 0.33X y filtros BVRc Schuller^[73]. Este conjunto es la combinación perfecta para un trabajo de precisión. Este modelo de cámara posee dos versiones, una con

antiblooming y una sin antiblooming (KAF_0402LE), y (KAF_0402ME) respectivamente, la cámara usada por este observador fue el modelo sin antiblooming^[74], lo que explica el por que el autor se inclina a pensar que el efecto expuesto en la sección 2.8, y que puede ser el causante de la desviación registrada en nuestras graficas, se deba al obturador electrónico.

3.1 Relaciones Encontradas

Las relaciones encontradas en las mejores imágenes se muestran en las graficas 43 a 55. La pendiente de la relación entre el canal B y la banda g', es mas plana que con respecto a B Johnson, lo que evidencia la cercanía en sus longitudes de ondas efectivas, sin embargo, la dispersión en la nube de puntos es algo mayor, como lo muestra la grafica 48a, donde se han graficado simultáneamente las relaciones con respecto a g' y con respecto a B_j. Esta mayor dispersión puede ser atribuida al mayor ancho de banda de la banda g' con respecto a B_j, y a los canales B de las DSLR (aproximadamente 1.5 veces más ancha), por lo que es inadecuado llevar las magnitudes del canal B a g' usando la transformación clásica. En estas condiciones sería preferible un canal B dslr transformado a B Johnson que a g' Sloan. Sin embargo, debemos tener en cuenta que pequeños cambios en la posición y ancho de la banda B_j, es para la mayoría de las estrellas, más significativo que cambios similares en la banda V. Los cambios en la banda V provocan cambios solo para las estrellas M, pero como la banda B está situada cerca de la confluencia de las líneas de Balmer, pequeños cambios afectarán en gran medida los colores de las estrellas A y F e introducirán transformaciones no linealidades significativas^[75], por este motivo la diferencia entre el canal B DSLR y la banda B_j presenta un grave problema de transformación.

La banda g' por su parte, posee caídas izquierda y derecha que se consiguieron utilizando filtros Schott y un revestimiento de interferencia multicapa respectivamente, y físicamente, no es posible aumentar el ancho de banda del canal B ni modificar sus caídas para adaptarse a esta banda, pero si es posible hacerlo a través de un filtro sintético digital, el cual con la señal recogida en los otros canales, puede ayudar a reconstruir la señal faltante que no entra al canal, ese procedimiento permite también desplazar la longitud de onda efectiva, concepto que será abordado en un trabajo futuro. Lo plano de la relación con respecto a esta banda, y lo probable de que las bandas de paso SDSS se conviertan en el nuevo estándar para la fotometría óptica de banda ancha, justifican el esfuerzo, aunque teniendo en cuenta las siguientes consideraciones:

Los pasos de banda SDSS se eligieron básicamente para proporcionar desplazamientos al rojo fotométricos en galaxias, en lugar de aislar características estelares relevantes, o para adaptarse a los sistemas de banda ancha existentes, por lo que no son ideales para trabajos estelares, se están llevando a cabo pasos para diseñar dos o tres bandas diferentes en ultravioleta y azul, además de haberse considerado dividir la banda g' en dos^[76]. Entonces habría que considerar la utilidad científica real de transformar las magnitudes del canal B a esta banda

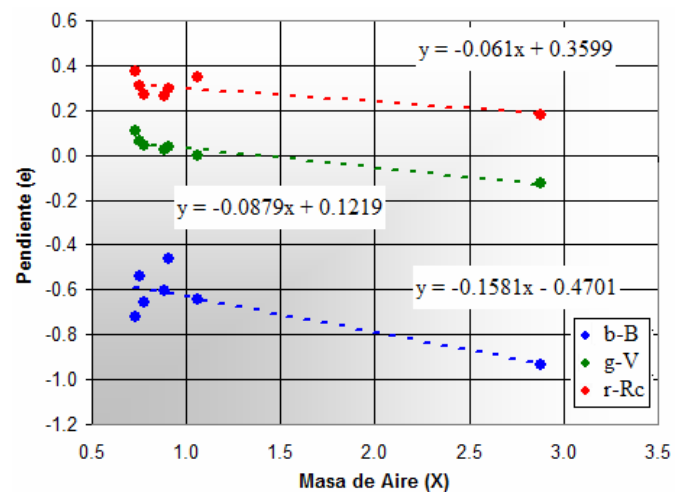
mas allá del hecho de que sus coeficientes de transformación sean mas ajustados que con respecto a B_j. Otro inconveniente sería que al contar con magnitudes DSLR transformadas a bandas g', V, r', tendríamos otras consecuencias a la hora de trabajar con estas combinaciones, como por ejemplo, contra que índice de color se van a determinar las relaciones de transformación?

El corte a 700 nm de la banda r' Sloan con respecto a la gran cola roja en la respuesta de la banda de paso Rc^[10], hacen a r' Sloan el ideal de facto para la transformación de las magnitudes en el canal R, aunque aun mas coincidente es su antigua predecesora, la banda r del sistema uvgr - Thuan and Gunn - 1976^[77], ya en desuso. La relación entre el canal R y r' es tan plana como la del canal G con respecto a V Johnson.

Lo ajustado entre el canal R (usando filtro de paso IR tal como el Opteka R72), con respecto a la banda Ic queda de manifiesto en las graficas 51 a 53. Los canales G y R (IR) están muy alejados de la banda z', así que su transformación a esta banda conlleva una pendiente muy inclinada como lo muestran las graficas 51 a 53.

Las relaciones encontradas se han graficado en función de la masa de aire (Figura 11), para mostrar la dependencia de la pendiente en todos los colores en función de esta, esto es lógico si consideramos que la pendiente de las relaciones esta condicionada por el como la extinción de 2do orden afecta las curvas de los canales, afectando el balance de color interno del filtro, lo que repercute en el brillo registrado para estrellas de diferentes colores, como se menciono en la sección 2.4. Esto justifica el uso de la ecuación 13 mostrada en la sección 2.41.

Figura 11



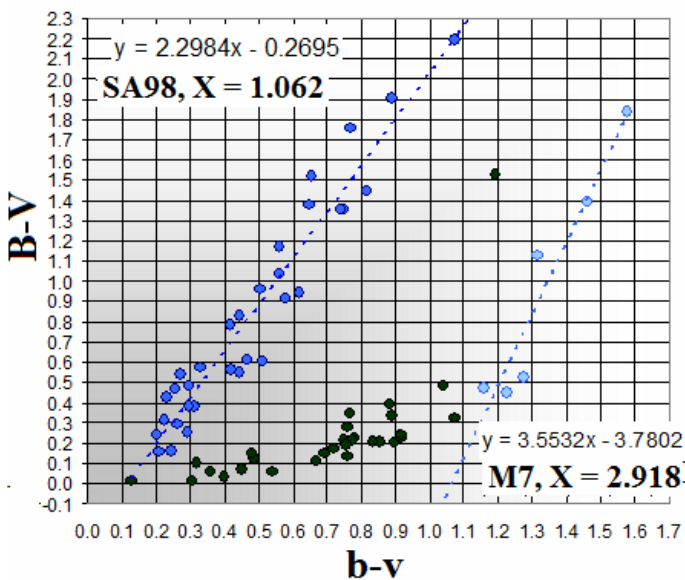
En la figura 11, el canal G de la cámara se escribió como g. El cambio de pendiente en función de la masa de aire estuvo de acuerdo con lo expuesto (graficas 55), pero el canal azul (B), no siguió del todo este comportamiento, la secuencia de SA98 cuya masa de aire era mayor a la de la secuencia de M8, mostró una pendiente más plana. En cuanto a los canales RGB IR muestran similar pendiente con excepción de la

correspondiente al cúmulo M67, lo que se explica solo por la presencia de neblina tenue como se vera en la sección 4.0.

