

Tesis de Maestría

# “Producción de Polvo en el Cometa 29P/ Schwassmann-Wachmann 1”

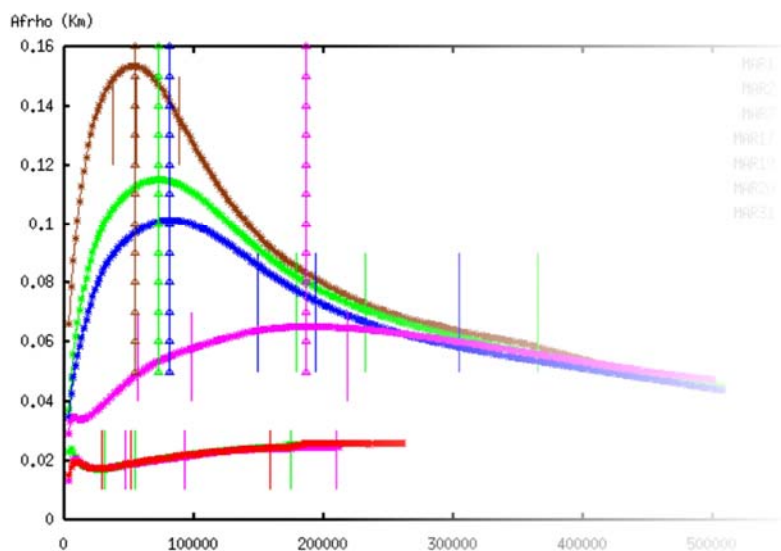
Licenciada Nancy Sosa

Tutores: Licenciado Julio Á. Fernández

Departamento de Astronomía  
Instituto de Física  
Facultad de Ciencias  
Universidad de la República  
Uruguay

y

Doctor Javier Licandro  
Instituto de Astrofísica de Canarias  
España



Programa de Desarrollo  
de las Ciencias Básicas



Facultad de Ciencias  
Universidad de la República



UNIVERSIDAD  
DE LA REPÚBLICA  
URUGUAY  
Universidad de  
la República

Uruguay

12 de Marzo de 2008

Agradecimientos,

Programa de Desarrollo de las Ciencias Básicas (PEDECIBA) por darme la oportunidad de realizar esta tesis.

Comisión Sectorial de Investigación Científica por el apoyo dado para la realización de esta tesis.

Al Instituto de Física y a toda la Facultad de Ciencias de la Universidad de la República.

En especial a los Doctores Javier Licandro y Ricardo Gil-Hutton, por su paciencia y comprensión.

A mi compañero Alejandro Crosa por su constante apoyo en todos los momentos, los felices y los difíciles en todo este tiempo de trabajo.

A Madeleine Renom, Cecilia Stari y Andrea Sosa por su constante apoyo, especialmente en los momentos difíciles

A mis padres, mi abuela, Daniel, Graziella y Andrés que me apoyaron en todo momento aunque nunca entendieron que era lo que estaba haciendo.

A mis estudiantes por su paciencia.

A todos los que me dieron palabras de apoyo en los momentos en los que más los necesitaba.

## Resumen

El presente trabajo se centró en el estudio de la producción de polvo del cometa 29P/Schwassmann-Wachmann1 (SW1) a partir de imágenes tomadas en los telescopios IAC80 del Observatorio de Tenerife y NOT del Observatorio Roque de los Muchachos (España).

El cometa SW1 es un cometa definido como Centauro ya que posee las características orbitales de este tipo de cometas, presenta la particularidad de que a pesar de encontrarse a grandes distancias heliocéntricas es un cometa muy activo en el cual se dan la ocurrencia esporádica de outburst.

Se realizó la calibración fotométrica de estas imágenes mediante dos métodos, uno con estándares y otro sin estándares a partir de magnitudes del catálogo GSC2.

Se detectaron dos outburst en los periodos de Enero-Febrero 1998 y Marzo-Abril 1998. Para el estudio de la producción de polvo se utilizó el método de Afp definido por A'Hearn (1984) y de  $\Sigma$ Af definido por Tozzi y Licandro (2002).

A partir de los análisis realizados se determinó la cantidad de polvo emitida en cada outburst, la distribución de velocidades de las partículas eyectadas y la distribución de tamaños de las mismas. También se realizó un estudio morfológico de la coma del cometa a fin de determinar estructuras dentro de la coma.

A partir del análisis de las imágenes en estado quiescente se determinaron características del núcleo cometario como ser magnitudes nucleares y tamaño del núcleo.

Del estudio de estos outburst se concluyó que ambos son diferentes en cantidad de polvo eyectado, morfología del jet y velocidad media de las partículas pero ambos outburst presentan un comportamiento similar en la forma de distribución del polvo.

Todos estos resultados nos permiten proponer la continuación de la observación del cometa SW1 con el objetivo de obtener mayor información acerca del fenómeno de los outburst en este cometa, esta información sería de importancia para la verificación o refutación de los modelos existentes sobre el comportamiento de este cometa.

### Introducción

De los cuerpos que forman el Sistema Solar, los cometas son considerados entre los objetos más antiguos dado que han sufrido muy pocos procesos de alteración desde su formación. Es por ello que el conocimiento de la composición de los cometas puede brindar información importante respecto de los componentes químicos y las condiciones físicas de las partículas durante las primeras etapas de la formación del Sistema Solar.

Según la teoría sobre la formación del Sistema Solar, este se formó a partir de la condensación de una nube interestelar dentro de la cual se encontraba el material que posteriormente pasaría a formar los distintos cuerpos del Sistema, entre ellos los cometas.

Durante las primeras etapas se forma una proto – estrella central rodeada de un disco circumestelar en el cual, la temperatura local, la densidad, la presión y la altura equivalente del disco dependen de la distancia a la proto – estrella, en el caso del Sistema Solar de la distancia al proto – Sol.

Si bien los procesos de acreción a escala microscópica no son muy bien conocidos, en el disco protoplanetario se van generando granos de cada vez mayor tamaño. Los granos más cercanos al Sol serán los más calientes y por lo tanto retendrán poco o nada de los materiales volátiles, sin embargo los granos más distantes retendrán todos los volátiles en sus mantos. El material más distante procesado en estas primeras etapas de la nebulosa solar fue capaz de retener muchas moléculas volátiles como ser:  $H_2O$ ,  $CO_2$ ,  $CH_4$ ,  $CO$ ,  $N_2$ , las cuales condensaron para formar mantos de hielos en torno a los granos.

Debido a las propiedades viscosas del disco, la órbita de los granos se circulariza y las velocidades relativas entre granos se hace menor, esto aumenta la probabilidad de que los granos se peguen entre sí creando cuerpos de mayor tamaño, eventualmente cuerpos de aproximadamente 10 Km.

El crecimiento de los granos decrece con la distancia heliocéntrica, si la dispersión de la componente gaseosa de la nube primordial tuvo lugar en una escala de tiempo menor a  $10^7$  años los objetos que se encontraban a distancias mayores a 100 U.A. no habrían tenido la posibilidad de crecer hasta formar objetos de tamaño cometario. Por otra parte, los objetos a distancias menores a 30 U.A. habrían seguido el proceso de crecimiento y los planetesimales formados continuaron creciendo mediante colisiones mutuas hasta formar los planetas, los planetesimales que se encontraban a distancias menores a 100 U.A. habrían llegado a tamaños cometarios.

Luego de que en el Sistema se han formado unos pocos planetas masivos, comienza una etapa en la cual el sistema eyecta el material residual.

Como resultado de modelos numéricos que consideran la acreción y la eyección de cuerpos en la zona de Urano y Neptuno se obtuvieron resultados que indican que las órbitas de Saturno Urano y Neptuno experimentaban un

intercambio de momento angular eyectando planetesimales por lo cual sus órbitas se movieron a distancias heliocéntricas mayores, por el contrario en el caso de Júpiter la migración fue hacia una distancia heliocéntrica menor (Fernández, 2005)

Estos planetesimales eyectados a grandes distancias heliocéntricas permanecieron ligados al Sistema Solar formando la denominada Nube de Oort, la cual es un enjambre esférico de cometas que rodea al Sistema Solar y se encuentra a una distancia de unas  $10^5$  U.A. con una población aproximada de  $6 \times 10^{12}$  cometas los cuales tienen una masa total de  $\sim 40 M_{\oplus}$ . (Weissmann, 1998)

Esta nube tiene una estructura básica según la cual existe una nube interna y una región externa. Los cometas de la nube externa, formada por aproximadamente  $1 \times 10^{12}$  objetos, son los que experimentan las perturbaciones estelares que los envían a las regiones internas del Sistema Solar y constituyen el origen de los cometas de largo período. Por otra parte los cometas de la nube interna, la cual es más densa conteniendo aproximadamente  $5 \times 10^{12}$  objetos y está más protegida de las perturbaciones externas, es la que repuebla la nube externa.

Los cometas de largo período ( $> 100$  años) presentan órbitas aleatorias tanto en su inclinación como en el sentido del giro, lo cual concuerda con la existencia de la denominada Nube de Oort, ya que los cometas provenientes de esta región no cambian su inclinación al entrar a la región interna del Sistema Solar.

Durante el tiempo de residencia de un cometa en la Nube de Oort sus capas externas se encuentran expuestas a varios procesos como ser la exposición a rayos UV y rayos cósmicos, esto genera una capa refractaria de bajo albedo sin residuos volátiles. Estos procesos podrían dar cuenta de las variaciones de brillo en los cometas al acercarse al Sol, dado que una vez que los hielos se subliman pueden romper esta corteza y dejar expuestos los compuestos más volátiles del interior.

Por otra parte en el Sistema Solar se sabe que existe una población de cometas llamados cometas de corto período ( $< 100$  años) que presentan órbitas de baja inclinación y trayectoria directa.

Como no se podía explicar mediante un mecanismo eficiente el pasaje de los cometas de la Nube de Oort a cometas de corto período, se comenzó a sospechar de la existencia de otro reservorio de cometas que diese cuenta de estos cometas de corto período.

En 1949 Edgeworth y en 1951 Kuiper (Fernández, 1980), (Luu & Jewitt 1996) hipotetizaron sobre la existencia de un disco formado por material residual del disco protoplanetario a distancias mayores que la de Neptuno, a esas distancias no se podrían haber formado planetas pero sí objetos más pequeños.

Este reservorio denominado cinturón de Kuiper está formado por objetos localizados en las regiones más externas del Sistema Solar teniendo como límite interno la órbita de Neptuno, son objetos en órbitas de baja inclinación (lo

cual es consistente con una estructura de anillo) y se trata de objetos muy débiles, se estima que contendría objetos cuyos tamaños estarían en el rango 100 a 400 Km, donde unos 35000 objetos tendrían un diámetro mayor de 100 Km.

El mecanismo de transferencia de los objetos del cinturón de Kuiper estaría dado por interacciones gravitatorias con Neptuno el cual erosiona el borde interno del cinturón enviando los objetos a las regiones internas del Sistema Solar.

Perturbaciones gravitatorias posteriores de estos objetos debido a los planetas gigantes podrían incluso capturarlos en órbitas de cometas de corto período.

Entre los cuerpos del Sistema Solar, los denominados Centauros que son objetos cuyas órbitas se encuentran entre las de los planetas gigantes serían la evidencia de los objetos que se encuentran en transferencia entre el cinturón de Kuiper y los cometas de corto período. Estas órbitas sólo son estables por algunos pocos millones de años por lo que el destino final de estos cuerpos será una eyección o una transferencia a una órbita más ligada.

En este sentido el estudio de los Centauros sería de gran utilidad para el conocimiento de los objetos que forman el cinturón de Kuiper, ya que estos objetos nos darían información sobre las condiciones en que se formaron dichos objetos y sobre las condiciones del Sistema Solar para esas distancias heliocéntricas en épocas primitivas.

Cuando un cometa se aproxima al Sol, la radiación solar calienta su superficie causando eventualmente la sublimación de hielos de volátiles. Al escapar, los gases arrastran las partículas de polvo produciéndose la formación de la coma cometaria.

Para la mayor parte de los cometas el proceso de sublimación es dominado por la sublimación de agua, la cual comienza en el entorno de las 3 U.A. cuando la temperatura en la superficie del núcleo es del orden de 140 K.

Sin embargo algunos cometas se encuentran activos a distancias heliocéntricas mayores, por ejemplo, el cometa Hale-Bopp (C/1985 O1) fue descubierto a una distancia mayor a 7 U.A. presentando una coma activa y el cometa Halley ha sido observado con coma hasta distancias de 14 U.A. Notablemente el cometa 29P/Schwassmann – Wachmann 1 cuya órbita se encuentra en el rango de 5 a 7 U.A. presenta una coma permanente a pesar de encontrarse más allá del límite de sublimación del agua. La actividad en estos cometas a distancias heliocéntricas tan grandes indica que la coma está producida por gases más volátiles que el agua, en todos los casos el CO parece ser el mejor candidato para la fuente de esta actividad. (Cochran et al, 1980)

El polvo que es arrastrado hacia la coma durante esa sublimación de volátiles refleja la luz solar y esta luz solar reflejada es la causa principal de la apariencia visible de un cometa. En general los cometas presentan un albedo enrojecido respecto a los valores solares si bien este enrojecimiento varía de

un cometa a otro. Mediciones in situ para el polvo del cometa Halley indican que éste está compuesto de una mezcla de silicatos y partículas orgánicas llamadas CHON. La evaporación de las partículas CHON del polvo en la coma del cometa serían la principal fuente de la gran distribución de CO observada en éste cometa (J. B. MacPhate, PhD thesis, 1998).

A medida que el polvo se expande respecto al núcleo comienza a sufrir los efectos de la combinación de la atracción gravitatoria del Sol y de la presión de radiación. Suponiendo que todas las partículas tienen la misma densidad, la gravedad afectará a las partículas de acuerdo a su volumen y la presión de radiación de acuerdo a su área. Los granos más grandes sentirán más la gravedad por lo que serán removidos de la órbita del cometa y pasarán a regirse por el movimiento kepleriano.

Se ha calculado cual es el tamaño máximo que puede tener una partícula para poder ser eyectada por el gas de la superficie de un cometa, partículas mayores a ese tamaño serían muy pesadas como para alcanzar la velocidad de escape y volverían a caer sobre la superficie. Esta sería la explicación del manto de polvo oscuro que cubre la mayor parte de la superficie de los cometas. A su vez, posibles fracturas en esa corteza serían la explicación para la actividad localizada y para la estructura de jets que se observa en muchos de estos objetos.

Más allá de esta diferencia de estructura entre la superficie y el núcleo de un cometa se asume generalmente que el núcleo tiene una composición homogénea. Algo que refuerza esta teoría es el hecho de que estudios espectroscópicos realizados en cometas que se han fracturado no evidencian diferencias de composición antes y después de la ruptura.

El gas de la coma interactúa con la radiación solar en distintas formas. En uno de estos procesos una molécula o átomo absorbe un fotón solar y lo re-emite, como un único fotón o como una cascada de fotones en un proceso que se denomina fluorescencia y, en el caso de que el fotón emitido tenga la misma energía que el fotón absorbido el proceso se llama fluorescencia resonante.

Otros procesos usuales son la fotodisociación y la fotoionización. Generalmente cuando una especie liberada por el núcleo (partículas madre) es fotodisociada, los productos (partículas hijas) son emitidos isotrópicamente en un sistema de referencia en reposo respecto a la coma y pueden ser detectadas por fluorescencia. Si por otra parte se forma un ión este es rápidamente capturado por el campo magnético asociado con el viento solar. Estas líneas de campo envuelven la coma del cometa formando una ionosfera, donde los iones son acelerados y dejan la coma moviéndose hacia la cola del cometa. La cola de iones formada de esta manera apunta en dirección directamente opuesta al Sol. Estos iones también experimentan procesos de fluorescencia. La mayoría de las especies que constituyen las partículas madres no fluorescen en UV ni en el visible mientras que la mayoría de las partículas hijas sí. En general la cantidad de especies emitidas en la coma puede ser inferida mediante el estudio de estas partículas hijas a partir del conocimiento de los procesos físicos atómicos y moleculares que ocurren.

Si la emisión del gas es ópticamente transparente (cada fotón emitido por el gas escapa hasta el infinito sin ser re-absorbido en la coma) entonces

existe una relación simple entre el brillo de la transición observada, la eficiencia de la fluorescencia y el número integrado de moléculas a lo largo de la línea de visión, que permite calcular la densidad promedio de partículas en la columna observada.

En particular el CO es un sensor muy particular de los procesos térmicos que ocurrieron en los granos pre-cometarios. Si en algún momento durante la existencia de estos granos pre-cometarios, en las primeras épocas de formación del Sistema Solar, la temperatura hubiese superado los 25 K entonces la mayor parte del CO que se precipitó sobre los granos se hubiera sublimado y los cometas formados a partir de estos granos carecerían de esta especie.

Si por otra parte la temperatura en la región de formación de cometas se mantuvo por debajo de los 25 K, los cometas formados serían ricos en CO. Los modelos del Sistema Solar primitivo indican que estas temperaturas se habrían dado a distancias en el rango de 60 a 80 U.A.

Los cometas provenientes de la nube de Oort han mostrado ser ricos en CO, el cual puede retenerse a temperaturas mayores ( $\sim 50$  K) dentro de hielo de  $H_2O$  o en moléculas más grandes que contengan Carbono y Oxígeno. En este caso, el CO sería liberado de esta especie en la coma del cometa al destruirse estas moléculas más grandes.

Todo esto indica que las restricciones en la abundancia de CO y la distribución de CO en la coma de los cometas podrían dar una clave muy importante para el escenario de formación de los cometas en Sistema Solar.

La presencia del CO en los cometas indica que los granos a partir de los cuales estos cometas se formaron estuvieron en algún momento a muy bajas temperaturas ( $< 25$  K). El hecho de que los cometas aún retengan cantidades significativas de CO indica que durante un extenso período de tiempo no fueron expuestos a un aumento de temperatura. Esto significaría que si originalmente se formaron en la región de Urano y Neptuno entonces se pueden restringir las condiciones que había en esa región de la Nebulosa Solar, la temperatura en esa región no puede haber superado los 50 K por un período extenso de tiempo o los cometas hubiesen perdido todo su contenido de Monóxido de Carbono.

Antiguamente casi todo lo que se conocía sobre las características físicas de los cometas provenía de observaciones de objetos con distancias perihélicas moderadamente pequeñas. Esto se debía a que los cometas eran descubiertos con más facilidad cuando se encontraban relativamente brillantes y más cercanos al Sol. A su vez esta situación es la más favorable para estudiar detalles de la estructura en la coma y en la cola de los cometas.

Es sabido que el brillo de un cometa depende fuertemente de su distancia heliocéntrica dado que la mayor intensidad de la radiación solar excita los materiales que componen el cometa generándose mayor actividad.

En los últimos tiempos debido al avance de la tecnología se han ido descubriendo cometas a distancias heliocéntricas cada vez mayores.

Las primeras ideas sobre lo que era un “cometa típico” estaban sesgadas por el bias observacional anteriormente mencionado. Hoy en día se

observa que las diferencias individuales entre cometas son muy grandes, aún en el caso de cometas observados en condiciones geométricas similares. Algunos cometas son mucho más brillantes que otros, asumiéndose en principio que se debería a una diferencia de tamaños. También se ha observado que las cantidades relativas de gas y polvo en la coma y en la cola de los cometas varía de un caso a otro, lo que hace suponer variaciones en la composición química y en las características físicas del material que compone los distintos cometas.

En el caso de cometas lo suficientemente brillantes se ha detectado la presencia de emisiones provocadas por la molécula de CN aún a distancias del orden de 3 U.A. Para distancias heliocéntricas mayores se suponía que la luz proveniente del cometa se correspondería sólo a la luz solar reflejada, sin embargo se presumía que debían ocurrir emisiones moleculares aún a distancias heliocéntricas mayores.

A medida que la distancia heliocéntrica de un cometa disminuye, comienzan a producirse emisiones debido a otras moléculas:  $C_3$  y  $NH_2$  aproximadamente a unas 2 U.A., las bandas Swan del  $C_2$  aproximadamente a 1.8 U.A. y OH, NH y CH aproximadamente a 1.5 U.A.. Para distancias heliocéntricas muy pequeñas se han detectado incluso emisiones de metales: Na, Fe y Ni. Luego del pasaje por el perihelio las emisiones de  $C_2$ ,  $NH_2$  y finalmente CN comienzan a desaparecer.

El tamaño de la coma también varía con la distancia heliocéntrica. Generalmente esta presenta su mayor tamaño aproximadamente a 1.6 U.A. donde el material se volatiliza con rapidez debido a la mayor abundancia de radiación solar respecto a distancias heliocéntricas mayores.. Al disminuir la distancia heliocéntrica el incremento en la energía disponible lleva a un decrecimiento de tamaño observable de la coma dado que las moléculas se disocian a distancias menores respecto del núcleo cometario. Obviamente debe tenerse en cuenta que lo que se define como “tamaño de la coma” es una cantidad observacional muy indefinida.

Los cometas que se mueven en órbitas parabólicas no presentan diferencias físicas fundamentales con aquellos de la familia de Júpiter que se mueven en órbitas elípticas de corto periodo. Los cometas de la Familia de Júpiter se definen como aquellos cuyo periodo orbital es menor a 20 años. Generalmente los cometas de corto periodo presentan menor cantidad de polvo que aquellos que permanecen menos tiempo dentro del Sistema Solar interior, sin embargo se han observado excepciones como en el caso del cometa P/Giacobini-Zinner el cual es muy polvoriento, mientras que el cometa parabólico Burnham es fundamentalmente gaseoso. (Roemer, 1962)

Hasta el año 1989 el cometa Schwassmann – Wachmann 1 era el único objeto conocido de naturaleza cometaria cuya órbita se encuentra completamente fuera de la órbita de Júpiter. Actualmente se ha determinado que existe toda una población de objetos cuyo perihelio y semieje mayor los coloca entre las órbitas de Júpiter (5.2 U.A.) y Neptuno (30 U.A.). Esta clase de objetos son conocidos como Centauros, entre los cuales hay tres que muestran una actividad cometaria: 29P/Schwassmann – Wachmann 1, 39P/Oterma y (2060) Chiron. Esta actividad estaría indicando la sublimación de volátiles en estos cuerpos, mientras que los restantes mantienen una apariencia estelar.

En el capítulo 2 nos centraremos en las propiedades físicas y actividad observada en el cometa SW1, también se presentarán algunos de los modelos que diversos autores han desarrollado a fin de explicar su actividad tan anómala.

En el capítulo 3 se describen las observaciones realizadas del cometa y los métodos de reducción y tratamiento de imágenes.

La cuantificación del polvo se tratará en el capítulo 4, en donde se describe la técnica para cuantificar el polvo y se calculan distintos parámetros como ser la velocidad del polvo, la cantidad de polvo eyectada, el análisis de la actividad del cometa en estado quiescente y en estado de outburst.

En el capítulo 5 se realiza un estudio de los índices de color para los filtros en los cuales se tiene información, con el fin de estudiar la distribución del tamaño de las partículas de polvo.

El estudio de la morfología de los outburst se describe en el capítulo 6, utilizando mecanismos de filtrado de imágenes con especial énfasis en las posibles consecuencias sobre los mecanismos de producción de outburst en este cometa.

Finalmente en el capítulo 7 presentaremos las conclusiones, análisis y discusión del presente trabajo.

### **Cometa Schwassmann – Wachmann 1: Propiedades físicas y actividad observada**

En el año 1927, Arnold Schwassmann y Arno Wachmann del Hamburg Observatory en Bergedof, Alemania, descubrieron el cometa posteriormente llamado 29P/Schwassmann – Wachmann 1, (SW1) en unas exposiciones fotográficas tomadas el 15 de Noviembre de 1927, (Roemer, 1958). En ese momento el cometa presentaba una magnitud próxima a 13.5. y una coma prácticamente circular de unos 2' de diámetro. Los descubridores observaron que el cometa comenzó a debilitarse en brillo muy rápidamente, para el 28 de Noviembre su magnitud era de 15 y para el 1 de Diciembre había disminuido hasta 16. Para finales de Febrero de 1928 el cometa se encontraba en magnitud 17 y luego de esta fecha ya no pudo ser observado.

En el año 1931 Karl Reinmuth revisando viejas placas fotográficas encontró que el cometa aparecía en una de sus placas expuestas el 4 y 5 de Marzo de 1902, en esas imágenes el cometa presentaba una magnitud de 12.

Este cometa presenta varias particularidades. Por un lado su órbita se encuentra totalmente comprendida entre las de Júpiter y Saturno y es prácticamente circular ya que su excentricidad de 0.0449 es de las más bajas conocidas en cometas. Tiene un período orbital de 14.7 años, la inclinación de su órbita es de  $9.39^\circ$  y se mueve en un rango de distancias heliocéntricas de 5.72 U.A. a 6.26 U.A. Aparentemente esta órbita casi circular del cometa indica que el cometa lleva mucho tiempo en esa zona del Sistema Solar. La órbita se ha ido estabilizando desde la época de su descubrimiento ya que en aquél momento tenía una excentricidad de 0.15 y un período de 16.0 años. La variación de distancias heliocéntricas (Roemer, 1958) podría dar cuenta de una variación en el brillo de unas 0.6 magnitudes entre el afelio y el perihelio y de unas 1.3 magnitudes considerando las posiciones relativas respecto al Sol y a la Tierra.

Lo más sorprendente de este cometa es su enorme nivel de actividad a pesar de la gran distancia heliocéntrica a la que se encuentra. Normalmente este cometa en su estado quiescente tiene una magnitud entre 18 y 19, pero en intervalos irregulares presenta aumentos esporádicos de actividad en los cuales su brillo se incrementa hasta en 8 magnitudes. La actividad de este cometa es sin duda de la más conocidas. Se ha especulado mucho sobre los mecanismos físicos que explicarían este alto nivel de actividad, sin embargo cada outburst parece mostrar características peculiares y no se ha encontrado aún una explicación a este fenómeno. No se ha podido determinar que exista una posible correlación entre estos outburst y la actividad solar, además no existe periodicidad alguna en estos fenómenos, son totalmente irregulares y se han observado repetidas veces en lapsos de algunos meses, mientras que luego el cometa permanece inactivo durante largos periodos de tiempo, (Roemer 1962). Esto hace muy difícil planificar un estudio de los mismos ya

que se producen en intervalos de horas a días sin ninguna causa aparente que permita predecirlos.

Las primeras observaciones de este cometa se realizaban con placas fotográficas, en ellas el cometa tenía una apariencia casi estelar mostrando únicamente una coma muy tenue de unos 0.1' a 0.2'. Los outburst se desarrollaban muy rápidamente, detectándose incluso aumentos de 5 magnitudes en intervalos menores a un día, observándose un disco nebuloso rodeando al cometa el cual podía ser o no simétrico e incluso no siempre con un brillo uniforme. En algunos casos era posible medir la velocidad de expansión de esta condensación y se encontraron valores de décimas a centésimas de Km/s. En intervalos de uno o dos días esta nebulosidad era la causante de la mayor contribución del brillo del cometa el cual adquiría la apariencia de una nebulosidad amorfa más o menos redondeada haciendo invisible la observación del núcleo. Luego la nebulosidad se iba expandiendo durante algunos días, hasta el momento en que se volvía prácticamente invisible con un diámetro usual de unos 2' a 3'.

El 20 de Septiembre de 1941, N. U. Mayall obtuvo el primer espectro del cometa y en éste se observaba el espectro solar sin poder detectarse la presencia de líneas o bandas. En Enero de 1946, G.H. Herbig obtuvo nuevamente un espectro pero presentaba las mismas características que en el caso anterior. En aquel momento se supuso que dada la gran distancia heliocéntrica del cometa no era posible lograr detectar ninguna excitación molecular, (Roemer, 1958).

Trabajando también con placas fotográficas, (Roemer 1962), se observó que el 2 de Octubre de 1961 el cometa presentaba un aspecto difuso con una magnitud de 18.5, para el 12 de Octubre el cometa no pudo ser detectado a pesar de encontrarse próximo al punto estacionario de su órbita lo cual descartaba errores en la dirección de observación. Sin embargo el 15 de Octubre de 1961, se observó que la magnitud del cometa había variado y era de 15.2, el cometa presentaba el aspecto de una pequeña y brillante nebulosidad. En las noches siguientes se observó que la nebulosidad se expandía mostrando la forma de un anillo, el diámetro de la nebulosidad se incremento de 0.4' el 15 de Octubre a 2.5' el 10 de Noviembre, para esta fecha la magnitud del cometa era de 18.8. Mediciones, en estas imágenes fotográficas, de la expansión de la coma llevaron a determinar una velocidad radial de expansión de 0.1 Km/s. Las observaciones sugerían que el material de esa coma en expansión era fundamentalmente polvo que reflejaba la luz solar incidente con un ligero enrojecimiento.

Se intentaron realizar estudios de la órbita de este cometa, y se encontró que en algunos caso aparecían discrepancias de hasta 20" respecto a la órbita predicha, esto puede deberse a una mala determinación del centro de gravedad del cometa debido a la asimetría de su coma o a la posibilidad de que exista alguna correlación entre las fuerzas no gravitacionales que estos outburst ejercerían sobre el movimiento del cometa.

Se sospecha que este cometa a pesar de encontrarse a tan grandes distancias heliocéntricas mantiene una pequeña coma permanente aún en el denominado estado quiescente, nivel de mínima actividad, (Jewitt, 1990).

En general las magnitudes nucleares de los cometas se determinan cuando estos se encuentran a grandes distancias heliocéntricas por que en ese caso es de presumir que la actividad de sublimación es muy baja y que, por lo tanto lo que se observa es únicamente el núcleo. La presencia de una coma permanente en el caso del cometa SW1 impide visualizar únicamente el núcleo cometario por lo que toda medición de la magnitud nuclear del mismo debe tomarse con precaución ya que posiblemente presente contaminación debido a la coma. Esta presencia permanente de una pequeña coma es también la causa de que el período de rotación y la posición de su eje no hayan podido ser determinados con exactitud.

Las observaciones muestran que los procesos energéticos son posibles dentro de los núcleos cometarios aún a grandes distancias del Sol, sin embargo estos outburst parecen ser fenómenos superficiales ya que desaparecen completamente en intervalos de semanas. En el caso del SW1 cualquiera sea la naturaleza de lo que produce la formación de esa coma puede afirmarse que se trata de un compuesto cuya temperatura de sublimación es muy baja.

Recientemente el  $\text{CO}^+$  ha sido observado esporádicamente en este cometa ya sea durante estados de outburst o cuando el cometa se encuentra en estado quiescente lo cual parece indicar que no hay relación entre estas emisiones y los outburst. Más recientemente se ha detectado CO en la coma del SW1 con una tasa de producción lo suficientemente grande como para dar cuenta del  $\text{CO}^+$  observado e incluso para dar cuenta de la formación de la coma de polvo, (J. B. MacPhate, PhD thesis, 1998)

Por otra parte es muy difícil explicar por que otros cometas que se encuentran en esa región del Sistema Solar no presentan el mismo nivel de actividad que el SW1 como es el caso del cometa P/Oterma, (Whipple 1980).

Se presume que el SW1 es uno de los cometas más grandes del Sistema Solar, el tamaño de su núcleo se estima entre los 15 y 30 Km de diámetro y su período de rotación no ha podido ser determinado con certeza, Whipple encontró un período de 5 días, (Whipple, 1980), mientras que Meech parece haber encontrado que la rotación del cometa es más compleja y esta caracterizada por dos períodos de 15 y 32 horas, (Meech, 1993).

Con el fin de determinar la posición del eje y el período de rotación de este cometa, así como también determinar si existía alguna periodicidad en la actividad del cometa y si era posible encontrar alguna causa que la explicara, en el año 1980 se compiló un trabajo de más de 800 observaciones del cometa SW1 que abarcaban un período de 50 años lo cual corresponde a unas 3 revoluciones del cometa en torno al Sol, (Whipple 1980).

El nivel de actividad del SW1 a esas distancias heliocéntricas requiere la presencia de materiales más volátiles que el hielo de  $\text{H}_2\text{O}$  o quizás de reacciones exotérmicas a partir del hielo amorfo.

En cuanto a una posible explicación de la actividad de éste cometa, según Whipple la formación de una costra de material en la superficie, próxima a la región de la puesta del Sol en un núcleo cometario grande y de rotación lenta podría ser una explicación. Suponiendo que próximo a la superficie de

hielo amorfo ocurre la formación de una costra en el atardecer del cometa, cuando la radiación solar es demasiado débil como para continuar con la sublimación, cuando esta superficie quede nuevamente expuesta al Sol a la mañana siguiente una muy pequeña insolación de esta costra será insuficiente para continuar con la sublimación subsiguiente. Sin embargo cualquier ruptura provocada por expansiones en la superficie, impactos de pequeños meteoritos, etc., produciría la exposición de los materiales altamente volátiles que se encuentren debajo de la superficie. Partes de esta costra serán arrastradas con el flujo de gases. A partir de un área inicial pequeña la mayoría de las partículas volverían a caer. La velocidad de caída podría llegar a varios m/s, lo suficiente como para romper más costra y producir una reacción en cadena en un intervalo de algunas horas a varios días.

En este trabajo de compilación de 50 años de observaciones Whipple pretendía analizar las direcciones de las asimetrías de la coma de forma de definir un polo y un sentido de rotación.

Durante el análisis se encontraron algunas imágenes en las que aparece un doble halo en la coma, en ese caso conociendo la velocidad de expansión puede deducirse el período de rotación considerando que la separación entre los halos representa el período entre la aparición sucesiva del área activa del núcleo.

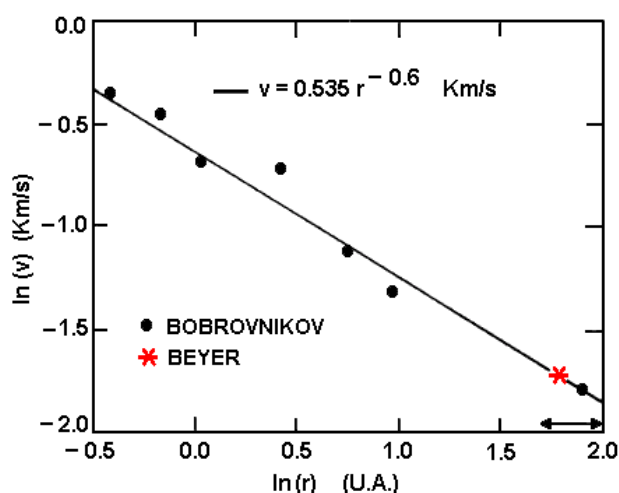
Bobrovnikov en 1954 tabuló y dedujo un modelo para la velocidad de expansión de la coma para 57 cometas en función de la distancia heliocéntrica  $R$  (U.A.), esta relación está dada por:

$$v = 535 R^{-0.6} \text{ m/s.}$$

En 1961 Beyer aplicó esta relación al SW1 (Figura 2\_1) y dado que la relación se verificaba se obtuvo una velocidad para la expansión del halo, entonces a partir del análisis de las imágenes que presentaban un doble halo Whipple dedujo un período de rotación de 5 días para el SW1.

En cuanto al análisis de los ángulos de posición de las asimetrías de la coma, Whipple consideró un modelo idealizado para explicar las posiciones de estas asimetrías tanto en el caso de eyecciones asimétricas como en el caso de jets. En base a la aplicación de este modelo a las observaciones determinó que el polo norte del cometa tenía coordenadas eclípticas  $\lambda = 280^\circ$  y  $\beta = 18.8^\circ$  con una oblicuidad de  $65.0^\circ$ .

Además determinó que el sentido de rotación era directo.



**Figura 2\_1** – Velocidad de expansión del halo vs distancia heliocéntrica.

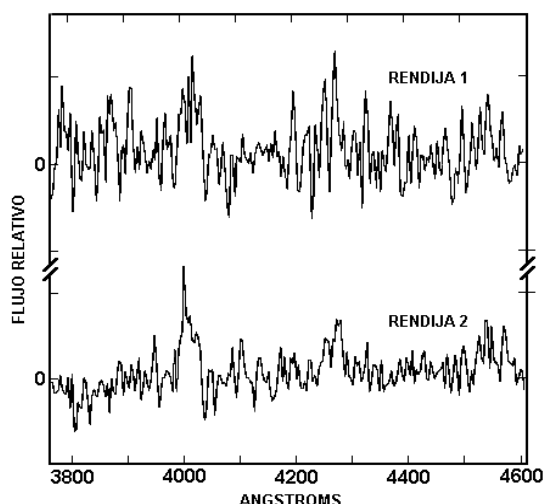
Adaptación de Whipple AJ85 - 1990

El estudio del espectro de este cometa puede ser importante para entender los procesos físicos que ocurren en él y probablemente para entender la causa que desencadena los outburst.

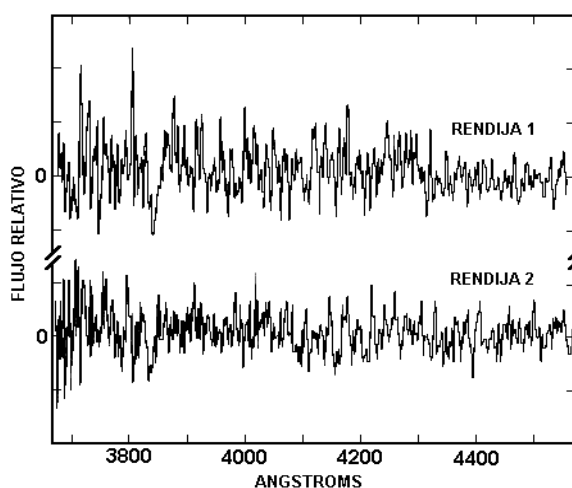
En los años 1978 y 1979 se obtuvieron espectros del SW1 cuando éste se encontraba en estado de outburst, magnitud 12 – 13, estos espectros fueron tomados durante el 26 y 27 de Noviembre de 1978, y durante el 21 y 23 de Febrero de 1979. (Cochran et. al., 1980)

Durante las observaciones de Noviembre la posición del cometa estaba dada por  $R = 6.064$  U.A. y  $\Delta = 5.326$  U.A., y los espectros fueron adquiridos con una cobertura espectral de 3500 a 6500 Å con una resolución nominal de 7 Å. En las observaciones de Febrero la posición del cometa era  $R = 6.093$  U.A. y  $\Delta = 5.351$  U.A. y la cobertura espectral fue de 3700 a 5300 Å, con una resolución de 2 Å. Los espectros calibrados obtenidos eran predominantemente de luz solar reflejada, lo cual indica que el outburst era muy rico en polvo, con una posible estructura de emisión entre 4000 y 4500 Å.