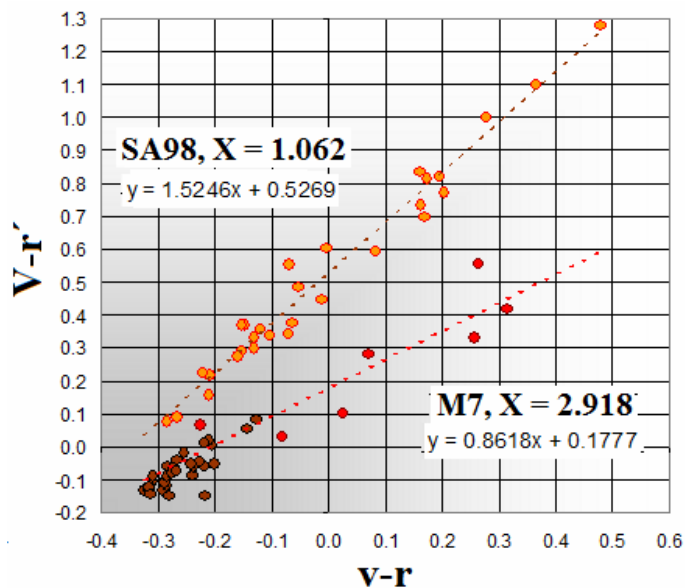
3.2 Relaciones Color-Color

Las relaciones color del catalogo vs color instrumental se muestran para los dos campos mejor medidos y con mayor diferencia en masa de aire como lo fue SA98 y M7 (graficas 56 y 57). Lo ideal en estas sería que todas las estrellas se alinearan perfectamente. La dispersión en los puntos se debe a la dispersión combinada en ambos canales causadas por las estrellas de baja SNR. Un desplazamiento atípico significativo de un punto indica un problema con el valor de índice del catálogo, contaminación de las medidas por una estrella

Grafica 56



Grafica 57



cercana, líneas de emisión o absorción en el espectro de las estrellas, o incluso que se haya medido la estrella incorrecta^[78].

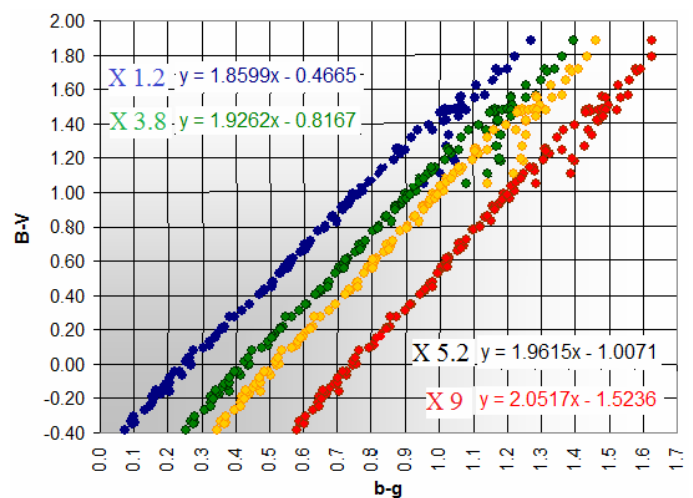
Las medidas b-v para el cúmulo M7 presentan la misma acumulación de puntos vistos en las graficas 43 para estrellas mas azules que B-V 0.5, estas se muestran en verde. Las estrellas que se usaron para determinar la relación de este fueron las mismas que se escogieron en la grafica 43, si hubiésemos tomado estos para determinar la relación nos hubiese dado una relación incorrecta.

Los errores causados por el antiblooming no se corrigieron en estos diagramas por ser estos relativamente pequeños. Por ejemplo: [para una estrella con índice B-V = 2.5, la perdida por drenado del antiblooming en el canal R con respecto a G es de; $2.5 * 0.080305 = 0.2007625$ mag], desviaciones de esta proporción producen una desviación en la pendiente de la relación canal R - Rc de 0.1059, ya que la pendiente canal R-Rc vs V-Rc es de 0.5275, y $0.5275 * 0.2008 = 0.1059$ mag.

Para comprobar estos resultados se realizo una simulación computacional de los índices b-g vs B-V a varias masas de aire, usando el programa RGB FotoCalc desarrollado por el autor para estos trabajos, se empleo las curvas de transmisión de la cámara y la biblioteca de espectros estelares Pickles 1998, la cual posee estrellas de todos los colores, desde el tipo espectral O5 hasta el M9. El resultado se muestra en la grafica 58, donde se aprecia que la inclinación de la pendiente así como el punto cero aumenta con la masa de aire, pero no de una manera tan pronunciada como se encontró en las medidas reales.

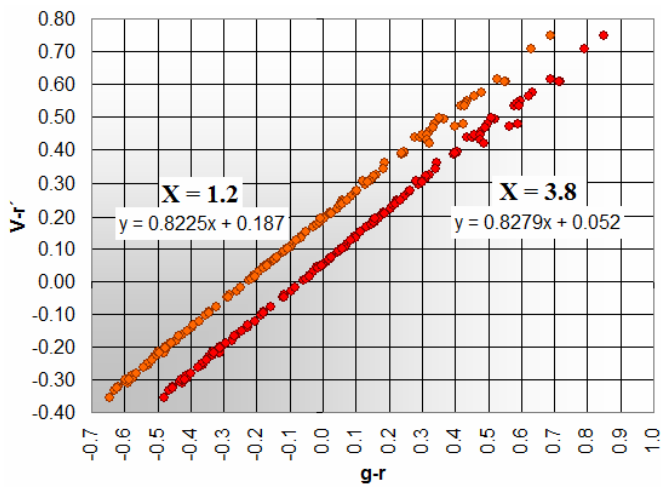
Una segunda simulación se realizo para las relaciones v-r vs V-r' en función de la masa de aire (grafica 59), esta muestra que el cambio de pendiente es menor para este índice de color que para el índice B-G, y este ocurre en dirección opuesta a nuestro resultado (grafica 57). En esta las magnitudes G afectadas por el efecto del antiblooming han sido excluidas, estas se muestran en marrón y se acumulan abajo a la izquierda a índices v-r menores que -0.1. En estas graficas el punto cero

Grafica 58



disminuye a mayores masas de aire, lo que también ocurrió en la simulación.

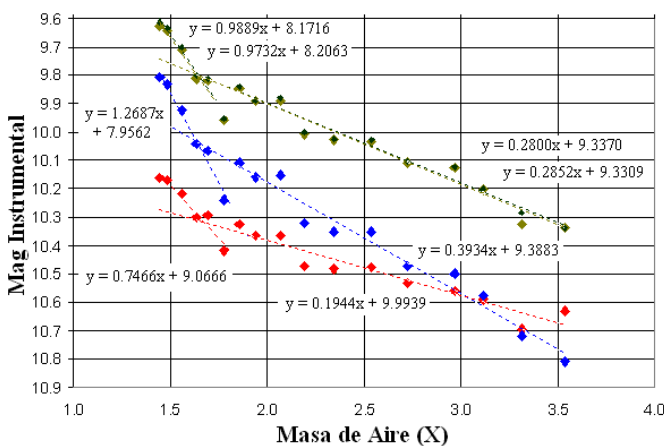
Grafica 59



4.0 Discusión

Los valores en la pendiente de la relación de las graficas 54 Imagen 15, que no corresponde con los valores de las otras noches, se explica por la presencia de neblina tenue en la sesión de observación, la grafica 60 muestra las extinciones en los canales RGB de la estrella Alkaid la noche del 16-17 Marzo de 2017 con la misma cámara en el segundo sitio de observación. Obsérvese la pendiente de extinción de 0.288 para el canal verde entre 3.8 y 2 masas de aire, y el valor de 0.9889 entre 1.5 y 0.1.4 masas de aire. Para esta noche apareció una neblina tenue cuando la estrella alcanzaba su máxima altura, lo que simula el efecto de estarse observando a una masa de aire muy espesa, cuando en realidad ocurría lo contrario, este aumento en la extinción también modifica los coeficientes obtenidos, alterando sus valores, como en las relaciones 54.

Grafica 60

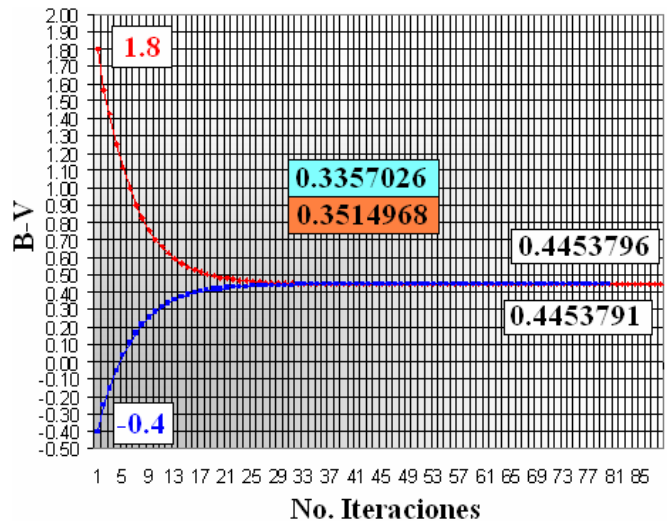


4.1 El Método Iterativo

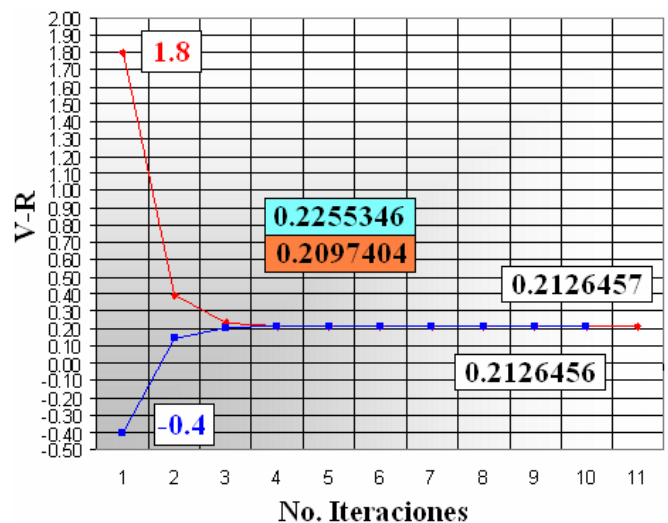
La debilidad en las relaciones color-color para una webcam dado lo rudimentario de sus prestaciones, se puede solventar en

buena medida si aplicamos el método iterativo (DPIP) desarrollado por Bruce L. Gary^[79], donde con las magnitudes transformadas usando un valor medio de índice de color, se establece un nuevo índice de color, con el cual volver a transformar las magnitudes instrumentales iniciales, repitiéndose el proceso hasta que no haya cambio en el nuevo índice de color obtenido. Las graficas 61 y 62 muestran dos ejemplos de como se obtienen valores finales idénticos a partir de distintos índices de color iniciales, en ambos casos se usaron los valores iniciales de -0.4 y 1.8. En la grafica 61 los valores convergen a B-V = 0.445379 luego de 89 iteraciones, y a 0.2126 en la Grafica 62. Para en el índice V-R el resultado se consigue con menor número de iteraciones (10), dado que no esta presente el canal B con mayor alejamiento de B Johnson. Este método sin embargo ha sido usado por el autor, y genera en algunos casos, resultados algo alejados del valor correcto.

Grafica 61



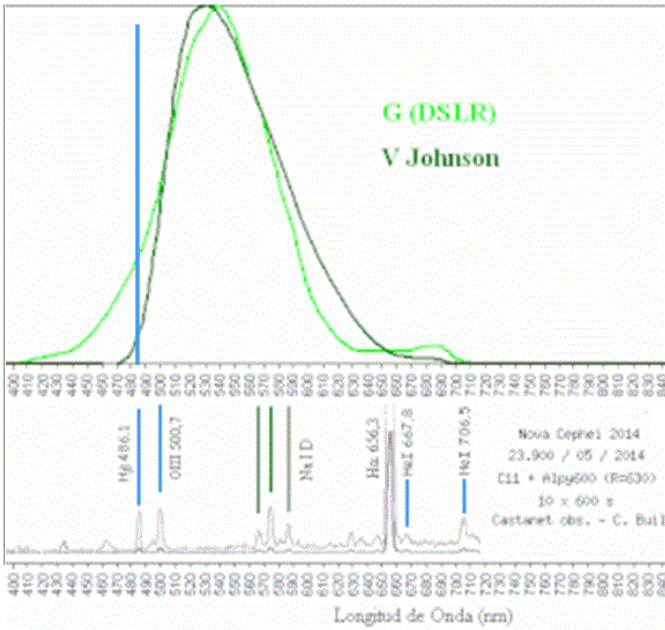
Grafica 62



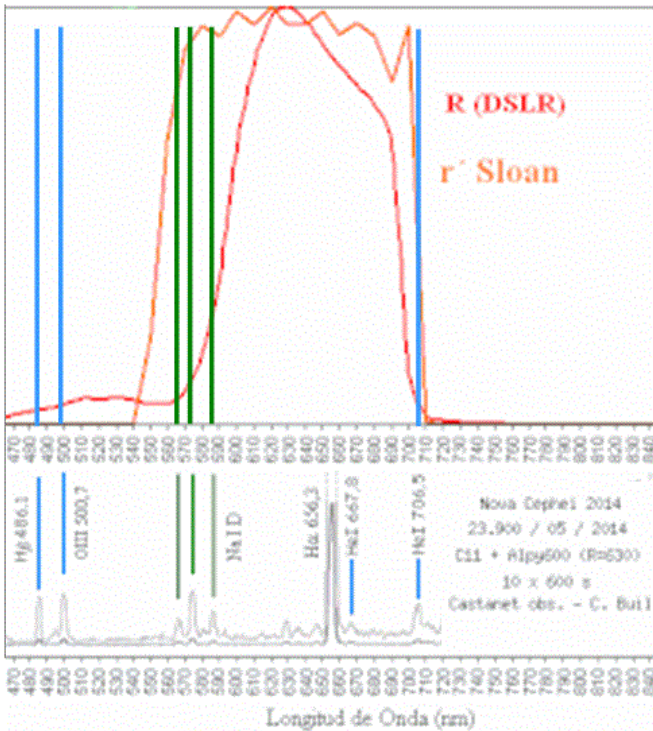
4.2 Consecuencias de las Fugas en los Canales