Se removió el espectro solar para estudiar mejor esas estructuras (Figura 2\_2) y se observaron claramente estructuras de emisión entre 4000 y 4050 Å y entre 4240 y 4290 Å, éstas se atribuyen a las bandas de emisión (3,0) y (2,0) del  $\text{CO}^+$ . Esta fue la primera vez que se observaron las bandas del  $\text{CO}^+$  en el espectro de este cometa. También se observaron posibles emisiones de (1,0) a 4545 Å y de (4,0) a 3872 Å también correspondientes al  $\text{CO}^+$ . En los espectros de Febrero (Figura 2\_3) no se encontró ninguna indicación de emisión.



**Figura 2\_2** – Suma de los espectros de Noviembre de 1979 menos el espectro de Calisto. Las posiciones de las bandas de  $\text{CO}^+$  son:  
(1,0) 4545 a 4568 Å, (2,0) 4252 a 4273 Å  
(3,0) 4000 a 4020 Å, (4,0) 3782 a 3799 Å



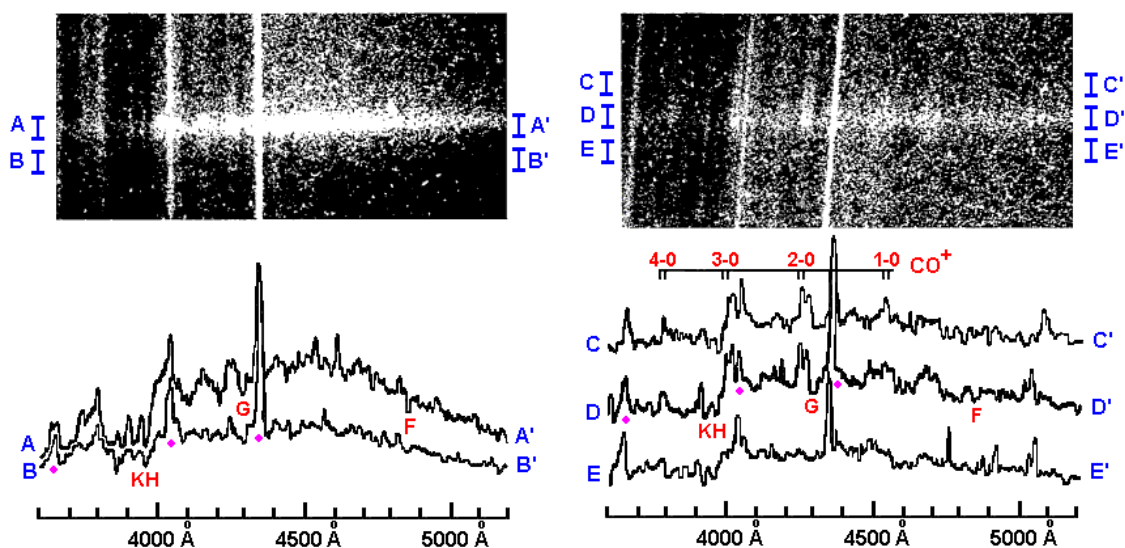
**Figura 2\_3** – Espectro de Febrero de 1979 menos el espectro de la estrella de tipo solar BD + 8° 2015

Adaptación Cochran, Cochran & Barker – AJ85 474 - 1980

La emisión observada en ese caso fue inusual pues generalmente el  $\text{CO}^+$  se observa en la cola de los cometas. No se detectó CN ni ninguna de las otras especies moleculares comunes en los cometas. Estas especies generalmente se observan primero y a distancias heliocéntricas mayores de aquellas para las que se empieza a observar la presencia de componentes de la cola. Estas observaciones estarían indicando que la molécula madre para el  $\text{CO}^+$  probablemente fuera el CO.

El 26 y 27 de Febrero de 1979 se obtuvieron espectros del SW1 cuando el cometa estaba en estado de outburst y durante el 27 de Noviembre de 1979 cuando el cometa estaba inactivo (Larson, 1980), (Figura 2\_4)

En el caso de los espectros de Febrero el cometa presentaba una magnitud de  $m_v = 13$  y el espectro mostraba básicamente el continuo solar con evidencia de  $\text{CO}^+$  en 4010 Å y en 4260 Å.



**Figura 2\_4** – Espectros observados del SW1 en Febrero de 1979 (izquierda A y B) y Noviembre de 1979 (derecha C, D y E). Las exposiciones fueron de 50 y 60 minutos respectivamente, la rendija estaba orientada en dirección E – W y tenía una longitud de 100". Emisiones artificiales de Hg están indicadas mediante puntos y las líneas de absorción de Fraunhofer debidas la reflexión solar aparecen marcadas con letras.

Adaptación Larson ApJ 238 – 1980

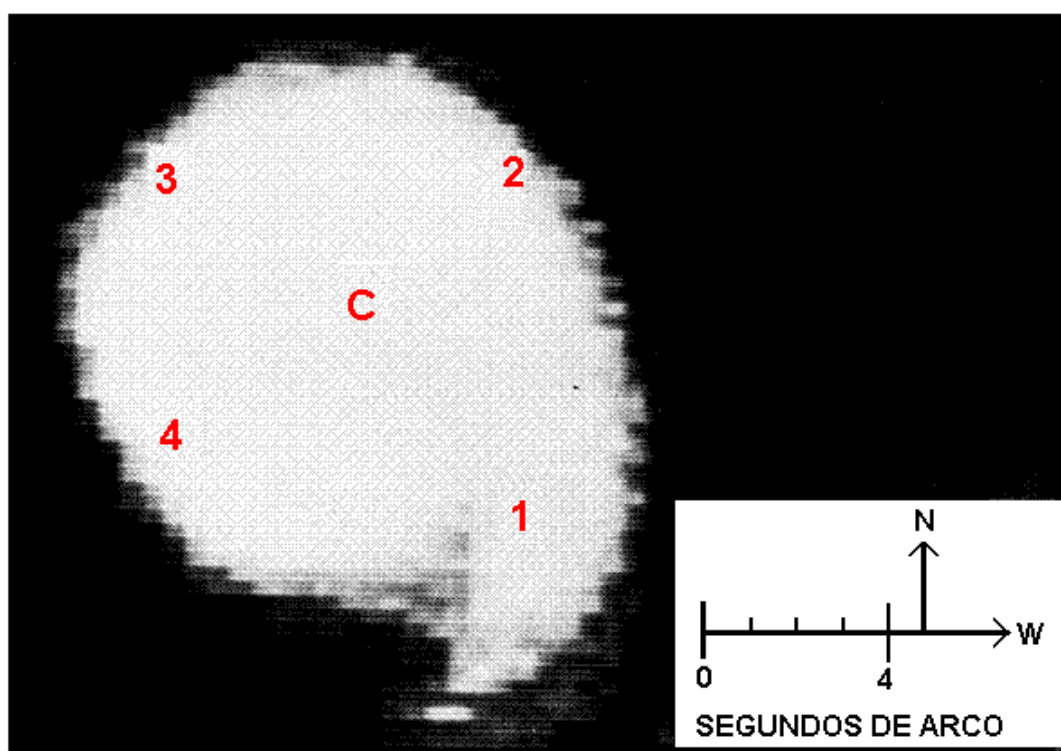
En el espectro de Noviembre el cometa estaba en estado quiescente y presentaba una magnitud  $m_v = 18$ , mostrando un continuo solar muy débil y se identifican las líneas correspondientes a las transiciones vibracionales (1–0), (2–0), (3–0) y (4–0) del  $\text{CO}^+$ .

Se suponía que el CO era la molécula madre del  $\text{CO}^+$ , pero no se sabía si había una relación entre los outburst y la emisión del  $\text{CO}^+$ . Como muchas de las observaciones espectroscópicas se realizaban poco tiempo después de ocurrido un outburst no estaba claro si la emisión de  $\text{CO}^+$  estaba relacionada con él pero no era posible detectarla pues la luz reflejada por el polvo opacaba esta emisión.

La presencia de  $\text{CO}^+$  implicaba una composición diferente para éste cometa, pues en el caso de cometas de corto período se sabe que éstos ya han sido prácticamente despojados de ciertos materiales volátiles. Es de suponer que los cometas cuyo perihelio se encuentra más allá de Júpiter hayan sido poco alterados. En ese caso la presencia de  $\text{CO}^+$  en cometas observados a grandes distancias heliocéntricas podría deberse fundamentalmente a la diferencia de abundancia de CO como resultado de la formación en distintas regiones de la nebulosa solar.

En el año 1982, se publicó un estudio de espectrometría del cometa SW1, donde se estudiaban las variaciones de índice de color del polvo de la coma y las emisiones de  $\text{CO}^+$ . (Cochran et. al., 1982)

Los espectros se obtuvieron en el intervalo Diciembre de 1980 a Febrero de 1981. En Diciembre de 1980 y Enero de 1981 el cometa estaba quiescente



**Figura 2\_5** – Fotografía del SW1 en la noche del 7 de Febrero de 1981 tomada utilizando el sistema de guía de TV del telescopio 2.7 m del observatorio McDonald. Las posiciones para las cuales se obtuvieron los espectros son las marcadas en la fotografía. También se señala la escala en segundos de arco.

Adaptación Cochran, Cochran & Barker ApJ 254 - 1982

y se tomaron espectros del “núcleo”. En las observaciones del 7 de Febrero de 1981 el cometa estaba en outburst y presentaba un brazo en forma espiral, en este caso se obtuvieron espectros del núcleo y de distintas posiciones en el brazo. (Figura 2\_5) El espectrógrafo fue configurado para cubrir el rango 3500 – 6100 Å.

Entonces el espectro del SW1 debería mostrar únicamente la luz solar reflejada por las partículas sólidas. Esa difusión puede usarse entonces para determinar la naturaleza de esas partículas sólidas y su distribución de tamaños, según la teoría de scattering de Mie.

La teoría de Mie para el scattering asume que las partículas son esféricas y que se conoce su composición. Se ha discutido que éstas condiciones asumidas no son muy razonables y distintos autores han sugerido distintos tipos de composición para estas partículas.

Si bien la mayor parte de los cometas están dominados por hielo de agua, la presencia del  $\text{CO}^+$  en SW1 parecería indicar que este cometa está dominado por  $\text{CO}_2$ . Basándose en esta conclusión se realizaron cálculos para el scattering utilizando la teoría de Mie a intervalos de 50 Å en el rango 3000 a 6500 Å. Se corrieron dos modelos, en uno de ellos las partículas son de hielo de  $\text{H}_2\text{O}$  y en el otro de hielo de  $\text{CO}_2$ .

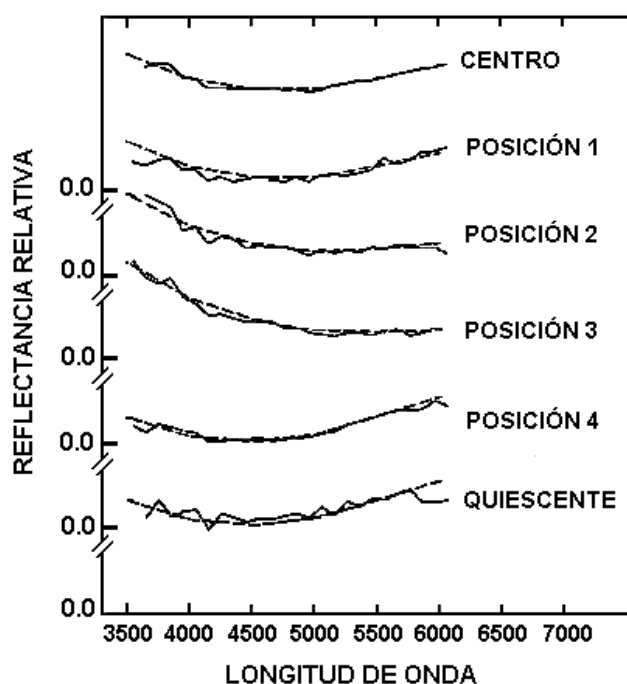
Dado que es probable que la coma del cometa sea ópticamente fina, se considera que la cantidad de luz reflejada por el cometa es proporcional al producto de la sección eficaz total de scattering y la función de fase para esa longitud de onda. La sección eficaz de scattering depende del tamaño de la partícula más que de su forma. Por otra parte la función de fase depende más de la forma de la partícula que de su tamaño. En el modelo se consideró que la función de fase es independiente de la longitud de onda.

El estado quiescente del cometa se modeló usando una distribución de partículas relativamente grandes con una pequeña varianza en el tamaño. Una de las posiciones observadas durante el outburst muestra un espectro similar al del estado quiescente pero las otras posiciones requieren agregar partículas de menor tamaño a la distribución. A medida que el outburst evoluciona es necesario continuar disminuyendo el tamaño de las partículas. Sin embargo no se observa evidencia de que esta disminución en el tamaño de las partículas se deba a la sublimación mientras se alejan del núcleo.

Por la geometría del brazo espiral, (Figura 2\_5), se deduce que el cometa estaba rotando en sentido antihorario y como se asume que éste tiene un período de 5 días era de esperar que los puntos elegidos diesen información sobre la evolución del outburst, por ejemplo la posición 1 representa el material más viejo del outburst seguido de los puntos 2 y 3. Esto permitía estudiar la distribución de tamaños de las partículas en el cometa durante el outburst.

Los valores de reflectancia relativa para el estado quiescente dieron los mismos resultados para todas las longitudes de onda. (Figura 2\_6)

En el punto 4 de la coma el color es el mismo que en el estado quiescente. Para la posición central y en los puntos 1 a 3 no era posible ajustar el modelo con partículas de un solo tamaño, por lo que se utilizó una combinación de partículas del estado quiescente a la que se iban agregando un número mayor de partículas de menor tamaño.



**Figura 2\_6** – Color observado en el SW1 en su estado quiescente y el color observado en las 5 posiciones durante el outburst del 7 de Febrero de 1981. Las líneas punteadas representan el modelo de mejor ajuste a los datos. Los parámetros del modelo para el H<sub>2</sub>O y el CO<sub>2</sub> están dados en la tabla 2\_1.

Sólo se muestra una de las curvas ajustadas ya que las curvas de ajuste para H<sub>2</sub>O y CO<sub>2</sub> son prácticamente indistinguibles.

Adaptación Cochran, Cochran & Barker ApJ 254 - 1982

Estos espectros pueden modelarse con partículas de tamaños 0.88  $\mu\text{m}$  para el caso de hielo de H<sub>2</sub>O y de 0.67  $\mu\text{m}$  para el caso de hielo de CO<sub>2</sub>, con una varianza en la distribución muy pequeña de 0.01  $\mu\text{m}$ . (Tabla 2\_1).

| A H <sub>2</sub> O |                                    |                                     |                                                           |                                       |                                        |
|--------------------|------------------------------------|-------------------------------------|-----------------------------------------------------------|---------------------------------------|----------------------------------------|
| Posición           | Partículas grandes<br>Tamaño medio | Partículas pequeñas<br>Tamaño medio | Nro. de partículas pequeñas<br>Nro. de partículas grandes | Varianza de las<br>partículas grandes | Varianza de las<br>partículas pequeñas |
| Centro             | 0.88 $\mu\text{m}$                 | 0.20 $\mu\text{m}$                  | 10.4                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 1         | 0.88                               | 0.20                                | 10.5                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 2         | 0.88                               | 0.20                                | 29.0                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 3         | 0.88                               | 0.20                                | 44.2                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 4         | 0.88                               |                                     |                                                           | 0.01                                  |                                        |
| Quiescente         | 0.88                               |                                     |                                                           | 0.01                                  |                                        |
| B CO <sub>2</sub>  |                                    |                                     |                                                           |                                       |                                        |
| Posición           | Partículas grandes<br>Tamaño medio | Partículas pequeñas<br>Tamaño medio | Nro. de partículas pequeñas<br>Nro. de partículas grandes | Varianza de las<br>partículas grandes | Varianza de las<br>partículas pequeñas |
| Centro             | 0.67 $\mu\text{m}$                 | 0.15 $\mu\text{m}$                  | 10.9                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 1         | 0.67                               | 0.15                                | 10.8                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 2         | 0.67                               | 0.15                                | 29.4                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 3         | 0.67                               | 0.15                                | 42.1                                                      | 0.01                                  | 0.02                                   |
| Posición 4         | 0.67                               |                                     |                                                           | 0.01                                  |                                        |
| Quiescente         | 0.67                               |                                     |                                                           | 0.01                                  |                                        |

**Tabla 2\_1** – Parámetros de mejor ajuste para el modelo

Adaptación Cochran, Cochran & Barker ApJ 254 - 1982

Esto parece indicar que las partículas no se subliman a medida que se mueven hacia afuera y que el material probablemente no es altamente volátil.

Que la relación de partículas de menor tamaño respecto a las de mayor tamaño se incremente indica probablemente un incremento en la actividad a medida que el outburst evoluciona.

Típicamente el cometa presenta un aumento de 5 magnitudes durante los outburst, esto significa que la sección eficaz de scattering aumenta en un factor de 100. Por lo que se sabe el radio del núcleo del cometa estaría entre 6.4 y 38 Km, lo cual implica una sección eficaz entre  $1.3 \times 10^2 \text{ Km}^2$  y  $4.5 \times 10^3 \text{ Km}^2$ . Para partículas de  $0.88 \mu\text{m}$  un incremento en la sección eficaz de 100 significa que hay entre  $5.4 \times 10^{21}$  y  $1.9 \times 10^{23}$  partículas, el volumen de estas estaría entre  $1.5 \times 10^{10}$  y  $5.4 \times 10^{11} \text{ cm}^3$  por lo cual el cometa podría pasar por un total de  $4 \times 10^8$  outburst antes de agotarse totalmente.

En el caso de tratarse de partículas de menor tamaño la cantidad de outburst posibles daría aún mayor. O sea que en los 56 años que se lleva observando este cometa la cantidad de masa que ha perdido es casi despreciable.