Las diferencias en transmisión entre los canales DSLR y las bandas fotométricas representan un problema cuando se trata de objetos con emisiones anómalas como las novas (grafica 63), cuya línea de emisión H β , corresponde con esta diferencia, aunque hay autores que lo han logrado con el método VSF^[80].

Grafica 63

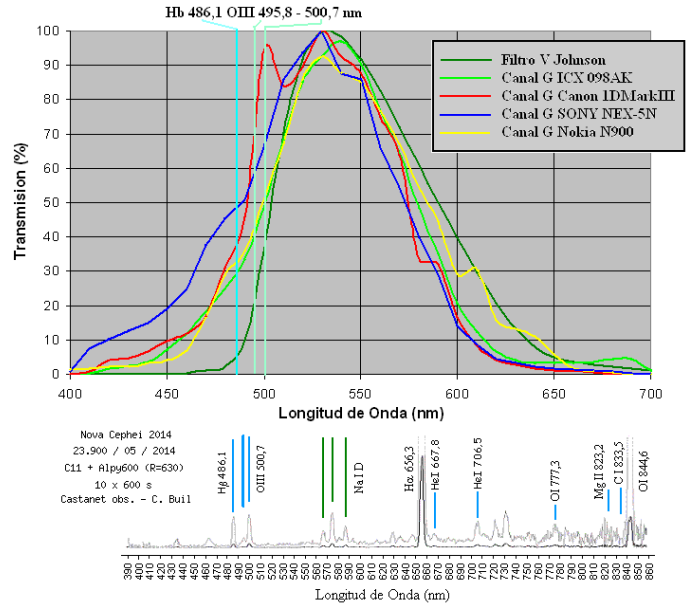


Grafica 64



El mismo panorama se presenta en el canal R con las bandas de sodio Na ID (grafica 64). A esto se suma el hecho de que los canales de las diferentes cámaras DSLR difieren entre modelos, la grafica 65 muestra las diferencias del canal G para diferentes modelos de cámaras con respecto al filtro V Johnson.

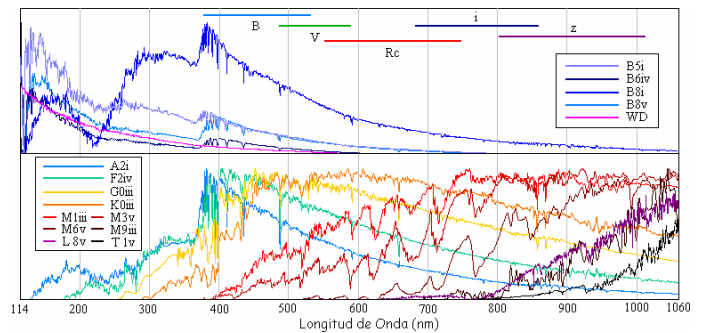
Grafica 65



4.3 La Transformación en Estrellas Rojas.

La mayoría de las estrellas de tipo espectral M, y en particular las estrellas de carbón C, muestran grandes errores de transformación, incluso entre bandas fotométricas similares. Esto se debe a que sus fotosferas las vemos a través de su espesa atmósfera, la cual filtra determinada cantidad de luz (Blanketing), esto se refleja en sus espectros como grandes bandas moleculares de absorción, que distorsiona la curva del espectro continuo indicadora de la temperatura (ver graficas 66).

Graficas 66



Esto ocasiona que para las estrellas más tardías que F, las magnitudes obtenidas en la banda B se vean substancialmente afectadas. Para tipos mas tardíos que K5, comienzan a aparecer las bandas de absorción del **Oxido de Titanio (TiO)**, a 632,2 - 656,9 - 665,1 - 705,3 - 766,6 - 820,6 y 843,2 nm, por ser la

temperatura de sus fotosferas, mas frías que la temperatura de disociación de esta molécula (~ 4410 K), por esto, dichas bandas de absorción aumentarán hacia M0 (tipo espectral que define formalmente el inicio de la absorción de TiO para longitudes de onda azules y verdes)^[81]. Estas llegan a ser tan intensas en estrellas más frías que M4, que se muestran como depresiones en las caídas izquierdas, por tanto la cantidad de luz que absorben desvirtúa la pendiente indicadora de la emisión del continuo, y el índice de color B-V medido, ya no será eficiente para transformar magnitudes B o V Johnson. Por esto, para minimizar el efecto de la absorción del TiO en estrellas mas tardías que F y hasta las M0, **Sandage y Smith (1963)**, **Mannery y Wallerstein (1967)**, ya habían demostrado que el índice V-R funciona mejor que B-V, por prescindir del canal B afectado por estas bandas de absorción, al tiempo que se cubre, no las caídas izquierdas de su espectro, sino la región de las mesetas en su máximo de emisión (en el caso de las DSLR (V-r') para evitar la cola mas allá de 700 nm de Rc^[10].

Las caídas izquierdas en la emisión del espectro por tener una extensión menor y pendiente mas pronunciada que las caídas derechas, van a permitir seguir teniendo índices positivos cada vez mas altos en V-Rc, llegando a ser de 2,3 para los tipos **M9** y hasta 3,86 para las **L5**. Sin embargo, para los tipos más tardíos que M2, es aun más efectivo el índice i-z, con el cual podemos contar los aficionados en la actualidad usando los canales RGB IR, en las webcam y DSLR. Este coincide perfectamente con sus mesetas, y es el adecuado para las estrellas en el umbral M6.5, que marca la transición entre enanas rojas y enanas marrones, donde la emisión llega muy débil al filtro R, o en el caso de las más frías, simplemente no llega, como para poder obtener un índice R-I. En este sentido la banda R usando un filtro de paso IR a 700 nm cubre la región de la banda Ic entre 700 y 800 nm, así que es transformable a esta, la cual como vimos esta afectada en modo decreciente por las bandas de TiO hasta L3, mientras que el canal B usando una filtro de paso IR cubre una región cercana a la banda z' sloan entre 780 a 1020 nm, afectada solo por la banda de TiO a 843,2 nm que es aún detectable en las L6-7. Esto convierte al índice i - z o Ic - z' en un mejor indicador de Teff para estrellas frías (3000 a 2000 K).