Las detecciones de  $\text{CO}^+$  en este cometa nunca han mostrado emisiones muy fuertes. Además estas emisiones no siempre están presentes y han sido detectadas tanto cuando el cometa está en outburst como cuando no.

| Fecha       | $\text{CO}^+$ emisión? | Outburst / Quiescente | Referencia                    |
|-------------|------------------------|-----------------------|-------------------------------|
| 1978 Nov 26 | Si                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1978 Nov 27 | Si                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1979 Feb 15 | No                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1979 Feb 21 | No                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1979 Feb 22 | No                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1979 Feb 23 | No                     | Outburst              | Cochran, Barker, Cochran 1980 |
| 1979 Feb 26 | ?                      | Outburst              | Larson 1980                   |
| 1979 Feb 27 | ?                      | Outburst              | Larson 1980                   |
| 1979 Feb 28 | ?                      | Outburst              | Borngen 1979                  |
| 1979 Nov 17 | Si                     | Quiescente ?          | Degewij & Tedesco 1981        |
| 1979 Nov 27 | Si (fuerte)            | Quiescente            | Larson 1980                   |
| 1980 Ene 12 | Si                     | Outburst              | Larson 1981                   |
| 1980 Mar 18 | Si                     | Outburst              | Larson 1981                   |
| 1980 May 4  | Si                     | Quiescente            | Spinrad 1981                  |
| 1980 May 5  | Si                     | Quiescente            | Spinrad 1981                  |
| 1980 Dic 8  | No                     | Outburst ?            | Spinrad 1981                  |
| 1980 Dic 11 | Si                     | Quiescente            | Este trabajo                  |
| 1980 Dic 15 | No                     | Quiescente            | Este trabajo                  |
| 1980 Dic 16 | No                     | Quiescente ?          | Larson 1981                   |
| 1981 Ene 3  | Si                     | Quiescente            | Este trabajo                  |
| 1981 Ene 4  | No                     | Quiescente            | Este trabajo                  |
| 1981 Ene 10 | Si                     | Quiescente            | Este trabajo                  |
| 1981 Feb 7  | No                     | Outburst              | Este trabajo                  |
| 1981 Mar 30 | Si                     | Outburst              | Larson 1981                   |

**Tabla 2\_2** – Observaciones espectroscópicas del cometa SW1

Adaptación Cochran, Cochran & Barker ApJ 254 - 1982

Se ha especulado mucho sobre cuál podría ser la causa de la emisión del  $\text{CO}^+$  en un cometa que se encuentra tan lejos del Sol. La fotoionización del CO no sería una causa probable a esas distancias heliocéntricas. La información en la Tabla 2\_2 sugiere que no hay una relación entre la emisión del  $\text{CO}^+$  y los outburst. Se observa que cualquiera sea el mecanismo que regule la presencia del  $\text{CO}^+$  es capaz de encenderlo y apagarlo en una escala

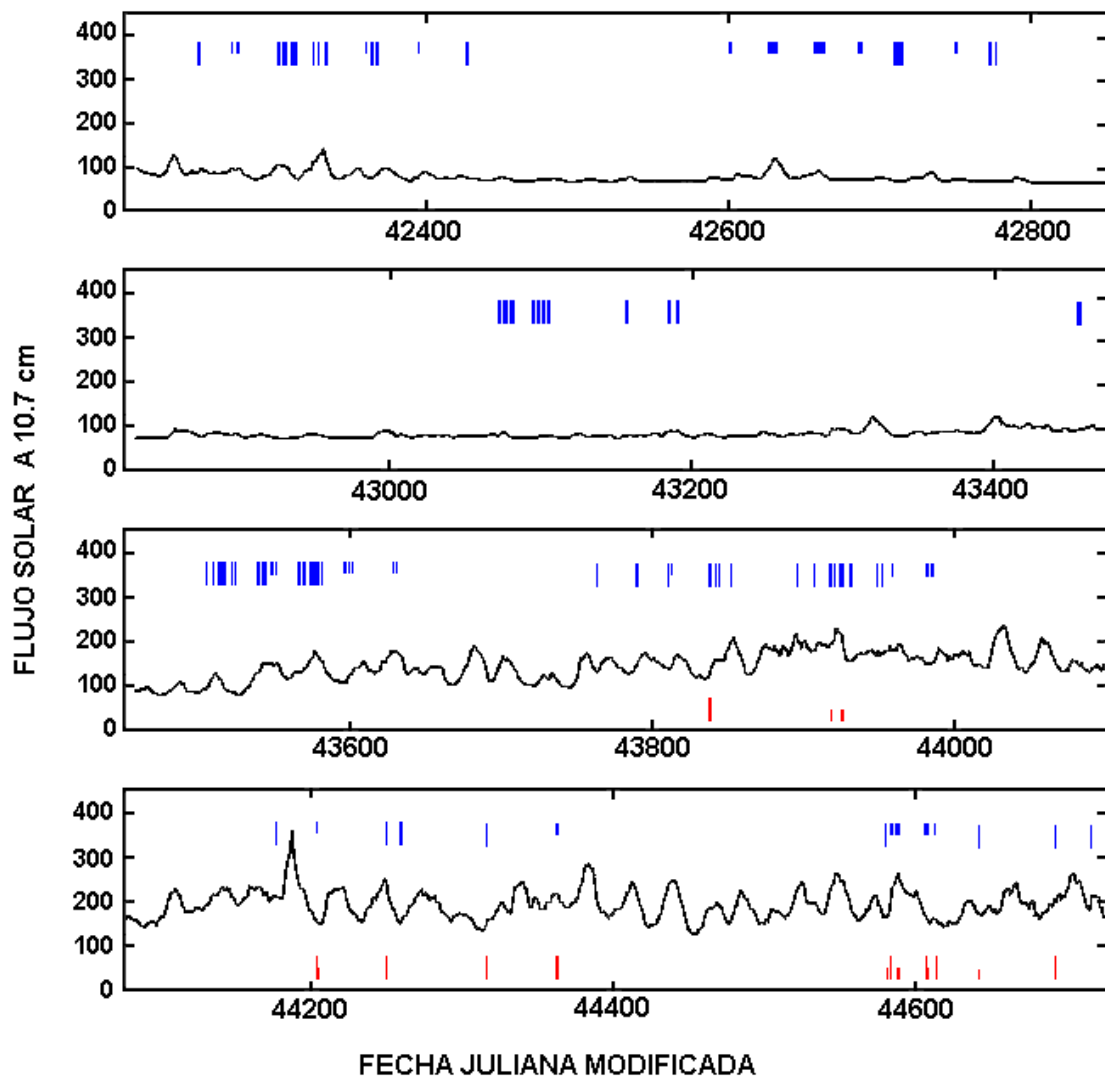
de tiempo muy corta. Podría ocurrir que el mecanismo que produce el  $\text{CO}^+$  se apaga rápidamente, luego el flujo de gas hace que la densidad de la columna de  $\text{CO}^+$  sea muy pequeña como para que se detecte su presencia pasados uno o dos días. Otra posible explicación sería la de que el  $\text{CO}^+$  se produce en forma continua pero que a su vez existe un mecanismo que lo va destruyendo.

El hecho de que las emisiones de  $\text{CO}^+$  se enciendan y apaguen tan rápidamente permite eliminar ciertos efectos como desencadenantes del proceso. No hay una emisión preferencial relacionada con el ángulo de fase respecto al Sol, ya que en las observaciones de Diciembre de 1980 el ángulo de fase era casi siempre el mismo y sin embargo el  $\text{CO}^+$  estaba presente solo en algunas ocasiones. El ángulo de fase rotacional tampoco parece ser un mecanismo desencadenante ya que comparando las observaciones de Diciembre y Enero se ve que el  $\text{CO}^+$  a veces está presente y a veces no. Durante ese lapso de tiempo las distancias del cometa al planeta Júpiter y al Sol no varían casi nada, lo cual también descarta una cuestión de configuración geométrica como posible causa.

Otra posible razón a considerar podría ser la actividad solar, pero a la distancia a la que se encuentra el SW1 la fotoionización del CO no es un factor importante aunque podría suponerse que en los casos de actividad solar extrema este mecanismo se volviera importante, sin embargo tampoco se ha encontrado una correlación entre estos efectos

En la Figura 2\_7 se observa un gráfico de la actividad solar desde Julio 1974 a Abril 1981, por encima de la curva, las barras verticales largas corresponden a observaciones del cometa cuando este se encontraba en outburst y las barras verticales cortas corresponden a observaciones en las cuales el cometa se encontraba en estado quiescente; las barras verticales por debajo de la curva corresponden a observaciones espectroscópicas, las barras largas al caso en que se detectó  $\text{CO}^+$  y las barras cortas a los casos en que no se lo detectó.

Si las partículas del viento solar fuesen las causantes de la actividad cometaria sería de esperar que existiese un intervalo de retardo de un mes entre la actividad solar y la presencia del  $\text{CO}^+$ . Los fotones solares alcanzan al SW1 en un intervalo de 1 hora. Sin embargo no se observa ninguna correlación entre la actividad solar y la presencia del  $\text{CO}^+$ , o en todo caso los intervalos no son coincidentes y si bien los tiempos de retardo no tiene por que ser exactamente coincidentes no tiene sentido que los intervalos entre el aumento de actividad solar y la detección de presencia de  $\text{CO}^+$  sean variables.



**Figura 2.7** – Curva del flujo solar a 10.7 cm desde Julio de 1974 hasta Abril de 1981. Las observaciones de outburst se denotan con una barra vertical larga por encima de la curva y las observaciones del cometa en estado quiescente se denotan con una barra vertical corta por encima de la curva.

Las barras verticales por debajo de la curva representan observaciones espectroscópicas: las barras largas denotan la detección de emisión de  $\text{CO}^+$ , las barras cortas corresponden a la ausencia de dicha emisión.

Adaptación Cochran, Cochran & Barker ApJ 254 - 1982

Por otra parte también puede descartarse que los outburst sean causados por una fuerte actividad solar ya que por ejemplo durante el extenso lapso de mínima actividad solar comprendido ente 1974 y 1975 se observa que la actividad de SW1 no disminuyó.

Estas posibles correlaciones también deben tomarse con precaución ya que generalmente éste cometa tiende a ser observado cuando se encuentra en oposición y por lo tanto existe un gran período de su órbita para la cual no existe información y por otra parte, suele ocurrir que cuando en una observación no se detecta actividad esos datos no son publicados y en realidad

no puede saberse si es que el cometa estaba en estado quiescente o si se encontraba en un outburst muy poco intenso.

Si bien muchos cometas muestran actividad debido a la forma de sus órbitas, el caso del SW1 en el cual los outburst están desconectados de la forma de la órbita, presenta un caso único para investigar la naturaleza de estos fenómenos.

La detección del  $\text{CO}^+$  en este cometa llevó a proponer nuevas teorías respecto a la posible causa de la actividad anómala de este cometa. En 1982, J. Cowan y M. A'Hearn (1982) realizaron un trabajo en el cual proponían que los outburst observados en el cometa SW1 podían producirse sin el requerimiento de un almacenamiento de energía como habían propuesto otros autores. Presentaron estimaciones revisadas sobre la masa total y la energía cinética que se liberan en un outburst típico y demostraron que la masa total de los granos es comparable a la masa de gas vaporizada según se infiere de las observaciones de  $\text{CO}^+$  en este cometa.

Estos autores propusieron como modelo para los outburst un equilibrio simple entre la vaporización del  $\text{CO}_2$  o del CO que repentinamente quedase expuesto en un núcleo formado principalmente de  $\text{H}_2\text{O}$ . Según sus cálculos para la variación de vaporización con la fase rotacional estos mecanismos podrían dar cuenta de los outburst observados.

Respecto al modelo planteado por Whipple, estos autores indican que si bien es posible que las pequeñas piezas de la corteza fuesen eyectadas, aunque volviesen a caer sobre la superficie del cometa esto no garantizaría un mecanismo de corte del outburst, o sea que no sería posible explicar que los outburst no ocurriesen en forma continua.

En 1955 Whitney había planteado un modelo en el que sugería la existencia de bolsones de gases volátiles, en este caso  $\text{CH}_4$ , almacenados debajo de la superficie hasta que la presión creciera lo suficiente como para romper el hielo que lo rodea. Respecto a este modelo la principal crítica es la de que se requiere para ello que la energía se acumule durante un lapso significativo de tiempo hasta que la presión sea suficiente para desencadenar fenómenos explosivos.

Las emisiones de  $\text{CO}^+$  podrían ser el resultado de la vaporización no explosiva de bolsones de hielo de  $\text{CO}_2$  o de CO envueltos en hielo de agua, el cual es menos volátil; este mecanismo podría producir los outburst observados. Este modelo es similar al de Whitney pero con bolsones de especies más volátiles que no involucran al  $\text{CH}_4$  y no requieren de la acumulación de energía seguida de una reacción explosiva.

Hay un gran número de características observacionales en los outburst que fueron consideradas relevantes en el modelo planteado:

1 – los outburst parecen ocurrir en regiones localizadas del núcleo cometario e incluso parecen ser recurrentes en la misma localización para diferentes rotaciones del núcleo. El análisis de Whipple de la recurrencia de los outburst

usando fotografías de la coma, lo cual le permitió deducir un periodo de rotación de unos 5 días, daría una fuerte confirmación a la sugerencia de que los outburst están bien localizados en la superficie del cometa y de que existen ciertas zonas activas.

2 – la velocidad de expansión del material en los outburst según la relación de Bobrovnikov (Figura 2\_1) para el caso de SW1 sería de 0.187 Km/s. Estas velocidades de expansión no parecen estar de acuerdo con una fuente explosiva como causa del outburst, a no ser que la explosión aporte poca energía cinética disipándose la mayor parte de ésta en romper la corteza de partículas en la superficie. Por otra parte, la velocidad de expansión observada en este cometa es menor que las velocidades térmicas esperadas para la sublimación del CO<sub>2</sub> a dichas distancias heliocéntricas y es aproximadamente la mitad de la velocidad correspondiente a la sublimación de H<sub>2</sub>O a esa distancia.

3 – el espectro del cometa durante un outburst muestra principalmente un continuo lo cual sugiere que la mayor parte del material son partículas sólidas, o sea polvo, de una composición no especificada.

Un modelo propuesto por Whitney (1955) utilizaba las magnitudes visuales para estimar la masa total de los granos y la energía cinética para un outburst típico. Utilizando una adaptación de dicho modelo es posible calcular la masa total de los granos, M, de la siguiente manera:

$$\log M = 17.52 - \log \frac{\rho s p_c}{p \phi(\alpha)} - 0.4m$$

donde m es la magnitud absoluta de un outburst típico, p<sub>c</sub> es el albedo geométrico de Ceres, p y  $\phi(\alpha)$  son el albedo geométrico y la función de fase del cometa, s es el radio del grano y  $\rho$  su densidad.

Las mediciones de color de los granos en un outburst (Cochran 1982) indican que los granos son de tamaños de submicrones. La densidad de estas partículas no se conoce pero se supone que se trata de granos muy porosos lo cual sugiere una densidad de 0.1 a 1.0 gr/cm<sup>3</sup>. Como este cometa siempre es observado a pequeños ángulos de fase, la función de fase puede tomarse como 1. El albedo geométrico de estas partículas tampoco es conocido.

A efectos de estimar la masa se asumen los siguientes valores:  $\rho = 0.3 \text{ g/cm}^3$ ,  $s = 3 \times 10^{-5} \text{ cm}$ ,  $p_c/p = 0.3$  y  $m = 4.5$ .

En base a estos valores Cowan y A'Hearn estimaron una masa total de los granos de  $M = 1.4 \times 10^{10} \text{ g}$ .

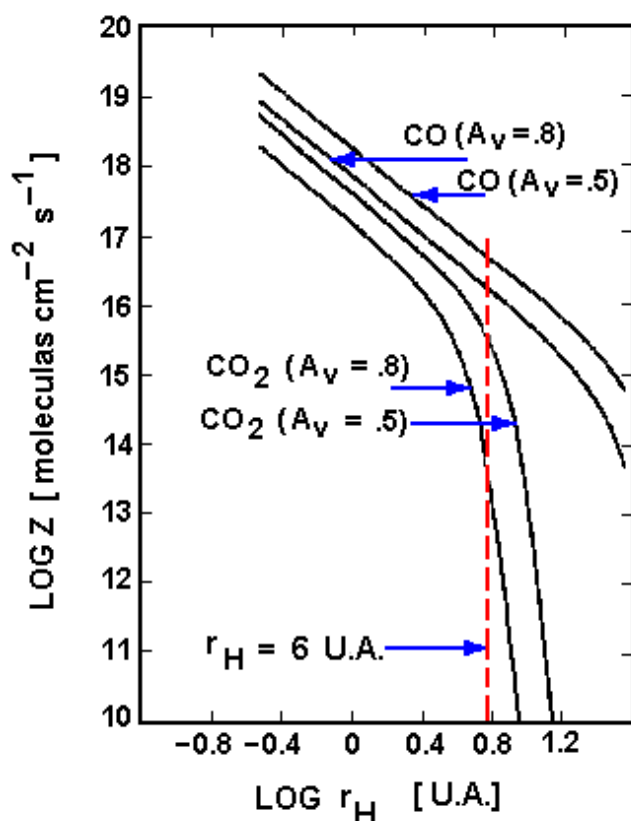
A su vez, suponiendo una velocidad de expansión de 0.19 Km/s estimaron una energía cinética total de  $3 \times 10^{18} \text{ erg}$ .

Mediante un cálculo simplificado de la fluorescencia para la banda (3,0) la luminosidad total en la banda sería:  $L = 0.0062 N R^{-2}$  (fotones/s) donde N es el número de iones de CO<sup>+</sup> y R la distancia heliocéntrica, (Cochran, 1980).

Aplicando esto a las observaciones de Cochran se obtiene un número total de iones de  $\text{CO}^+$  de  $3 \times 10^{30}$  o sea una masa total de  $2 \times 10^{18}$  g. Se supone que el número podría ser un poco mayor pero de cualquier modo se deduce que hay una gran masa de  $\text{CO}^+$  en el cometa que posiblemente provenga de CO o de  $\text{CO}_2$  en el núcleo.

Si bien existe cierta incertidumbre en ambos valores, el hecho relevante parece ser que la masa de gas es del mismo orden que la masa de los granos, todos estos resultados observacionales sugieren un modelo de outburst basado en la vaporización en equilibrio de bolsones de CO o de  $\text{CO}_2$ .

Existen varios modelos de ecuaciones para la vaporización, en este caso los autores utilizan el modelo de Delsemme y Miller (1971).



**Figura 2\_8** – Tasas de vaporización para el núcleo de un cometa de  $\text{CO}_2$  y de CO en función de la distancia heliocéntrica.

Todas las curvas están promediadas sobre la superficie de un núcleo que rota rápidamente con el eje de rotación perpendicular al plano de la órbita y que tiene albedo en el infrarrojo = 0.0 y albedo visual = 0.5. La línea punteada vertical indica la distancia heliocéntrica del cometa P/SW1 para los outburst observados recientemente.

Adaptación de Cowan & A'Hearn – Icarus 50 - 1982

En la Figura 2\_8 se observa la vaporización en función de la distancia heliocéntrica, se asume un modelo de núcleo que rota rápidamente con el eje de rotación perpendicular al plano orbital con albedo visual de 0.5 y el albedo infrarrojo de 0.0, la tasa de vaporización se promedia sobre toda la superficie de un núcleo con estas características.

Se observa que los hielos se comportan de maneras muy distintas a la distancia heliocéntrica a la cual se encuentra el cometa SW1. El  $\text{H}_2\text{O}$  tiene una tasa de vaporización que varía muy fuertemente con la distancia heliocéntrica (no se muestra en la gráfica) pero que a su vez es tan pequeña en términos absolutos que puede considerarse despreciable. El  $\text{CO}_2$  tiene un punto de inflexión justo a la distancia en que se encuentra el cometa, pero a partir de este punto tiene una variación con mucha pendiente en relación con la distancia heliocéntrica. El CO tiene un comportamiento que se aproxima más a

$R^{-2}$ , pues es mucho más volátil que el  $CO_2$  y toda la energía solar es utilizada en su vaporización.

La comparación de estas curvas sugiere que un bolsón de hielo de  $CO_2$  en un núcleo formado fundamentalmente de  $H_2O$  podría ser la causa de los outburst si el  $CO_2$  quedase expuesto a la superficie.

Las grandes variaciones de temperatura entre el día y la noche en la superficie del cometa podrían causar que el outburst se encienda y se apague en un intervalo de tiempo mucho menor que el período de rotación del núcleo (5 días). Como el CO es más volátil no se enciende y apaga tan abruptamente como el  $CO_2$ .

Para la construcción del modelo, los autores aplican la ecuación de balance energético para estudiar la vaporización en el ecuador de un núcleo con las características anteriormente mencionadas en función del tiempo incluyendo los efectos de conductividad térmica hacia el interior.

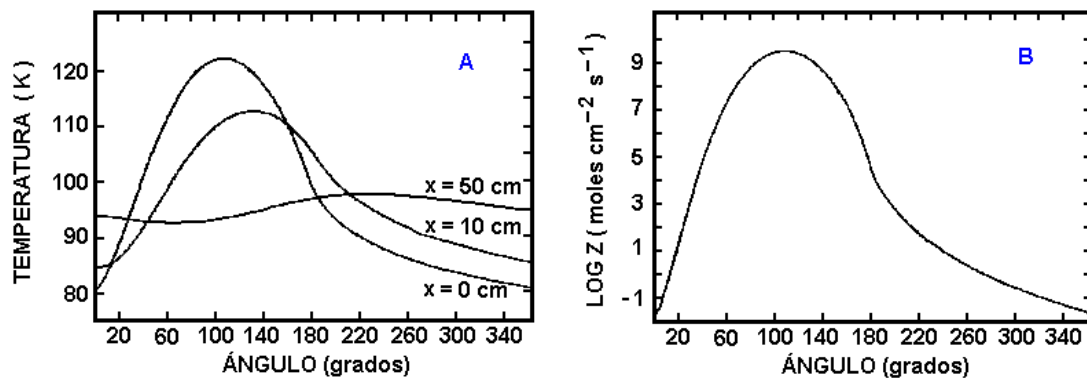
Se asume una distribución arbitraria inicial de temperatura con la profundidad que es constante y próxima a la temperatura de equilibrio para esas distancias heliocéntricas, se utilizan valores de 90 K y 110 K y se evalúa la temperatura en intervalos de 1 cm hasta una profundidad de 10 m.

Se considera el instante  $t = 0$  como el de la salida del Sol y se evalúa la variación de la temperatura en el interior y en la superficie.

En un primer modelo, Figura 2\_9, se asume que el núcleo cometario es de hielo de  $H_2O$ , y se consideran valores de albedo visual 0.5 y albedo en IR de 0.0.

Se graficaron los perfiles de temperatura en la superficie y a profundidades de 10 y 50 cm, y la tasa de vaporización en la superficie una vez alcanzado el equilibrio.

Se observa que la variación de temperatura superficial presenta una amplitud de 42 K. La tasa de vaporización varía en ordenes de magnitud pero el pico de vaporización es muy pequeño comparado con lo observado típicamente en cometas y por lo tanto no sería observable.



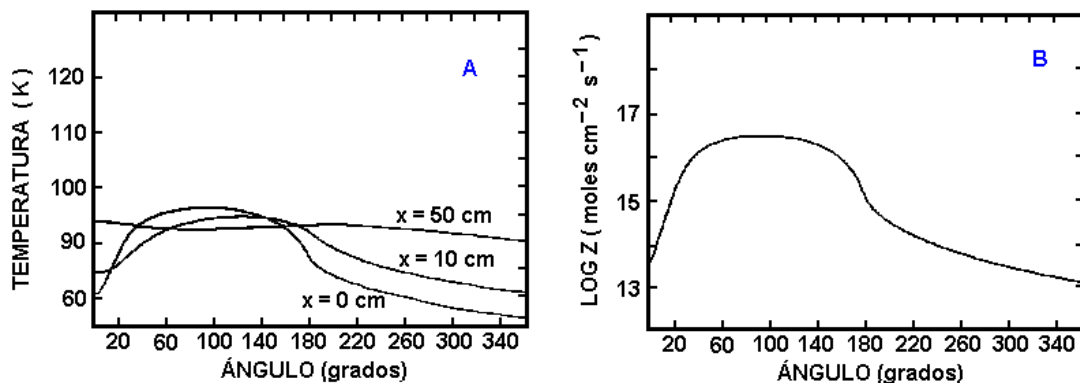
**Figura 2\_9** – El gráfico A muestra la variación de la temperatura con el ángulo de fase rotacional en el ecuador de un núcleo de  $\text{H}_2\text{O}$  rotando con un período de 5 días a una distancia heliocéntrica de 6 U.A.. Las temperaturas se muestran para varias profundidades  $x$  (cm) por debajo de la superficie. Al incrementarse la profundidad la amplitud decrece y el retraso en el ángulo aumenta.

La temperatura a grandes profundidades ( $> 10$  cm) era de 90 K. El ángulo de fase rotacional  $0^\circ$  corresponde al momento de la salida del Sol y el eje de rotación es perpendicular al plano de la órbita. Los albedo visual e infrarrojo son de 0.5 y de 0.0 respectivamente.

La gráfica B muestra la variación correspondiente de la tasa de vaporización en la superficie.

Adaptación Cowan & A'Hearn Icarus 50 - 1982

En un segundo modelo, Figura 2\_10, se cambia la superficie de  $\text{H}_2\text{O}$  por  $\text{CO}_2$  el cual queda repentinamente expuesto al momento de la salida del Sol, el interior del cometa se sigue asumiendo de  $\text{H}_2\text{O}$ .



**Figura 2\_10** – Outburst de  $\text{CO}_2$ . La gráfica A muestra la temperatura a varias profundidades y la gráfica B muestra la vaporización superficial de un bolsón de  $\text{CO}_2$  el cual queda expuesto en el instante del comienzo de la primera rotación (corresponde a la salida del Sol) con las condiciones de equilibrio para el  $\text{H}_2\text{O}$  del modelo anterior.

Adaptación Cowan & A'Hearn Icarus 50 - 1982

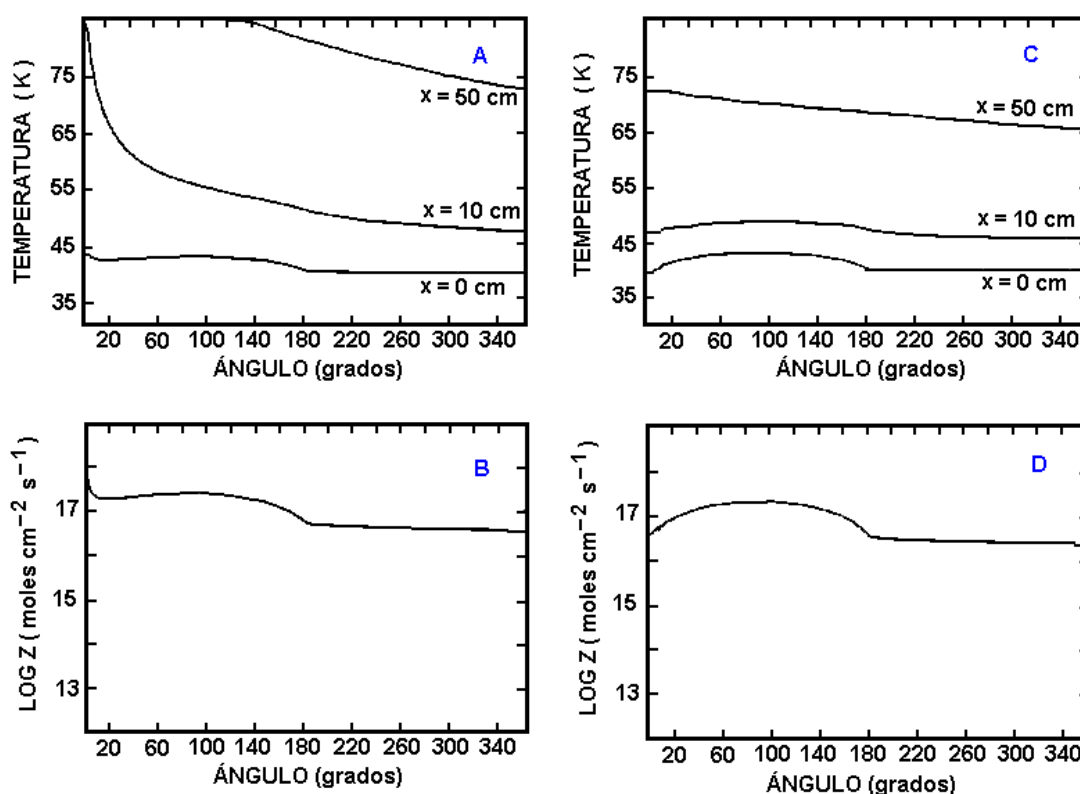
En este caso se observa que ocurre un outburst en el que la tasa de vaporización es 7 ordenes de magnitud mayor que en el caso del  $\text{H}_2\text{O}$ . Como la vaporización de  $\text{CO}_2$  acarrea mucho más calor la amplitud de temperatura se reduce en un factor de 2. En las subsecuentes rotaciones del núcleo los outburst se reducen respecto a la primera rotación en la cual queda expuesto el  $\text{CO}_2$  y así continua hasta que el núcleo ajusta su distribución interna de temperatura a la nueva condición de equilibrio.

La vaporización total durante la primera rotación en la que el CO<sub>2</sub> queda expuesto es de  $3.7 \cdot 10^{21}$  moléculas/cm<sup>2</sup>, ocurriendo la mayor parte próximo al mediodía, la vaporización durante la noche es 2 ordenes de magnitud menor lo cual indicaría un corte abrupto en el outburst.

Finalmente se cambia el CO<sub>2</sub> por CO, Figura 2\_11. Como el CO es mucho más volátil que el CO<sub>2</sub> y como hay una importante conducción de calor desde el interior durante la noche, la variación diurna de temperatura es menor que en el caso del CO<sub>2</sub>.

La vaporización durante el día es sólo un factor 5 veces mayor que durante la noche, o sea que el outburst no se corta tan abruptamente como en el caso del CO<sub>2</sub>. La temperatura superficial permanece siempre por debajo de la temperatura en el interior aún para una rotación entera, esto indica que el núcleo se encuentra lejos de una condición de equilibrio.

En una segunda rotación se observa que la vaporización del CO disminuye.



**Figura 2\_11** – Outburst de CO. La gráfica A muestra la temperatura a varias profundidades y la gráfica B muestra la vaporización superficial de un bolsón de CO el cual queda expuesto en el instante del comienzo de la primera rotación (correspondiente a la salida del Sol) con las condiciones de equilibrio para la temperatura usadas en el modelo de H<sub>2</sub>O de la figura 2\_9. Las gráficas C y D muestran las rotaciones subsecuentes a las mostradas en las gráficas A y B.

Adaptación Cowan & A'Hearn Icarus 50 - 1982

Los resultados del modelo de H<sub>2</sub>O coinciden con los de otros autores, aunque la amplitud de temperatura es mayor pues se está considerando distancias heliocéntricas mayores y en ese caso la mayor parte de la radiación solar va a ser re-radiada en lugar de usarse para la vaporización.

Si se considerara la opacidad de la coma la amplitud de temperatura sería menor, pero en el caso del SW1 esta opacidad es despreciable antes de un outburst por lo que no es necesario considerar ese efecto.

La cantidad de  $\text{CO}_2$  o CO expulsada durante un outburst es del orden de  $1.5 \times 10^{32}$  moléculas. Un bolsón de  $\text{CO}_2$  produciría esa cantidad si tuviese una tasa expuesta de  $4 \text{ Km}^2$  y en el caso del CO si tuviese  $0.4 \text{ Km}^2$ , en ambos casos la superficie es pequeña en comparación a la superficie total del núcleo.

Si bien el modelo es muy simplificado es posible suponer que el  $\text{H}_2\text{O}$ , el  $\text{CO}_2$  y el CO se encuentren mezclados de forma no uniforme y que los outburst ocurren cuando el  $\text{CO}_2$  se vuelve suficientemente abundante como para controlar la vaporización. Esta vaporización no ocurriría directamente en la superficie pues los materiales más volátiles sin duda se encuentran en las capas por debajo de la superficie.

La idea de Whipple de que la presión del gas rompe la superficie no podría aplicarse al caso del  $\text{CO}_2$  ya que aún si el  $\text{CO}_2$  en estado gaseoso se expandiera en un factor de 10 respecto al volumen del hielo de  $\text{CO}_2$ , la presión parcial del gas excedería la presión de vapor para temperaturas mayores a 200 K y esta temperatura nunca aparece en los modelos. O sea que el  $\text{CO}_2$  debe permanecer en estado sólido dentro del núcleo del cometa.

En el caso del CO para una densidad de  $0.5 \text{ gr/cm}^3$  la presión de vapor excede la presión del gas a una temperatura de 150 K, la presión del gas excede la presión de vapor en un factor de 6 y entonces una expansión moderada del gas permitiría que el CO debajo de la superficie se vaporizara. Estas presiones son del orden de la necesaria para producir una fractura en la capa de hielo de  $\text{H}_2\text{O}$  y por lo tanto sería posible que el CO de las capas subsuperficiales se vaporice fracturando la capa de hielo.

Otro mecanismo probable para producir fracturas en la superficie y exponer capas internas sería el de una contracción y expansión diferencial. En la Figura 2\_9 se ve que las fluctuaciones de temperatura diurna exceden en 25 K las de una capa 10 cm por debajo, esto podría llevar a una fractura en la superficie con lo cual se incrementaría el área efectiva de vaporización. Como esta área estaría rodeada de  $\text{H}_2\text{O}$  a temperaturas mayores, la temperatura de la superficie expuesta y la tasa de vaporización podrían ser mayor que en los cálculos anteriores.

Una de las limitaciones de este modelo es que no es posible dar una explicación para un mecanismo de frenado de estos outburst ya que según este modelo éstos serían recurrentes en cada rotación. El mecanismo se frenaría cuando los bolsones de CO o  $\text{CO}_2$  se acaben y a no ser que estos bolsones sean muy pequeños eso ocurriría luego de varias rotaciones.

Un mecanismo probable de frenado sería uno en donde las partículas de hielo de  $\text{H}_2\text{O}$ , que son más grandes, no fuesen totalmente arrastradas por el flujo de gas, entonces como la vaporización del  $\text{CO}_2$  y en menor medida la del CO, disminuyen durante la noche, estas partículas grandes que no fueron tan aceleradas como para alcanzar la velocidad de escape ( $\sim 10 \text{ m/s}$  para el caso de  $\rho = 0.5 \text{ g/cm}^3$  y  $R = 20 \text{ Km}$ ) caerían nuevamente en la superficie creando una capa aislante. Este mecanismo también podría ser auxiliado por la creación de una capa aislante de partículas refractarias que caerían sobre la superficie.

Luego esta capa aislante con una mezcla de hielo de  $H_2O$  y material refractario podría vaporizarse nuevamente y se produciría un nuevo outburst en el mismo lugar.

Con este mecanismo de caída del  $H_2O$ , la simple vaporización de CO o de  $CO_2$  sería capaz de explicar los outburst observados en el este cometa.

La exposición del CO o de  $CO_2$  se produciría ya sea por la vaporización de las capas superficiales de  $H_2O$  que lo rodean o por la fractura de estas capas debido a las grandes variaciones térmicas entre el día y la noche

El mecanismo de caída del  $H_2O$  es más probable que suceda en el caso que se tratase de un bolsón de  $CO_2$  ya que este mecanismo sería más eficiente dada la mayor variación diurna en la tasa de vaporización. Si fuera el caso de un bolsón de CO, el mecanismo de fractura diferencial sería el más probable para iniciar un outburst pues dada su gran volatilidad sería suficiente un bolsón de pequeño tamaño para producir los outburst observados.

En conclusión para Cowan y A'Hearn el cometa tiene una estructura heterogénea con bolsones de pequeña escala, en los que el CO o el  $CO_2$  son anormalmente abundantes, y no sería necesario recurrir a fuentes adicionales de energía para explicar los outburst.

Por otra parte, en base al análisis fotométrico de imágenes del SW1 Jewitt llegó a la conclusión de que este cometa se encuentra continuamente activo (Jewitt 1990). Este autor propone un modelo que daría una explicación tanto a la presencia de la coma permanente como a los fenómenos esporádicos de los outburst. La existencia de esta coma persistente permitiría proveer nuevas claves respecto al origen de los espasmódicos outburst del SW1.

Según éste autor la sublimación de la superficie activa desentierra continuamente el material volátil subsuperficial exponiéndolo directamente al calentamiento solar y haciéndolo disponible para impulsar los outburst esporádicos. Los candidatos más probables para este material expuesto serían ciertos volátiles o hielo amorfo.

Jewitt sugiere que el flujo gaseoso del SW1, incluyendo los outburst espasmódicos y la coma permanente son cualitativamente consistentes con la presencia de hielo amorfo cercano a la superficie en el núcleo.

Especulando con la posibilidad de que el cometa esté compuesto por gran cantidad de hielo amorfo y que el calentamiento solar hubiese transformado una capa superficial (una costra) en hielo cristalino, argumenta que la sublimación local de esta costra de hielo cristalino produce la coma permanente y eventualmente deja expuestas las capas subsuperficiales de hielo amorfo al calentamiento solar. La transformación exotérmica del hielo amorfo expuesto produce un outburst y simultáneamente sella nuevamente la costra. O sea que ambos aspectos del comportamiento fotométrico del SW1, los outburst y los períodos de baja actividad son tenidos en cuenta cualitativamente por el modelo.

Se puede asumir que el SW1 antes de entrar al sistema solar interior estaba compuesto de hielo amorfo. El hielo amorfo es metaestable y a la temperatura crítica de  $T_c \sim 140 - 150$  K se transforma espontáneamente a una

forma cristalina, liberando una energía latente en el proceso de  $\Delta E = 9 \times 10^4$  J/Kg.

No existe evidencia ni a favor ni en contra para la presencia de hielo amorfo en los núcleos cometarios, sin embargo ésta es la estructura termodinámica preferida cuando el hielo se condensa a bajas temperaturas, lo cual se supone es lo que ocurrió en las condiciones en que se formaron los núcleos cometarios.

La temperatura en el interior profundo del SW1 es de  $T_{\text{int}} < T_c$  por lo que el hielo amorfo allí es termodinámicamente estable.

Sin embargo, en su órbita actual, el hielo amorfo en el punto subsolar estaría sujeto a una transformación exotérmica, pues la temperatura de equilibrio de un cuerpo negro a su distancia media al sol es de  $T_{\text{BB}} = 158 \text{ K} > T_c$ . El cambio de fase exotérmico del hielo amorfo a cristalino aumentará la temperatura en la superficie causando un aumento súbito en la tasa de sublimación y simultáneamente producirá un pulso térmico al interior del núcleo. Este pulso térmico puede iniciar la transformación de regiones más profundas de hielo amorfo, produciendo una costra cristalina de hielo que crece desde la superficie del núcleo hacia el interior. La propagación vertical de la costra se detendrá cuando el pulso térmico encuentre hielo muy frío como para calentarlo a temperaturas  $T > T_c$ .

Entonces, la costra cristalina crecerá en lugares localizados calientes en el núcleo, especialmente cerca del punto subsolar y en aquellos lugares con pendientes normales a la radiación solar incidente. En el transcurso de algunos pocos períodos orbitales ( $P_{\text{orb}} \sim 15$  años) la capa cristalina se desarrollará hasta cubrir más y más de la superficie del núcleo (sí la oblicuidad es pequeña, las regiones próximas a los polos de rotación nunca alcanzaran temperaturas  $T > T_c$  y por lo tanto resistirán el cambio de fase).