Índices similares ya habían sido usados por Allard 1990; Burrows & Liebert 1993; O'Neal 1998, López-Martí 2004 y L. Spezzi 2007 usando filtros de banda media, centrados en 856 y 914 nm. El índice i' - z' o Ic - z' permite además el estudio de estrellas PMS (muy rojas y ocultas en el interior de nebulosas), donde B-V y V-R son ineficientes debido a la contaminación de las emisiones nebulares, pero i' - z' o Ic - z' para tipos mas tempranos que ~ K6, presenta una taza de cambio muy lenta en relación a la Teff, por lo que para tipos mas tempranos que K6, se hace ineficiente.

La siguiente revisión es oportuna, del cómo y por que se modifican las bandas de absorción para los tipos M mas tardíos^[82]. A partir de ~ M7 (~ 2500K) las bandas de TiO han ido perdiendo fuerza, pero comienzan a mostrarse las bandas de **Oxido de Vanadio (VO)** a 733,4 y 785,1 nm. Hacia el tipo L3 (~ 1920K) todas las bandas de TiO han desaparecido con

excepción de la banda a 843,2 nm que aún es detectable en las L6-7. Las bandas de VO también desaparecen en L5 (~ 1750K), y aumenta la intensidad de las bandas de absorción de Agua H₂O, primero en el NIR (las mismas que ocasionan en forma de vapor la absorción atmosférica terrestre) y luego a ~ 930 nm. A estas Teff la escasez de electrones libres reduce la abundancia del ion (H⁻), lo que aumenta la formación de Bandas de **Hidruros Metálicos** FeH, CaH 634,6 - 638,2 y 675,0 nm, MgH, CaOH y CrH, y líneas atómicas KI 766,5 - 769,9, RbI 780 - 794,8. CsI 852,1 - 894,3, y LiI 670,8 nm. Estas bandas después de alcanzar su máxima absorción en los tipos L medios, se debilitan progresivamente: CrH a L8 (~ 1400K), y a <1400K el C del Monóxido de Carbono CO comienza a unirse al H para formar Metano CH₄ (bandas que caracterizan al tipo T). A mitad del tipo T (<1200K) el KI, RbI, CsI y LiI se condensa en KCl, RbCl, CsCl, y LiCl. A temperaturas menores < 350 K aparecen bandas de Amoníaco NH₄ en el NIR a 1550 nm, las cuales caracterizan a las enanas submarrones tipo Y (<13 masas de Júpiter y que representa la transición entre enanas marrones y planetas tipo Júpiter). Entre M-L (2600 y 1900 K) también comienzan a formarse silicatos tales como Enstatita (Mg₂ SiO₃) y Fosterite (Mg₂ SiO₄) lo que agota tanto el Mg como el O de la fase gaseosa, el O también es agotado por el incremento de formación de H₂O.

Esta desaparición progresiva de las bandas moleculares hacia los tipos ~ M5 - 6,5 (2700 K) al igual las líneas atómicas, se debe a que todos estos elementos y compuestos se encuentran en estado gaseoso (Vapor), a medida que disminuye la temperatura en las atmósferas, se condensan, sufriendo una transición de fase al estado líquido y solidó (micro-gotas análogas al rocío y partículas de polvo), esto disminuye la opacidad de la atmósfera estelar al espectro continuo, lo que explica un mayor brillo en el rojo óptico e IR Fotográfico. Sin embargo, los granos de polvo absorben la radiación de longitud de onda corta y vuelven a emitir la energía en el IR (Backwarming), lo que distorsiona la determinación de la Teff hacia los tipos L Medios a través del índice de color, ya que este ahora no solo será un indicador de la temperatura sino de la reemisión por el polvo. Este es el motivo de que en la grafica 66 el espectro del tipo **L8v**, se muestre más brillante que el de **M9iii** siendo esta más fría, esto es por que en esta ultima su luz no es absorbida por las bandas moleculares. A temperaturas menores el rocío y el polvo llueven por debajo de la fotosfera estelar.

4.4 La Opción V - Ic

Autores como M. Bessel consideran desafortunada la banda Rc por lo groseramente no rectangular de su curva de transmisión, argumentando que conduce a problemas de transformación no lineal para estrellas muy rojas, y sostienen que para muchos propósitos hay pocas razones para hacer medidas en la banda R: así nos dice que el índice (V - I) tiene el doble de la línea de base que el índice (V - R) o (R - I), y V es casi tan fácil de medir como es R con un CCD. (Los colores (V - I) de estrellas del los tipos espectrales B a K cambian en la misma cantidad que (B - V), además (V - I) es insensible a la abundancia de estas estrellas).

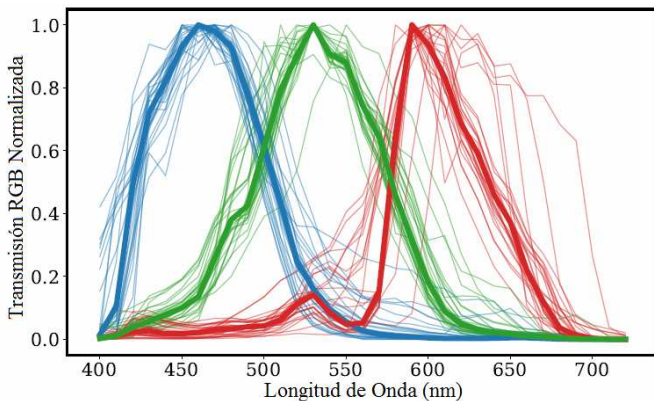
El paso de la banda Ic (CCD), se extiende la mayoría de las veces, más al rojo que la banda Ic estándar. Esto se debe a que en el sistema estándar, el corte del tubo GaAs a 880 nm define el corte de la banda I, mientras que la banda I CCD continúa más allá de 1000 nm. Afortunadamente, esto no parece causar un problema de transformación para la mayoría de las estrellas que son suaves en la región del rojo lejano (IR fotográfico), pero cuando hay variaciones significativas en el flujo más allá de 880 nm, se producirán diferencias sistemáticas. Lo mínimo que hay que hacer es asegurar que el cambio en la pendiente de la ecuación de transformación esté bien definido para los últimos tipos espectrales. También serán evidentes pequeñas diferencias sistemáticas para las estrellas de tipo ABF más calientes debido a la contribución de la línea Paschen. Fotometría de objetos con líneas de emisión como SN también serán un problema con solo tener incluso pequeñas diferencias en sus pasos de banda, como se ve en las observaciones de la banda I de SN1987a con diferentes detectores^[76]. Sin embargo lo ajustado de la relación entre el canal R con filtro de paso IR e Ic vale el esfuerzo de transformación a esta banda.

En este sentido la posibilidad de transformar R (IR) a Ic en las cámaras DSLR, permite contar con una banda I con la que trabajar en conjunto con el canal G transformado a V. Sin embargo, la inclusión en el sistema SDSS de una banda Z situada aproximadamente entre el corte de la banda I estándar y el corte del CCD cerca de 1100 nm, hace que sea importante cortar la banda CCD I con un revestimiento de interferencia, o en el caso de los canales DSLR contar con un método mas eficiente para la transformación, como el filtro sintético de Roger Pieri abordado en un próximo trabajo.

4.5 Nuevo Sistema Estándar de Bandas RGB

Recientemente se definieron 3 bandas de paso estándar para cámaras digitales Nicolás Cardiel 2021^[12], basadas en los canales medios de un conjunto de 28 cámaras RGB cuyas transmisiones han sido caracterizadas por Jiang 2013^[83], para contar con un sistema al cual transformar las bandas de estas

Grafica 67

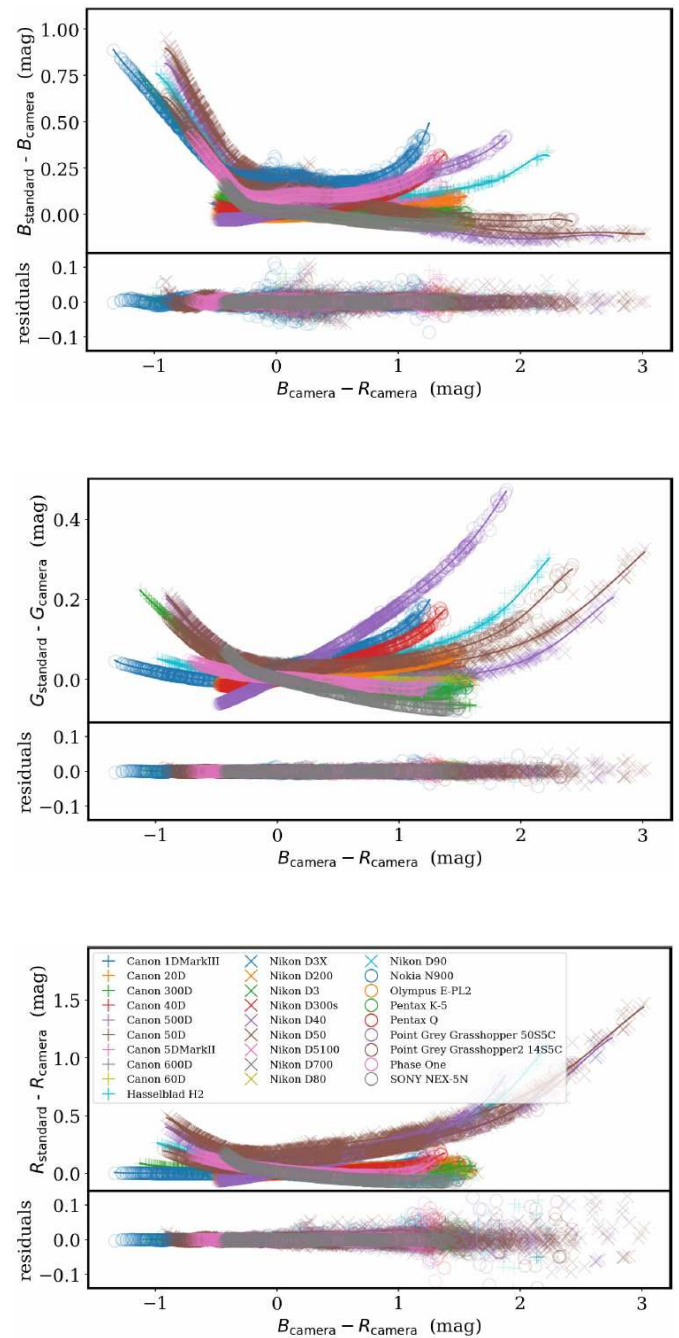


cámaras, como no se escogió un modelo en particular, sino que las bandas de paso se basan en un conjunto de curvas (graficas 67), es necesario también transformar las magnitudes a dicho

sistema, los ajustes para los diferentes modelos se muestran en las graficas 68, 69, y 70. Sin embargo, en el caso del canal G, la banda V sigue siendo preferida para las transformaciones debido a su gran similitud y a la gran cantidad de datos históricos en V, entonces una transformación hacia G nuevo sistema estándar que esta igual de cercana que transformar a V, hace a los observadores preferir V.

Las graficas 68, 69 y 70 muestran el ajuste de los canales B , G y R de los diferentes modelos, con respecto a los canales RGB de referencia.

Graficas 68, 69 y 70



5. CONCLUSIÓN

Según los resultados obtenidos, se ha encontrado un efecto sistemático probablemente causado por el antiblooming en la webcam, de manera que para establecer las relaciones de transformación, es fundamental tomar estrellas del mismo brillo (para evitar el efecto del mismo), pero a la vez de diferentes colores. Esto nos obliga a incluir estrellas con SNR tan bajas como 40, este punto es crucial porque sin estrellas con buena SNR se pueden distorsionar tanto los coeficientes, que terminarían siendo completamente inservibles, pero lo mismo pasaría si no incluimos estrellas con una buena gama de colores. En este sentido las estrellas usadas en cada canal, podría diferir, ya que las que tienen igual brillo en el canal azul, pueden tener grandes diferencias de brillo en otro canal debido su color. Alternativamente, se pueden tomar tres secuencias con estrellas de brillo fijo en dos o tres niveles de magnitud diferente como se vio en la grafica 50, y tomar el promedio de las pendientes.

Los canales R de DSLR tienen una relación de transformación tan estrecha con r' sloan, que esta debe ser el canal con el cual calibrarlo.

Es preferible usar estrellas de comparación lo mas cercanas posibles en magnitud al objeto en estudio, así estas posean diferente color, ya que la tendencia por diferencia de color puede ser corregida en buena medida con la transformación, mientras que la perdida por el cambio en la tasa de drenado del antiblooming es una variable mas compleja de corregir.

El error típico para medidas en el canal G para una estrella con buena señal en una imagen individual es de 0.3 mag. Lo que afirma que imágenes individuales obtenidas con una webcam no son aptas para mediciones, como mínimo deben usarse lotes de 10 imágenes.

6. AGRADECIMIENTOS

Agradezco especialmente a Salomón Gómez (PH - IVIC) por sugerirme desde el inicio, no solo la calibración del canal G, sino también la calibración de los canales B y R, al Ing. Julio Veloso (SOVAFA), por su ayuda en la adquisición de los equipos necesarios para realizar todas las pruebas, telescopio, cámara y filtros, a Luíís Landín Montapero por facilitarme el sitio de observación lo mas adecuados posibles para la captura de las imágenes 1 y 2 en Agosto de 2011, y a Enrique Torres (CIDA - IVIC) también por facilitarme el sitio de observación de donde se tomaron el resto de las imágenes entre 2014 y 2017, al Dr. Arne Henden (AAVSO) por su recomendación en las fuentes de fotometría sloan, y al Lic. Humberto Carrillo por las sugerencias para la presentación más adecuada de este trabajo. También agradezco a los aficionados españoles Sergio Vilardel, David Rodríguez, y Antonio Celiá por sus contribuciones financieras con las cuales se pudo enviar las computadoras dañadas donde se encontraba el material de este trabajo, a ser recuperados de los discos duros donde habían permanecido entre septiembre de 2017 y febrero de 2021, lo que permitió finalizar su elaboración, así como la del software RGB FotoCalc.