Para poder determinar qué tan ancha crecerá la costra de hielo cristalino sería necesario conocer en detalle la temperatura en función de la profundidad hacia el núcleo. Este perfil es función de cantidades de las cuales se sabe muy poco o nada, como la porosidad, la densidad, la conductividad, el eje de rotación y la historia orbital previa del cometa. Estas incógnitas impiden construir un modelo térmico detallado del SW1, sin embargo se puede construir un modelo mediante una caracterización física simplificada la cual dará al menos una aproximación del ancho de la costra cristalina.

La profundidad de la corteza térmica asociada con un medio de difusividad térmica  $\kappa$  ( $\text{m}^2/\text{s}$ ) calentado por una fuente de período  $P$  (s) es:

$$z \approx \left( \frac{P\kappa}{\pi} \right)^{0.5}$$

Como la difusividad térmica del hielo amorfo a las temperaturas relevantes para este problema es de  $\kappa = 10^{-7} \text{ m}^2/\text{s}$ , tenemos para un período igual al período orbital del cometa que  $z \sim 10 \text{ m}$ . La temperatura a esta profundidad es aproximadamente igual a la de un cuerpo negro esférico

moviéndose en la órbita del cometa  $T_{\text{int}}$ , que para el caso del SW1 sería  $T_{\text{int}} \sim 110 \text{ K}$ .

La profundidad de la corteza térmica asociado con el calentamiento diurno del núcleo se obtiene considerando  $P = 6$  días lo cual corresponde al período de rotación, con lo cual se obtiene  $z_0 \sim 0.1 \text{ m}$

Los efectos térmicos diurnos están confinados a una capa de varias veces el ancho de  $z_0$ . Consideramos que la temperatura aproximada para profundidades  $z < 10 \text{ m}$  está dada por:

$$T(z) = T_{\text{int}} + T_0 e^{\frac{-z}{z_0}}$$

donde  $T_{\text{int}}$  es la temperatura a grandes profundidades  $z \gg z_0$ ,  $z_0$  es la profundidad de la corteza térmica asociada con  $T(z = 0) - T_{\text{int}}$  es igual al exceso de temperatura en la superficie del núcleo como resultado del calentamiento solar.

La energía liberada por el cambio de fase de una columna de área unidad y profundidad  $Z$  es  $E_1 = \rho FLZ$ , donde  $L$  (J / Kg) es la energía liberada por unidad de masa en el cambio de fase, y  $F$  es un factor que tiene en cuenta la presencia de material refractario (polvo) mezclado en el hielo. Este material refractario absorbe parte de la energía del cambio de fase del hielo y por lo tanto amortigua la onda térmica dirigida hacia el interior del núcleo.

La relación de la tasa de producción de material refractario respecto al material volátil, polvo /gas ha sido medido con exactitud sólo en el cometa Halley y daba una relación polvo – gas de  $2 \pm 1$ . En este caso se adopta el valor  $F = 1/3$  lo cual sería compatible con una relación polvo / gas de 2:1 en el núcleo del SW1. La energía necesaria para incrementar la temperatura de una columna de área unidad y profundidad  $Z$  hasta  $T_c$  sería:

$$E = \rho c_p \int_0^Z (T_c - T(z)) dz$$

donde  $c_p$  (J / Kg K) es la capacidad calorífica del hielo amorfo.

Puede obtenerse una estimación de primer orden de la profundidad máxima hasta la cual ocurrirá el cambio de fase imponiendo simplemente  $E_1 = E$ .

El ancho de la costra  $Z$  estará dado por la solución de:

$$0 = (c_p (T_c - T_{\text{int}}) - FL)y + c_p (T_c - T_{\text{int}}) (e^{-y} - 1)$$

donde  $y$  es una cantidad adimensionada dada por  $y = Z / z_0$  y  $T(0) = T_c$  en el momento de la transición de fase y donde. Esta ecuación dará un límite superior al valor de  $y$  (y por lo tanto de  $Z$ ) pues algo de la energía liberada durante el cambio de fase se escapará del sistema, en forma de radiación hacia el espacio y en la sublimación de las capas superficiales, mientras que algo de la energía será usada para calentar el hielo cristalino recientemente

transformado a temperaturas por encima de  $T_c$ , todo lo cual contribuye a la disminución del valor de  $y$ .

La solución de la ecuación anterior da  $y \sim 1 - 5$  para  $T_{int} \leq 110$  K. Si se adopta  $y = 5$  como el ancho de la costra cristalina producida por el cambio de fase del hielo amorfo a cristalino, esta costra se enfriará en una escala temporal de  $t_{cool} \sim \pi Z^2 / \kappa_c$  (donde  $\kappa_c = 10^{-6} \text{ m}^2/\text{s}$  es la difusividad térmica del hielo cristalino), lo cual resulta en  $t_{cool} \sim 7.5 \times 10^5 \text{ s} \sim 9$  días. Este tiempo de enfriamiento da una medida de la duración esperada para los outburst debido a la fuerte sublimación producida por el cambio de fase.

Una vez enfriada la costra de hielo cristalino se sublimará según una tasa lineal, para una costra de 0.5 m se obtiene  $t_{sub} \sim 15 - 150$  años o sea 1 a 10 períodos.

En conclusión se tendría, un núcleo de hielo amorfo con una cubierta de hielo cristalino con una profundidad de  $Z \sim 0.5$  m. Cada 1 a 10 órbitas alguna región de esta cubierta cristalina será suficientemente fina debido a la sublimación como para dejar expuesto el hielo amorfo produciéndose un outburst de algunos días de duración. La existencia de varias de estas regiones es necesaria para explicar la tasa observada de outburst (varias por año), esto es compatible con lo observado en el cometa Halley que muestra varias zonas activas distribuidas sobre la superficie del núcleo.

El modelo asume únicamente una hipótesis no demostrada pero que a su vez es razonable y es la de que el núcleo esta compuesto de hielo amorfo de agua. Asumido esto el modelo da cuenta de la mayor parte de las cualidades físicas observadas en el SW1: la duración de los outburst dada en el modelo por el tiempo de enfriamiento de la laja del hielo cristalino fresco, la presencia de coma entre outburst como resultado de la sublimación de esas lajas de hielo cristalino y la ocurrencia a una tasa de varias veces por año de outburst determinados por la tasa de sublimación de las lajas de hielo cristalino y por el número de áreas activas.

Además el modelo explica el carácter físico inusual del SW1 como un producto natural de su órbita peculiar, situado en una órbita casi circular (6 U.A.) en el límite de sublimación del hielo cristalino y en el límite de estabilidad del hielo amorfo.

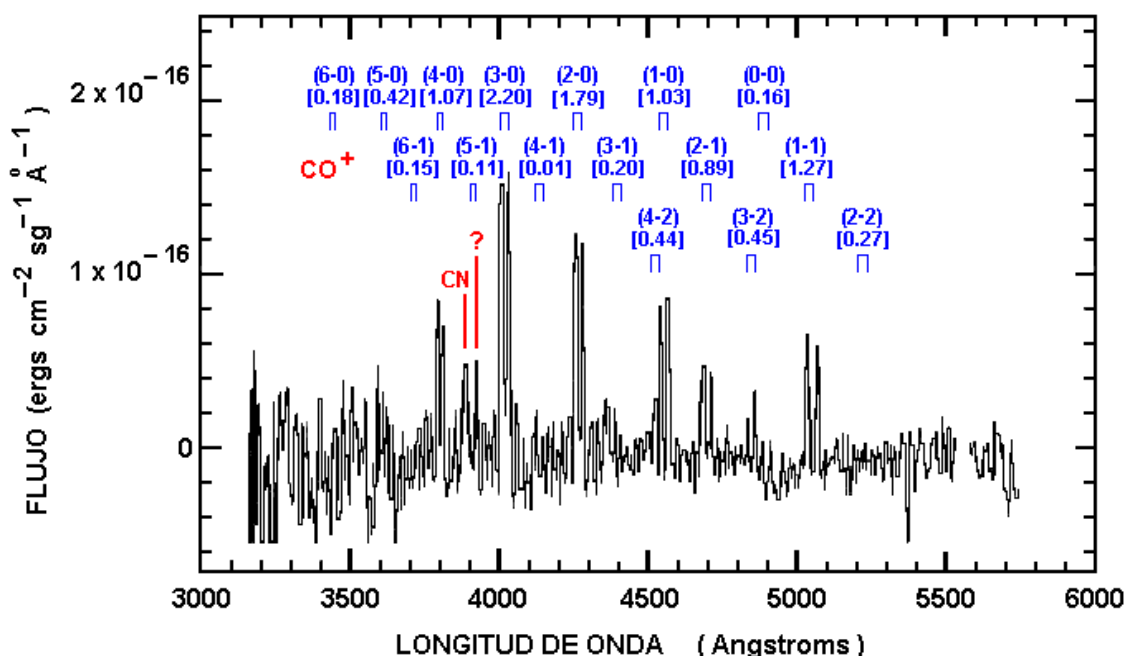
Cometas en órbitas circulares de baja excentricidad a menores distancias heliocéntricas ya deberían haber perdido hace tiempo el hielo amorfo cercano a la superficie pues su temperatura es mayor,  $T > T_c$ . Las órbitas de los cometas comunes de corto período están incluidas en distancias heliocéntricas menores a 6 U.A. por lo que estos cometas ya habrían sido totalmente despojados del hielo amorfo, la actividad en estos cometas está dominada por la sublimación de hielo cristalino. Por otra parte, los cometas a distancias mayores estarían demasiado fríos como para que se desencadene el cambio de fase del hielo amorfo. Los cometas en órbitas elípticas que cruzan la zona crítica  $R \sim 6$  U.A. pasarían por la fase de actividad de transformación de hielo amorfo pero ésta se vería opacada rápidamente por la sublimación de hielo cristalino la cual aumenta al acercarse el cometa hacia el Sol.

En el año 1991, se presentó un trabajo en el cual se mostraban la primera detección de CN en el cometa SW1. (Cochran et. al. 1991). Nunca antes se había detectado la presencia de otras moléculas en el espectro de este cometa. A su vez también se detectó una emisión muy fuerte de  $\text{CO}^+$

Las observaciones se realizaron durante 3 noches de Diciembre de 1989. El espectro cubría un rango espectral de 3090 Å a 5800 Å con una resolución de 7 Å. A la distancia del cometa un ángulo de 1" correspondía a 4183 Km en la coma. La distancia heliocéntrica era de 5.77 U.A. y la distancia geocéntrica varió en el rango 5.77 a 5.82 U.A., con una velocidad heliocéntrica radial era de 0.04 Km/s. El 23 de Diciembre la coma tenía 1 minuto de arco y una magnitud de 16. El 24 de Diciembre el cometa estaba un poco más débil y el 26 de Diciembre aún más débil.

En estas observaciones las emisiones de  $\text{CO}^+$  se podían observar en el espectro crudo lo cual indica que éstas eran muy intensas.

La Figura 2\_12 muestra el espectro calibrado para el 23 de Diciembre, las siguientes bandas son claramente visibles: (1 – 0), (2 – 0), (3 – 0), (4 – 0), (1 – 1), (2 – 1), (3 – 2) y (4 – 2). También aparece una estructura muy clara en los 3875 Å, la cual es atribuida al CN, el análisis de las imágenes muestra que esta estructura es extendida dentro de la coma lo cual es una confirmación de que se trata realmente de una estructura del cometa. Este es el primer caso en que se ha detectado una molécula diferente al  $\text{CO}^+$  en este cometa. Además es la segunda detección de esta molécula a grandes distancias heliocéntricas, el record corresponde al Chiron que es el objeto más lejano en el cual se ha detectado el CN.



**Figura 2\_12** – Espectro del SW1 del 23 de Diciembre de 1989, en el espectro se han substraído el cielo y el espectro solar. Se marcan todas las bandas de  $\text{CO}^+$  que se encuentran en el rango de longitudes de onda del gráfico excepto las (5-2) y la (6-2). Los valores entre paréntesis cuadrados son las luminosidades de las bandas según Magnani & A'Hearn (1986) en unidades de  $10^{-14}$  erg / sg. Se marca la banda de CN, así como también la banda no identificada.

Adaptación Cochran & Cochran Icarus 90 - 1991

Además de las emisiones de  $\text{CO}^+$  y CN, aparece una estructura a 3908 Å que no pudo ser identificada

Se observó que existe una asimetría entre la distribución del gas en la dirección solar y la anti-solar, la emisión en la dirección solar es más brillante lo cual indicaría que el gas es eyectado preferentemente en esa dirección.

A pesar de que el cometa aparece más brillante y grande en Diciembre 23, la densidad de las columnas era mayor en las imágenes del 24 de Diciembre. Esto parece indicar que el brillo de la coma es mayor debido a la cantidad de polvo presente ya que el gas es un contribuyente menor en el brillo del cometa. Por lo tanto los distintos comportamientos del gas y del polvo muestran que las partículas madre para el polvo y para el gas tienen tiempos de reacción con diferentes escalas temporales. En Diciembre 26, la densidad de las columnas había disminuido en un orden de magnitud lo cual estaría en concordancia con el desvanecimiento de la coma.

Los valores de la densidad de columna para la fecha Diciembre 23 se convirtieron a valores de tasa de producción usando el modelo de Haser, y se determinó que:

$$N(\text{CN}) = 4.9 \cdot 10^9 \text{ moléculas/cm}^2 \quad \text{y} \quad Q(\text{CN}) = 8 \times 10^{24} \text{ molec/sg.}$$

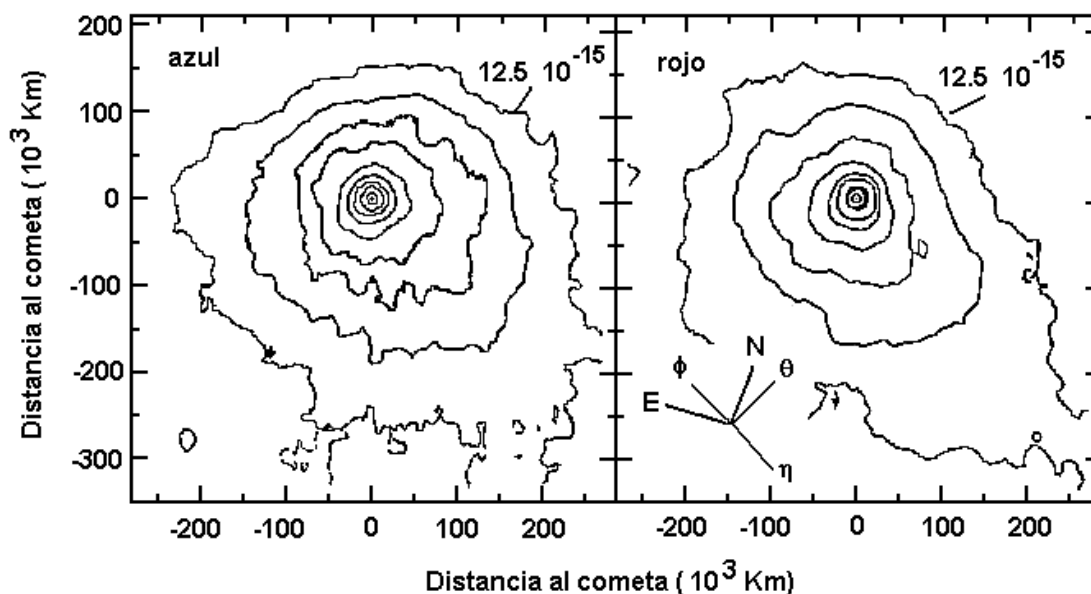
estos valores parecerían dar una producción razonable de CN, que se corresponde con los valores típicos observados en la mayor parte de los cometas de corto período, aunque el CN no se observa normalmente a grandes distancias heliocéntricas.

No se sabe cuando el SW1 va a tener un súbito aumento de brillo a partir de su nivel de mínima actividad  $m_v = 18$  pero la atenuación y disminución de la coma indican que la producción de gas y polvo no son un fenómeno de estado estacionario. Los perfiles de gas del  $\text{CO}^+$  son difíciles de interpretar y en este caso parece que lo único que puede decirse es que la emisión fue mucho más potente que en los otros casos observados.

Dado que tanto los outburst como las emisiones de  $\text{CO}^+$  parecen ocurrir en forma esporádica pero no relacionados entre ellos, en el año 1992 Jockers y otros autores (Jockers et al. ,1992) realizaron observaciones del cometa simultáneamente en una ventana continua en el rojo y en la banda del  $\text{CO}^+$  (2 – 0) ubicada en la parte azul del espectro. Según los resultados obtenidos estas observaciones corresponderían a la primera detección de  $\text{CO}^+$  en la cola del cometa SW1.

En el momento de las observaciones el cometa se encontraba muy cerca de su perihelio 5.772 U.A. con una distancia geocéntrica de 4.830 U.A. y el ángulo de fase era de 4°. Por lo tanto la Tierra se encontraba muy próxima a la línea Sol – cometa, y por lo tanto también a la línea de la cola de polvo y de iones del cometa las cuales apuntan en la dirección contraria al Sol.

En la Figura 2\_13 se muestran los contornos de las imágenes obtenidas. Los vectores  $\Phi$  y  $\theta$  corresponden a los vectores azimutal y polar en el sistema heliográfico polar ecuatorial, y son de utilidad para determinar la orientación del viento solar. El vector  $\eta$  es perpendicular a la dirección antisolar y apunta en el plano de la órbita en dirección opuesta al movimiento orbital del cometa.



**Figura 2\_13** – Partes internas de las imágenes tomadas con los filtros rojos y azul transformadas a intensidades medias solares. Los contornos se incrementan en factores  $\sqrt{2}$ . El contorno más externo corresponde a  $12.5 \times 10^{-15}$  de la intensidad solar media lo cual corresponde a  $\approx 23.8$  y  $22.7$  mag/segarco<sup>2</sup> para las imágenes en azul y en rojo respectivamente.

Adaptación Jockers et al. A&A 260 – 1992.

La imagen del continuo en el rojo muestra una coma de polvo muy extensa en la dirección  $\eta$  cuyo brillo decrece aproximadamente en proporción inversa a la distancia proyectada desde el núcleo cometario. Se aplicó el método de promediar azimutalmente el brillo y graficarlo en función de la distancia al centro del cometa con lo cual se obtuvo un perfil de pendiente  $-0.97 \pm 0.01$ , lo que indica que la coma de polvo se encontraba en un estado de coma estacionaria y que por lo tanto el cometa no estaba en outburst.

Para un diafragma cuadrado de 4.5" se obtuvo una magnitud  $m = 16.6$  mientras que para un diafragma cuadrado de 10.5 " se obtuvo una magnitud  $m = 15.9$ . Del análisis del modelo del polvo se deduce que para que se produzca esa coma elongada la velocidad del flujo debe ser menor a 200 m/s.

La imagen en el azul muestra una diferencia significativa en la distribución de brillo respecto a la imagen en el rojo, esto se podía interpretar como la presencia de  $\text{CO}^+$  en la coma y en la cola superpuesta sobre el continuo.