7. REFERENCIAS

- [1] Sánchez de Miguel Alejandro. Astronomía con Webcam, Curso 2003-2004. Dirigido por: Jaime Zamorano. <https://es.slideshare.net/CarlosJzz/astro-webcam-2004alexsanchez>
- [2] Alton Kevin. BASIC WEBCAM PHOTOMETRY 2005. <http://www.cloudynights.com/documents/photometry.pdf>
- [3] Hoot John E. Uncool Science Photometry and Astrometry with Modified Web Cameras and Uncooled Imagers 2004.
- [4] Hoot John E. PHOTOMETRY WITH DSLR CAMERAS, 26th Annual Conference of the Society for Astronomical Sciences 2007.
- [5] Temple Paul. Using a Web Cam CCD to do V Band Photometry 2009.
- [6] Loughney Des. DSLR Transformation Co-efficients 22nd May 2009.
- [7] Des Loughney (2010) Variable star photometry with a DSLR camera. <https://britastro.org/vss/JBAA%20120-3%20%20Loughney.pdf>
- [8] Collins Donald F. Prasai Anesh. Intrinsic Variability of Beta Lyrae Observed with a Digital SLR Camera. Proceedings for the 28th Annual Conference of the Society for Astronomical Sciences pag 121. http://www.socastrosci.org/images/SAS_2009_Proceedings.pdf
- [9] Kloppenborg Brian K. A Demonstration of Accurate Wide-field V-band Photometry Using a Consumer-grade DSLR Camera. <http://arxiv.org/ftp/arxiv/papers/1303/1303.6870.pdf>
- [10] Pieri Roger. Stellar Photometry With DSLR-: Benchmark of Two Color Correction Techniques Toward Johnson's VJ and Tycho VT, JAAVSO Volume 40, 2012. <http://www.aavso.org/sites/default/files/jaavso/v40n2/834.pdf>
- [11] Zhang M. PRECISION MULTI-BAND PHOTOMETRY WITH A DSLR CAMERA, 2015 <https://arxiv.org/pdf/1506.03097.pdf>
- [12] Nicolás Cardiel (2021). Synthetic RGB photometry of bright stars: definition of the standard photometric system and UCM library of spectrophotometric spectra <https://arxiv.org/format/2103.17009>
- [13] López, Oliver Christopher (2011). "Astrofotografía Óptica e IR con Webcam CCD a Color en Modo RAW". Los Teques: Complejo Astronómico Andrés Bello. <https://olichris.jimdo.com/app/download/5759692918/Astrofotograf%C3%ADa+%C3%93ptica+e+IR+con+Webcam+CCD+a+Color+en+Modo+RAW.rar?t=1457111927>
- [14] López Ch Oliver. Astrofotografía de Investigación Óptica e IR con Webcam y DSLR (en preparación).
- [15] Johnson, H. L Morgan, W. W.; Harris, D. L. (1953). Some Characteristics of Color Systems. ApJ 118, 92M (1953).
- [16] <http://obswww.unige.ch/gcpd/ph01.html>

- [17] Cousins A.W.J. 1976, Mem. R. Astr. Soc. 81, 25 http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/Sys_093/main_093.html
- [18] Smith J. Allyn (2002). THE u'g'r'i'z' STANDARD-STAR SYSTEM, The Astronomical Journal, 123:2121–2144, 2002 April. http://adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-bib_query?bibcode=2002AJ....123.2121S&db_key=AST&high=41ab501ef132253
- [19] http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/Sys_006/main_006.html [3n]
- [20] M. S. BESSELL (1990), UBVRI PASSBANDS
- [21] filters y curves SDSS, including the effects of atmospheric transmission <http://www.sdss.org/dr5/instruments/imager/filters/>
- [22] Editorial Complutense (1999), “Diccionario Oxford Complutense de Astronomía” primera edición española, (Pag 43 y 429). Madrid: España. Ian Ridpath.
- [23] Hewett P. C, S. J. Warren, S. K. Leggett, S. T. Hodgkin. (2006). The UKIRT Infrared Deep Sky Survey ZY JHK Photometric System: Passbands and Synthetic Colours.
- [24] Lynne A. Hillenbrand, Jonathan B. Foster, S.E. Persson, K. Matthews (2002). The Y-Band at 1.035 μm Photometric Calibration and the Dwarf Stellar Sub-stellar Color Sequence.
- [25] Gary L. Bruce. Ecuaciones de Transformación. http://reductionism.net.seanic.net/CCD_TE/cte.html
- [26] Da Rio N. M. Robberto, D. R. Soderblom, N. Panagia, L. A. Hillenbrand, F. Palla, and K. Stassun (2009). A Multi-color Optical Survey of the Orion Nebula Cluster. I. The Catalog. The Astrophysical Journal Supplement Series, 183:261–277, 2009.
- [27] Kloppenborg Brian (04/02/2010). DSLR Fotometría Tutorial. <http://www.citizensky.org/content/calibration-beginner>
- [28] Caldwell Jhon A. R and A. W. J. Cousins (1993). Statistical Relations between the Photometric Colours of Common Types of Stars in the UBV(RI)c, JHK, and uvby Systems. 1993SAAOC..15....1C
- [29] Bemporad A. (1905). Tavole Ausiliarie per Esperienze Sull'Assombrimento Atmosferico Fra l'Osservatorio Astrofisico di Catania e l'Osservatorio Etno, 1905.
- [30] Green E. Daniel W. (1992). MAGNITUDE CORRECTIONS FOR ATMOSPHERIC EXTINCTION, From the July 1992 issue of *International Comet Quarterly*, Vol. 14, pages 55-59. <http://www.icq.eps.harvard.edu/ICQExtinct.html>
- [32] Cometas Extinción atmosférica. <http://www.perihelio.org/extinc.htm> Recuperado de Internet el 11/10/2018
- [33] Buton C. Y. Copin, G. Aldering, P. Antilogus (2012). Atmospheric extinction properties above Mauna Kea from the Nearby Supernova Factory spectro-photometric data set. A&A.
- [34] Extinción atmosférica en La Palma (Observatorio del Roque de los Muchachos). http://www.ing.iac.es/Astronomy/observing/manuals/html_manuals/general/obs_guide/node293.html#textn
- [35] Remington P. S. Stone & J. A. Baldwin (1983). Southern spectrophotometric standards for large telescopes
- [36] F. Patat, S. Moehler (2011). Optical atmospheric extinction over Cerro Paranal. A&A 527, A91 (2011)
- [37] Wikipedia Airmass <http://www.multilingualarchive.com/ma/enwiki/es/Airmass#CITEREFKastenYoung1989#CITEREFKastenYoung1989>
- [38] Lord, S. D (1992). Memorando Técnico de la NASA 103957. <https://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/observing-condition-constraints/ir-transmission-spectra> http://www.gemini.edu/sciops/ObsProcess/obsConstraints/atm-models/mktrans_zm_10_10.dat
- [39] Hoja de Calculo Excel intermedia <http://www.citizensky.org/sites/default/files/DSLRPhotometry/spreadsheets/intermediate/Reduction-Intermediate.xls>
- [40] Giuseppe Marino, Fabio Selvaggio y Emilio Lo Savio 6 (abril 2003). PHEMU: registrarli con la webcam, Le Stelle N. pag. 86, Gruppo Astrofili Catanesi.
- [41] Koralewski Grzegorz (2004) Vesta pro stellar photometry: A step by step guide, how to measure variable stars with a humble gadget called webcam <http://sus.univ.szczecin.pl/~ecliptic/vesta3en.htm>
- [42] Robin Leadbeater Sept (2004) http://www.threehillsobservatory.co.uk/astro/TrES_1.htm
- [43] Koelbloed D. Three-Colour Photometry of the three southern Open Clusters NGC 3532, 6475 (M7), and 6124. 1959. 1959BAN....14..265K
- [44] Hoag A.A. H. L. Johnson. Iriarte B. Mitchell R. I. Hallam K. L. Photometry of Stars in Galactic Cluster Fields. 1961PUSNO..17..343H
- [45] Snowden Michael S. Four-Color and Hb Photometry for Open Clusters II. NGC 6475 April 1976. 1976PASP...BB..174S
- [46] Prosser Charles F. and Stauffer Jhon R (1995). An X-Ray Survey of the Open Cluster NGC 6475 (M7) with ROSAT.
- [47] Prosser Charles F. Sophia Randich and Stauffer Jhon R (1996). Photometry in the Open Cluster IC 2602 and NGC 6475. 1996AJ....112..649P
- [48] Jordi K, E. K. Gebrel and K. Ammon (2006). Empirical transformations Between SDSS Photometry and Others Photometric Systems, A&A 460, 339-347. <http://www.sdss3.org/dr8/algorithms/sdssUBVRITransform.php#Jordi2006>
- [49] Jester <http://www.sdss.org/dr4/algorithms/sdssUBVRITransform.htm#Jester2005>