El ancho de la cola en esta imagen es de unos  $10^5$  Km y la densidad media de la columna es de  $6 \times 10^{10}$  partículas/cm<sup>2</sup>, integrando esto da una producción de  $6 \times 10^{20}$  partículas/cm. Considerando el acortamiento de lo observado debido a la perspectiva, la proyección de la velocidad debido a los iones es muy difícil de determinar, si se asume una velocidad para los iones de

100 Km/s y un ángulo entre el eje de la cola y la línea de visión de unos  $5^\circ$  la velocidad proyectada sería de 10 Km/s y la tasa de producción de  $6 \cdot 10^{26} \text{ CO}^+$  partículas/s.

Si se asume que el diámetro del cometa es de 40 Km y si el  $\text{CO}_2$  fuese el componente principal de la sublimación se obtendría una tasa de sublimación de  $\text{CO}_2$  de  $10^{28}$  partículas/s. Si el responsable de la sublimación fuese el CO la tasa de producción sería aún mayor. O sea que sería suficiente con que sólo una fracción del área del núcleo se encuentre activa para dar cuenta del flujo de  $\text{CO}^+$  observado.

Otra forma de estimar la tasa de producción gaseosa es basándose en que según los resultados de Jewitt (1990) la tasa de producción de polvo en estado quiescente es de 10 Kg/s. Si se asume que la tasa de producción de gas a polvo es de 1, en el caso de que el gas corresponda a  $\text{CO}_2$  la tasa de producción gaseosa sería de  $1.4 \cdot 10^{26}$  partículas/s, o sea que la producción únicamente debida al  $\text{CO}_2$  no sería suficiente para dar cuenta de la cantidad de  $\text{CO}^+$  observada.

Es difícil explicar las diferencias entre las imágenes en el rojo y en el azul en función de una variación espacial del color del polvo. Durante los outburst pueden ocurrir tanto un enrojecimiento como un azulamiento de las partículas de polvo debido a la presencia de partículas de diferentes tamaños. Sin embargo en la ausencia de outburst, como en este caso, la variación de color debería estar alineada con el vector  $\eta$ . Las áreas azules que corresponden a las partículas más pequeñas son más fácilmente aceleradas y deberían encontrarse más difusas que las partículas más rojas las cuales son más grandes y pesadas y por lo tanto se mueven más lentamente.

En conclusión no parece improbable que lo observado en las imágenes en el azul corresponda a una cola de plasma de  $\text{CO}^+$  con una densidad de columna del orden de  $6 \cdot 10^{10}$  partículas/cm<sup>2</sup>, de lo cual se infiere una tasa de producción de  $6 \cdot 10^{26}$  partículas/s.

En su trabajo de 1993 Karen Meech (Meech, 1993) presentó resultados obtenidos a partir de una serie de mediciones fotométricas de imágenes del cometa SW1 con el objetivo de determinar ciertas propiedades del núcleo de este cometa.

Las imágenes fueron obtenidas durante las noches del 21 al 26 de Agosto de 1987 usando el telescopio de 2.2 m de la Universidad de Hawai cuando el cometa se encontraba a una distancia heliocéntrica de 5.886 U.A. El cometa presentaba una coma extensa la cual se extendía hasta  $8.9 \cdot 10^4$  Km en la dirección norte y  $3.5 \cdot 10^5$  Km en la dirección sur.

Se realizaron mediciones fotométricas utilizando distintas aperturas a fin de determinar cual sería el radio óptimo para obtener una curva rotacional y minimizar la contaminación de la coma dentro de la apertura.

Si bien sus observaciones no le permitieron realizar una medición exacta de la posición del eje de rotación del núcleo, se obtuvieron variaciones de brillo modeladas por la rotación del núcleo lo cual daban evidencia de una rotación

compleja caracterizada por dos períodos de aproximadamente 14.0 y 32.3 horas. También se pudo deducir que la proyección de los ejes mayor y menor presentan una relación de 2.6. También se pudo determinar que el tamaño del núcleo estaría comprendido entre 8.6 y 15.4 Km, lo cual son valores mucho menores a los determinados anteriormente.

Como se habían realizado mediciones en distintos filtros se pudieron determinar índices de color:  $V-R = 0.502$  y  $R-I = 0.492$ , estos valores muestran que la coma de polvo presenta un enrojecimiento respecto a los valores solares lo cual es consistente con la posición del cometa en las regiones externas del Sistema Solar.

Por mucho tiempo no fue posible dar una respuesta acerca de la naturaleza de los volátiles responsables de la actividad para estos cometas tan distantes.

El espectro de SW1 revela únicamente la presencia de bandas de  $CO^+$  y de CN, bandas que fueron detectadas una única vez; posiblemente debido a que son difíciles de detectar debido a la baja tasa de fluorescencia para esas distancias heliocéntricas.

En el año 1995 se observaron las líneas  $J(2-1)$  y  $(1-0)$  del CO con una alta resolución espectral (Crovisier et. al, 1995) a fin de verificar las observaciones de Senay y Jewitt de 1994 donde se había detectado la línea rotacional  $J(2-1)$  del CO.

Se realizaron observaciones espectroscópicas de radio durante 4 épocas, Mayo, Julio, Septiembre y Octubre de 1994 utilizando el radio telescopio IRAM de 30 m. Por otra parte, con estas observaciones también se intentó buscar otras especies moleculares.

Para realizar las observaciones el receptor de 1.3 mm fue sintonizado a la frecuencia de 230 GHz de la línea CO  $J(2-1)$  y el receptor de 3mm fue sintonizado a la frecuencia de 115 GHz correspondiente a la línea CO  $J(1-0)$

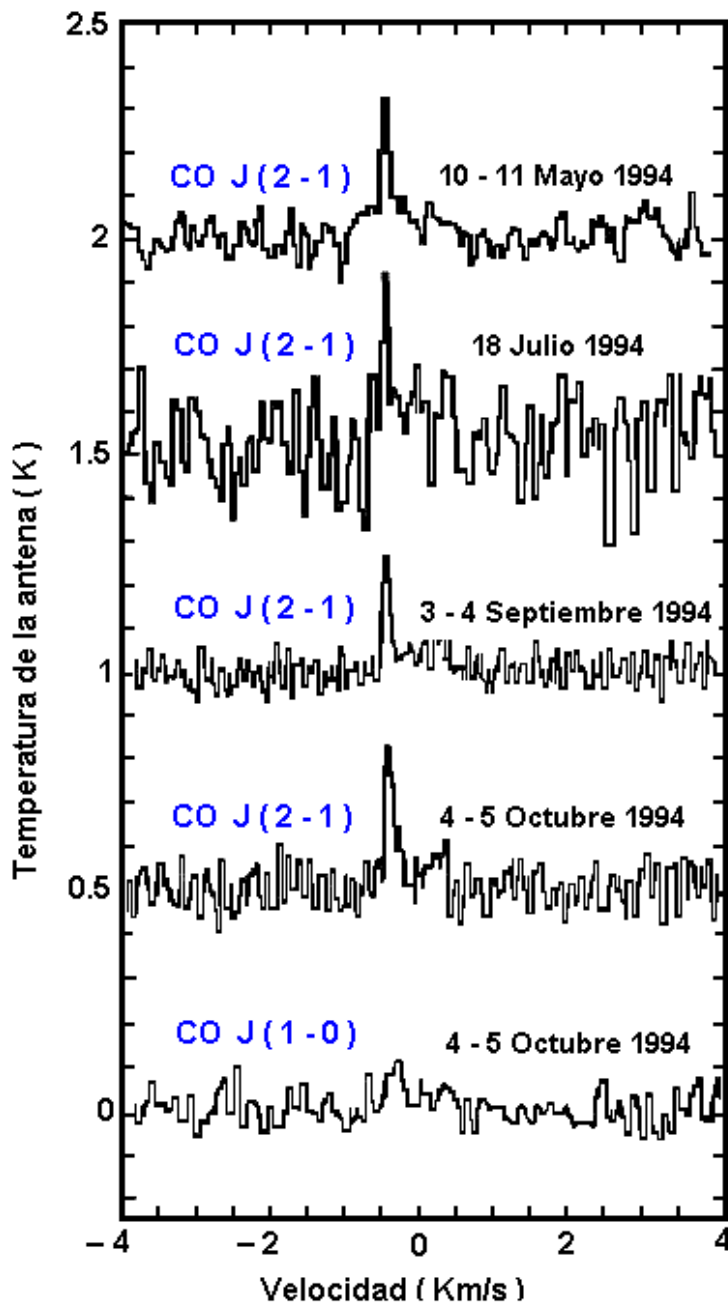
Los resultados obtenidos se muestran en la Figura 2\_14, la línea del CO  $J(2-1)$  fue fácilmente detectada confirmando lo descubierto por Senay & Jewitt.

El perfil de la línea observada  $J(2-1)$  estaba dominado por una estrecha componente corrida hacia el azul en 0.48 Km/sg y una componente más débil corrida hacia el rojo en 0.30 Km/sg.

Las observaciones de Julio no presentaban la suficiente señal ruido como para asegurar la presencia de la línea espectral.

En las observaciones de Septiembre y Octubre los perfiles son similares, se observa una componente a  $-0.48$  Km/sg y una componente más ancha que se extiende desde  $-0.5$  a  $0.3$  Km/s, en este caso no se presentaba contaminación en la imagen por lo que esta banda ancha es de origen cometario.

Durante Octubre también se observa la línea CO  $J(1-0)$ .



**Figura 2\_14** – Líneas de CO observadas en el cometa P/SW1 con el radio telescopio IRAM de 30 m.

De arriba hacia abajo: la línea CO J(2–1) observada en distintas épocas y la línea CO J(1–0) observada en el último período.

La escala de velocidades corresponde a un sistema de referencia en reposo respecto al cometa

Adaptación Crovisier et al. Icarus 50 - 1995

El perfil teórico de una línea para una molécula madre moviéndose en una atmósfera cometaria expandiéndose en forma esférica cuando es posible resolver la coma es un perfil con dos picos separados por el doble de la velocidad de expansión. Esto no se ha observado en cometas debido a la interferencia generada por la velocidad térmica de expansión.

La línea observada en la Figura 2\_14 sugiere un perfil con dos picos de diferentes intensidades y velocidades respecto al núcleo cometario, la salida de gas ocurre preferentemente en la dirección hacia el observador que es la dirección hacia el Sol, con una velocidad de expansión mayor 0.48 Km/s de la que es eyectado en la otra dirección 0.30 Km/s.

El FWHM de la línea es consistente en todas las observaciones, 0.14 Km/sg, lo cual se interpreta como una temperatura cinética correspondiente a 12 K.

Los modelos hidrodinámicos predicen una velocidad de expansión de 0.75 Km/sg para una coma formada a partir de la sublimación de agua a una distancia heliocéntrica de 1 U.A. Estas velocidades están dadas aproximadamente por la relación  $(T_0/m)^{1/2}$  donde  $T_0$  es la temperatura del gas al abandonar el núcleo y  $m$  la masa molecular. Para una distancia de 1 U.A y para el caso de hielo de  $H_2O$ ,  $T_0$  es del orden de 180 K y para el caso de hielo de CO es de 40 K por lo que la velocidad de expansión es de 0.32 Km/sg. A una distancia de 6.17 U.A. se estima que  $T_0$  es de 25 K y  $v_{esc} = 0.25$  Km/sg

La velocidad de expansión sería de 0.48 Km/sg para el CO en el SW1 mayor que la esperada para una exposición pura de hielo de CO, esto sugiere que el CO deja la superficie del núcleo a una temperatura mayor que 25 a 40 K. Eso es posible si el CO no se sublima en la superficie sino más bien a cierta profundidad dentro del núcleo y luego se filtra a través de poros dentro del hielo o a través de un manto más caliente que polvo. Usando la expresión para la velocidad obtenemos una temperatura de  $T_0 = 100$  K que es comparable con una temperatura de equilibrio de 130 K para el hemisferio diurno en un núcleo inactivo que rota lentamente a una distancia de 6.17 U.A. Esto sugiere que la temperatura de la molécula de CO se equilibra con la temperatura de la superficie del núcleo.

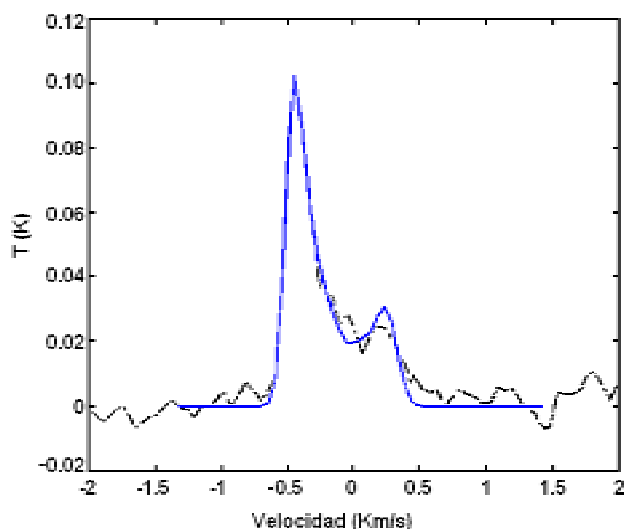
El ancho de la componente y el segundo pico a 0.30 Km/sg muestran que el cometa aún se encuentra activo en el hemisferio nocturno, la velocidad de expansión sugiere que la temperatura en la parte nocturna del núcleo es de 40 K.

No parece haber variaciones en la componente estrecha de la velocidad, esto es contrario a lo que se esperaría en el caso en que la emisión del gas se produjera en una pequeña región activa de un núcleo en rotación.

En el año 2001 se realizó un monitoreo de la coma del SW1 a partir del estudio de la línea del CO J(2–1), (Festou et al, 2001). El cometa fue observado en 18 ocasiones entre el 4 de Diciembre de 1996 y el 1 de Enero de 1997. Se midió la emisión del CO en el núcleo y en 4 posiciones distintas de la coma ubicadas en la dirección solar y antisolar a 11" y 22 " del centro.

Se encontró que la forma de las líneas permanecía constante para todas las posiciones observadas. Así como en observaciones realizadas por otros autores se encontró la presencia del pico con corrimiento al azul a  $-0.45$  Km/s, este pico es la estructura dominante en todos los espectros y su intensidad decrecía en los espectros más alejados del núcleo. En la región de velocidades positivas el comportamiento era variable pero puede decirse que aparece una estructura ancha de unos 0.3 Km/s centrada en el valor  $+0.15$  Km/s, con corrimiento al azul indica que el flujo de gas ocurre en forma anisotrópica, siendo predominante en el hemisferio diurno.

En la figura 2\_15 se muestra el resultado del ajuste del modelo al espectro centrado en el núcleo.



**Figura 2\_15** – Se muestra el ajuste del modelo (línea sólida) al espectro promediado de las observaciones de Diciembre de 1996 centradas en el núcleo.

Adaptación Festou et al. Icarus 150 - 2001

En el hemisferio nocturno la temperatura del núcleo es esencialmente constante y el CO es liberado con una velocidad de  $300 \pm 50$  m/s. En el hemisferio diurno las moléculas tienen velocidades entre  $300 \pm 50$  m/s cerca del terminador y de  $500 \pm 50$  m/s en la región subsolar; esto indica que la temperatura aumenta en la dirección subsolar donde se deposita la mayor cantidad de energía del flujo solar y que en ese punto la producción de CO se incrementa. La tasa uniforme de producción de gas en el hemisferio nocturno es del  $11 \pm 1$  % de la producida en el punto subsolar, mientras que los hemisferios diurno y nocturno producen el 75 % y el 25 %, respectivamente, de la emisión total del CO. En promedio para todo el mes de Diciembre los cálculos de tasa de producción dan del orden de  $(1.8 \pm 0.1) 10^{28}$  moléculas/s.

Como conclusión de este estudio se observó la estabilidad temporal y la intensidad prácticamente constante de las líneas. Se identificaron dos fuentes de producción de CO, la fuente en el hemisferio diurno puede explicarse mediante una región fija de pequeña extensión ubicada cerca del punto subsolar; la otra fuente correspondería a toda la superficie del núcleo.

En el año 2002. se publican nuevas observaciones del cometa SW1 realizadas durante Agosto de 1998 a fin de estudiar la emisión de CO J(2-1) a 230 GHz (Gunnarsson et al 2002). Se estudió el núcleo del cometa y 6 puntos alrededor del núcleo de forma de realizar un mapeo de la distribución del CO. Los perfiles de la línea de CO mostraron el corrimiento hacia el azul y hacia el rojo que ya había sido observado en otros casos.

La intensidad de las líneas observadas no disminuyó al incrementarse la distancia proyectada desde el núcleo, lo cual sería de esperar si las moléculas de CO provinieran únicamente del núcleo. Por el contrario el área bajo las líneas es prácticamente constante. Esta situación podría ser explicada considerando que las moléculas de CO están siendo liberadas tanto por el hemisferio diurno del cometa como por partículas que arrastran el CO distribuyéndolas en una nube en forma de corteza en torno al núcleo.

Según lo observado, esta fuente extendida debería consistir de granos de hielo que se mueven hacia el Sol a unos 50 m/s y que fueron liberados unos 30 días antes de realizadas las observaciones.

El núcleo produce unas  $7 \times 10^{27}$  moléculas/sg y el cascarón unas  $2.4 \times 10^{28}$  moléculas/sg.

Se han realizado varias observaciones en radio del CO en el SW1 desde que fuera detectado por primera vez por Senay y Jewitt en 1994. Se considera que el CO es la principal molécula responsable de la actividad de este cometa, aunque también se cree que el CO<sub>2</sub> que es menos volátil también sería una molécula muy abundante en este cometa. Observaciones en el cometa Hale-Boop encontraron que el CO<sub>2</sub> era responsable de 1/3 de la producción del CO cuando éste se encontraba a 2.9 U.A. Existen determinaciones de que la tasa de producción de CO<sub>2</sub>/H<sub>2</sub>O es del 5% en cometas brillantes.