- [50] Walker Merle F (1957). Studies of Extremely Young Cluster NGC 6530. 1957ApJ...125..636W
- [51] Chini R. and Th. Nechel (1981). UBV and H α Observations of Stars towards M8. 1981A&A...102..171C
- [52] Sagar Ram and U. C. Joshi (1978). Study of the Extremely Young Open Cluster NGC 6530. 1978MNRAS.184..467S
- [53] van Altena W. F. and B. F. Jones. Membership in the Extremely Young Open Cluster NGC 6530 (M8). 1972A&A....20..425V
- [54] Kilambi Gopal. C. Variable-star photometry of NGC 6530. 1977AcA....27..179K
- [55] Kilambi Gopal. C. Broad-Band Photometry of NGC 6530. 1977MNRAS.178..423K
- [56] van den Ancker M. E. P.S. The, A. Feinstein, R. A. Vázquez, D. deWinter, and M. R. Pérez (1997). A multiwavelength study of star formation in the very young open cluster NGC 6530. Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 123, 63-82 (1997)
- [57] Sung Hwankyung, Moo-Young Chun and Michael Bessel (2000). UBVR and Ha Photometry of the Young Open Cluster NGC 6530. 2000AJ 120:333-348
- [58] Landolt Arlo Udell. UBVR photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator 1992.
- [59] Stetson Peter. Fotometria de SA98, M67
- [60] Clem James L, Arlo Landolt. Faint UBVR Standard Star Fields.
- [61] Smith J Allyn. Fotometria SA98. http://www-star.fnal.gov/NorthEqExtension_ugriz/index.html
- [62] Henden Arne. Secuencias Fotométricas de Campos Estandard. www.brucegary.net/book_EOA/HEN_BLG.zip
- [63] Gary L. Bruce. M67 Secondary Standards, Hereford Arizona Observatory; 05/05/2012. <http://brucegary.net/M67/>
- [64] Yakut K, Zima W (2013). Close binary and other variable stars in the solar-age Galactic open cluster M67.
- [65] Thomas J. Fellers and Michael W. Davidson, Saturation and blooming, Concepts in Digital Imaging Technology, CCD Saturation and Blooming. <https://hamamatsu.magnet.fsu.edu/articles/ccdsatandblooming.html>
- [66] Julio Castellano Roig (2003). El problema de la linealidad, CÁMARAS CCD DE AFICIONADO: ¿RESPUESTA LINEAL? Observatorio Rodeno. MPC 939, http://astrosurf.com/cometas-obs/Articulos/analisis_st7/analisis_st7.htm
- [67] Javier Temprano Gonzáles (Marzo-2009), Análisis de la linealidad de una cámara CCD SBIG ST-7XME sin antiblooming. http://www.astrosurf.com/cometas-obs/ArtSoftUtil/boletines/2edicion/sbig_st7.htm
- [68] Buil Christian. Sitio de descarga desprograma Iris.
- [69] AAVSO (2011). Guía de Fotometría CCD de la AAVSO Versión 1.1, pag 50.
- [70] Gary L. Bruce (2003). ESTIMACIÓN DE ERRORES FOTOMETRÍA <http://reductionism.net.seanic.net/Astrophotos/SE/SE.htm>
- [71] Editorial Complutense (1999), “Diccionario Oxford Complutense de Astronomía” primera edición española, (Pag 446). Madrid: España. Ian Ridpath.
- [72] Nicolini M. sitio web del programa astroart. <http://www.msb-astroart.com/>
- [73] Javier Temprano Gonzáles (Marzo-2009), COEFICIENTES DE TRANSFORMACIÓN DE MI SISTEMA <http://astrosurf.com/linceot/Variables/CT/CT.htm>
- [74] Castellano Julio (comunicación privada 22-24/04/2021).
- [75] M. S. BESSELL (1990), UBVR PASSBANDS
- [76] Michael S. Bessel (2005). STANDARD PHOTOMETRIC SYSTEMS
- [77] Munarri Ulises ADPS the Asiago Database on Photometric Systems. http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/Sys_097/sys_097_resp.html
- [78] Mark Blackford (March 15th, 2016), Reduction Intermediate Spreadsheet (Version 2.6) User Guide
- [79] Gary L. Bruce. Differential Photometry Iterative Procedure (DPIP). <http://brucegary.net/AllSky/x.htm>
- [80] López Ch Oliver Foro de Fotometría de la AAVSO 13/04/2017. Photometry DSLR New Channels TI and TZ Fotometría DSLR Nuevos canales TI y TZ, Roger Pieri Mar, 18/04/2017 - 20:00 Procesamiento DSLR <https://www.aavso.org/photometry-dslr-new-channels-ti-and-tz>
- [81] 2.1 Una breve historia del tipo M. <http://www-int.stsci.edu/~inr/ldwarf2.html>
- [82] Clasificación espectral de tipo tardío enanos. <http://www-int.stsci.edu/~inr/ldwarf3.html>
- [83] Jun Jiang, Dengyu Liu, Jinwei Gu y Sabine S & uumlsstrunk (2013). ¿Cuál es el espacio de las funciones de sensibilidad espectral para cámaras digitales en color? <http://www.gujinwei.org/research/camspec/db.html>