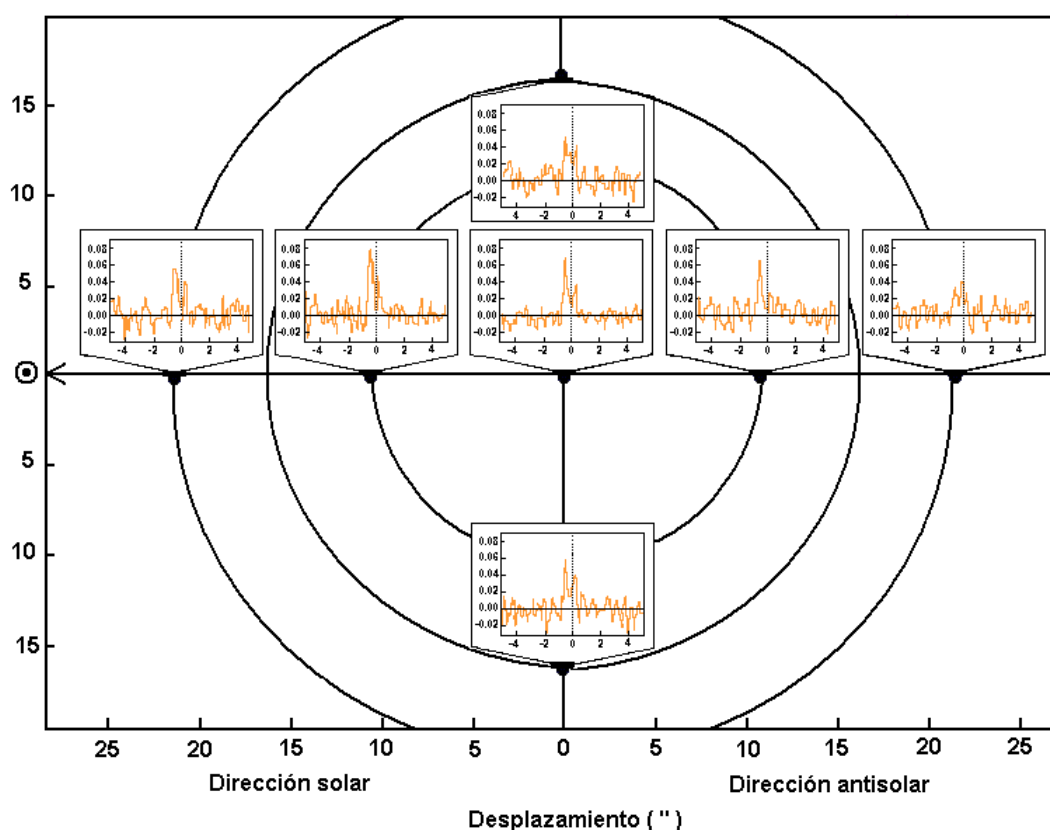
Las observaciones obtenidas en 1998 corresponden a fechas entre el 8 y el 16 de Agosto, cuando el cometa se encontraba a una distancia heliocéntrica de 6.22 U.A., a una distancia geocéntrica de 6.56 U.A., con una elongación de 66° y el ángulo de fase de 8.6°.

El instrumental utilizado permitía observar simultáneamente la línea del CO J(2–1) a 230 GHz y la J(1–0) a 115 GHz. El objetivo era obtener observaciones que permitieran crear un mapa de la coma interna del SW1 con la mejor resolución espacial posible. Para ello se utilizaron 7 haces, dispuestos según se observa en la Figura 2\_16, 5 apuntaban en la dirección Sol – cometa con el punto central apuntando al núcleo y separados por una distancia de 11" que a la distancia del cometa corresponden a 52000 Km. Los otros 2 haces se encontraban en una línea que pasaba por el núcleo en dirección perpendicular a la dirección Sol – cometa a una distancia de 16.5" a cada lado del núcleo.

Se esperaba que el área bajo la línea en el espectro que se encuentra a 22" del núcleo debería ser un 37% menor que el área centrada en la posición del núcleo. Sin embargo se observó que la línea a 22" en la dirección hacia el Sol tiene un área de 97% respecto al área de la línea en el núcleo y que la línea a 22" en la dirección contraria al sol tiene un área de 78% respecto al área de la línea centrada en el núcleo.

En todos los casos el corrimiento al azul del pico principal corresponde a una velocidad de  $-500 \pm 50$  m/s. Esta velocidad se corresponde con la del flujo de gas en la región subsolar y parece ser una característica estable del cometa.

El pico en el hemisferio diurno observado en todos los espectros presenta la misma velocidad lo cual sugiere que se debe a una misma característica que es detectada en las distintas posiciones observadas. El resto de las líneas presentan una estructura con un doble pico similar a la observada en el espectro correspondiente a la posición del núcleo



**Figura 2\_16** – Mapa de CO (2–1) de la coma interna. En cada pequeño espectro, el eje x representa la velocidad radial en (Km/s) y el eje y la temperatura de la antena en (K). Cinco de los siete puntos están localizados en una línea cometa – Sol.

Adaptación Gunnarsson et al. Icarus 157 - 2002

La línea CO J(1–0) no fue detectada en los espectros diarios, por lo que los datos fueron promediados para todas las noches de observación a fin de aumentar la relación señal/ruido. El límite superior para el área de esa línea es de un 17% del área de la transición (2–1).

Nuevas observaciones fueron realizadas en Enero de 2002, oportunidad en que se detectó la línea CO J(2–1) con un corrimiento al azul de –450 m/s y se pudieron establecer límites superiores para la transición J(1–0) del HCN y para la transición J(3–2) del CH<sub>3</sub>OH.

Comparando con el cometa Hale-Bopp cuando se encontraba a la misma distancia heliocéntrica (en la posición pre-perihelio) y aplicando el mismo modelo se encontró que la producción de CO era similar a la detectada en SW1  $\sim 3 \times 10^{28}$  partículas/s. Comparaciones con la producción en el cometa Hale-Boop para la producción de HCN y CH<sub>3</sub>OH indican que los límites detectados para el SW1 corresponderían a una tasa de producción de 0.3% y 5% x Q(CO) los cuales son inferiores a los niveles de emisión de estas moléculas para el caso del Hale-Bopp a esas distancias heliocéntricas.

La presencia de moléculas de CO con velocidades positivas pueden ser explicadas mediante un flujo gaseoso desde el hemisferio nocturno del cometa, mientras que el hecho de que el área de las líneas fuera del núcleo sean prácticamente constantes indicaría que existe una fuente uniformemente distribuida en la coma en torno al núcleo.

Entonces en lugar de postular dos posibles fuentes para el CO provenientes del flujo de gas de la parte diurna y nocturna del cometa (modelo de Festou 2001) se puede pensar en un modelo diferente en el cual la emisión de CO proviene en parte de la superficie del núcleo y en parte de una fuente extensa que rodea al núcleo y que estaría constituida de una población de granos sólidos que se mueven lenta e isotrópicamente liberando partículas de CO en la coma. Esta segunda fuente contribuye tanto a las componentes de velocidad positiva como negativa y en ese caso sería posible descartar la necesidad de una emisión nuclear de CO en el hemisferio nocturno.

Se analizaron distintos modelos a fin intentar dar explicación a éste comportamiento.

En un primer caso se considero un modelo con excitación variable en el tiempo

Éste tenía en cuenta la posibilidad de que la densidad de la columna de CO simplemente estuviese reflejando el hecho de que el nivel relativo de la población en el nivel  $J=2$  se incrementara con la distancia al núcleo y que esto redujera la parte del CO en la parte interna de la coma que es visible a partir de la transición  $J(2-1)$ .

En un segundo modelo se consideró la posibilidad de que existiera una actividad nuclear de rupturas. En este caso la actividad cometaria sería responsable del hecho observado de que el área de la línea es constante.

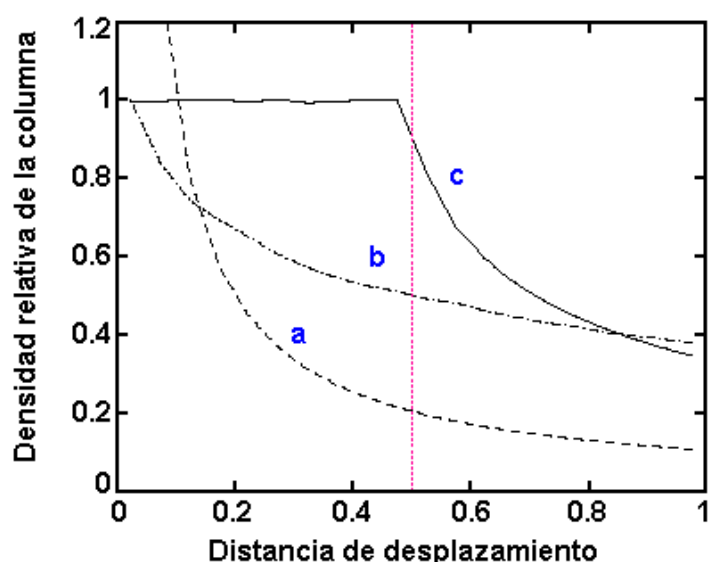
La idea básica era que un área activa iluminada en intervalos regulares pudiera ser la causa de estos efectos. En un instante dado una estructura de coma que consistiera de una sección de moléculas de CO daría una línea cuya área sería independiente de la posición. Se realizaron simulaciones numéricas en las cuales se variaba la duración y la frecuencia de las actividades de ruptura, pero sin embargo en ningún caso se logro reproducir lo observado. Un cascaron de moléculas se produce durante la actividad de ruptura pero este se expande rápidamente a velocidades de 400 m/s dispersándose a lo largo de un día, por lo que su contribución a las líneas espectrales bajaría muy rápidamente en intervalos de días. Esto es incompatible con las observaciones las cuales abarcan un período de una semana. Además en esas condiciones el núcleo debería mostrar una línea muy intensa en el momento que comienza la actividad lo cual no se observa en las observaciones.

Rupturas de corta duración que ocurran con mucha frecuencia crearían una superposición de cascarones en expansión que lo harían indistinguible de un cometa con una actividad nuclear constante. Además se presume que las actividades de ruptura ocurren en la parte diurna del cometa y que por lo tanto apuntan principalmente en la dirección hacia el Sol, y por lo tanto no permitiría explicar la producción de gas con una distribución isotrópica.

Finalmente se consideró un modelo que incluye una fuente extensa. De acuerdo a los modelos anteriores no era posible explicar la constancia en el área de las líneas mediante una producción puramente nuclear. Las moléculas de CO tenían que ser liberadas a partir de granos en la coma.

En la Figura 2\_17 se muestran los resultados de una serie de tests utilizados para modelar las características de esa fuente.

En este tercer modelo se consideraron distintas posibilidades. La curva “a” corresponde al caso en que la densidad de la columna varía como  $1/r$ . La curva “b” corresponde al caso en que la densidad de la columna está producida por granos eyectados desde el núcleo y estos liberan el CO en forma isotrópica a una tasa constante en toda la coma. En este caso la densidad de la columna es un poco más pronunciada que  $1/r$ . Finalmente en el caso de la curva “c” se considera un cascarón esférico fino centrado en el núcleo formado por granos que liberan el CO en forma isotrópica. Esta fuente produce columnas de densidad uniforme cuando la línea de visión intercepta el cascarón, a distancias mayores la densidad de la columna decae rápidamente.



**Figura 2\_17** – Densidad de las columnas de CO vs. distancia al núcleo en tres casos hipotéticos (unidades arbitrarias en ambos ejes)

**a** – desprendimiento gaseoso puramente esférico y simétrico (línea rayada), **b** – coma de granos liberados en el núcleo y que producen moléculas de CO a una tasa uniforme en toda la coma (línea rayada y punteada), **c** – moléculas de CO liberadas a partir de granos sólidos en un cascarón esférico fino (línea sólida) cuyo radio medio se indica con la línea punteada vertical.

Adaptación Gunnarsson et al. Icarus 157 - 2002

Los modelos a y b, o cualquier combinación de ellos, inevitablemente producirían columnas de densidad mucho más intensas en el núcleo que no se ajustan con lo observado y, por lo tanto las conclusiones se basan en el modelo c.

La fuente c puede producirse de varias maneras, granos producidos durante una ruptura de corta duración o granos que entran continuamente en la coma arrastrados por el flujo de gas del núcleo y liberan el CO luego de un tiempo mediante procesos que ocurren lentamente como ser el calentamiento de los granos o su ruptura.

Para simplificar el modelo se consideran granos con una única velocidad, lo que resulta equivalente a asumir que los granos tienen una distribución de tamaños muy estrecha. La producción total de CO se expresa en función de la tasa de producción del núcleo  $\alpha_e \times Q_n$ , pero además se asume que las moléculas son liberadas por los granos con una temperatura cinética  $T_e$

y que el radio medio del cascarón esférico fino es  $R_e$ . El ajuste del modelo se realiza sobre el espectro centrado en el núcleo. Esta fuente produce una línea que se extiende tanto a velocidades negativas como positivas con un ligero corrimiento al azul que complementa el pico principal debido a la fuente nuclear.

Por otra parte la velocidad del flujo gaseoso desde el núcleo es de 500 m/s y la temperatura cinética de éstas moléculas es de 10 K, mientras que las moléculas liberadas desde el cascarón tienen una temperatura cinética de 140 K. No existe un único valor de  $R_e$  que ajuste al modelo por lo cual se optó por seleccionar el mínimo valor de  $R_e$  que permitiera realizar un ajuste del modelo, en este caso  $R_e = 1.4 \cdot 10^5$  Km. Usando este modelo se ajustaron los valores que se habían obtenido en las observaciones de 1996. Los resultados de ambos grupos de ajuste se muestran en la Tabla 2\_3

**Parámetros del modelo obtenidos para el mejor ajuste  
de los datos de las series de 1996 y 1998.**

| Parámetros     | datos 1998                     | datos 1996                     |
|----------------|--------------------------------|--------------------------------|
| $v_n$ (m/s)    | $500 \pm 50$                   | $500 \pm 50$                   |
| $T_n$ (K)      | $10 \pm 2$                     | $13 \pm 2$                     |
| $T_e$ (K)      | 140                            | 170                            |
| $v_e$ (m/s)    | 40                             | 70                             |
| $\eta_{vel}$   | 0.10                           | 0.10                           |
| $R_e$ (Km)     | $1.4 \times 10^5$              | $1.4 \times 10^5$              |
| $Q_n$ (mols/s) | $(0.7 \pm 0.1) \times 10^{28}$ | $(1.0 \pm 0.1) \times 10^{28}$ |
| $\alpha_e$     | 3.5                            | 2.9                            |

**Tabla 2\_3** – Los parámetros  $v_n$ ,  $T_n$  y  $Q_n$  corresponden al flujo gaseoso del hemisferio diurno del núcleo; siendo  $v_n$  la velocidad de eyección de las moléculas,  $T_n$  la temperatura superficial y  $Q_n$  la tasa de producción de las moléculas.

Los parámetros  $v_e$ ,  $T_e$ ,  $\alpha_e$ ,  $\eta_{vel}$  y  $R_e$  corresponden al cascarón en torno al núcleo del cometa;  $v_e$  es un pequeño incremento en la velocidad radial de eyección de las moléculas de CO necesario para ajustar los datos al modelo,  $T_e$  es la temperatura cinética de las moléculas eyectadas desde los granos,  $\alpha_e$  es el factor de ajuste para la tasa de producción del núcleo,  $\eta_{vel}$  es el factor que da la relación de la velocidad de los granos del cascarón respecto a la velocidad de eyección de las moléculas del núcleo y  $R_e$  es el radio medio del cascarón de esférico correspondiente a la fuente extensa en torno al núcleo.

Adaptación Gunnarsson et al. Icarus 157 - 2002

Estas observaciones representaban el primer caso en el cual la coma de CO había sido resuelta para un cometa a tan grandes distancias heliocéntricas y por lo tanto permitieron estudiar la naturaleza de las fuentes de CO en el cometa.

En todos los espectros de núcleo, tanto en los de este trabajo como en otros, la característica predominante es el pico fuerte y estrecho del CO con un ligero corrimiento al azul. Este pico ya había sido identificado por Festou como producido por CO proveniente de una fuente nuclear localizada en el hemisferio diurno del cometa. En este trabajo se reforzó la idea dada por Festou pero además se encontró que había una fuerte emisión proveniente de fuera del núcleo lo cual llevó a la teoría de que debía existir una fuente no-nuclear para estas moléculas.

El modelo planteado complementa la emisión nuclear del hemisferio diurno con la presencia de una fuente en la coma la cual se produce en el hemisferio diurno y se esparce formando de un cascarón esférico en torno al cometa con un radio de  $R_e = 1.4 \cdot 10^5$  Km, éste cascarón está formado de una mezcla de granos de polvo y hielo; el CO es liberado a partir de estos granos del cascarón verificándose que la producción del CO a partir del cascarón es 3 veces mayor que la producción nuclear.

El flujo gaseoso del núcleo es máximo en el punto subsolar, o sea que el mecanismo que libera el CO debe ser muy activo cerca de la superficie. El mecanismo más apropiado descrito hasta el momento es el de la transformación de hielo amorfo a cristalino, la cual ocurre a unos 130 – 140 K para esas distancias heliocéntricas. El CO se encontraría atrapado en el hielo amorfo y sería liberado cuando éste pasa a su fase cristalina. A partir de estudios de laboratorio se ha encontrado que los materiales volátiles atrapados en hielo amorfo son liberados en dos fases, la primera cuando el hielo amorfo se cristaliza y la segunda cuando el hielo cristalizado se sublima, esto estaría de acuerdo con las observaciones presentadas en este trabajo: el primer mecanismo da cuenta de la emisión de CO a partir del núcleo y el segundo da cuenta de la emisión del CO a partir de los granos del cascarón esférico que rodea al núcleo.

En general los modelos que explicarían el alto nivel de actividad del SW1 pueden dividirse en tres grupos (Gronkowski, 2005). En primer lugar están los modelos en los cuales se trataría de causas internas relacionadas con el almacenamiento de energía en el núcleo. En segundo lugar están los modelos en los que se involucran causas externas como ser colisiones con pequeños objetos o una relación con la actividad solar. Por último están los modelos en los que interviene la estructura interna del cometa y los procesos que ocurren en el interior del núcleo cometario.

Según Gronkowski existe consenso en el hecho de que el núcleo de este cometa puede modelarse como un conglomerado de hielos de  $H_2O$ , CO y  $CO_2$  mezclados con polvo y material rocoso. Lo más probable es que el principal componente del núcleo de los cometas sea el hielo amorfo como consecuencia de que los cometas se formaron en regiones de bajas temperaturas y presiones. Cuando el hielo amorfo se transforma en hielo cristalino el mecanismo desencadenado arrastra y libera los gases como CO y  $CO_2$  atrapados en la matriz del hielo.

Al producirse la cristalización del hielo amorfo la energía liberada se consume en distintos procesos: parte se transforma en calor y penetra en las capas más próximas, o sea que la temperatura en la zona próxima a donde se produjo la cristalización también aumenta. Otra parte de esa energía se utiliza en la vaporización de los gases como CO y CO<sub>2</sub>. Y el resto de la energía es absorbida por el polvo. Para la distancia a la que se encuentra el SW1 la energía sólo penetraría en regiones próximas al lugar donde comenzó la transformación, la temperatura superficial de este cometa es baja y además el hielo amorfo tiene una baja conductividad térmica por lo cual la onda de calor decrece rápidamente hacia el interior del cometa y la transformación se detiene. Al producirse la cristalización del hielo se producirían rupturas en la corteza del cometa y la liberación de los gases atrapados, la presión de estos gases en las regiones subsuperficiales se incrementa y los gases logran romper la corteza siendo liberados y arrastrando material cometario durante su eyección.

El segundo mecanismo propone que la ruptura de la corteza del cometa es debido a la fractura en la polimerización del HCN, compuesto que ha sido detectado tanto en granos interestelares como en el núcleo de cometas. Incluso la presencia de este compuesto podría ser la explicación de las costras oscuras de los núcleos cometarios ya que se trata de compuestos muy oscuros y de bajo albedo. El proceso comenzaría por la absorción de fotones ultravioletas o fotones solares de alta energía, con esto aumentaría la temperatura del núcleo cometario lo cual podría desencadenar la transformación del hielo amorfo. Esto llevaría a la ruptura de parte de las capas superficiales y la eyección de material produciéndose el outburst. La principal crítica a este modelo es la de que no existe confirmación de que la concentración de HCN en el SW1 sea la suficiente como para dar cuenta de este fenómeno.

En la tercera hipótesis se conecta la influencia de la fuerza del viento solar con los cometas. El campo electroestático de partículas cargadas produciría la destrucción de los granos en la superficie del cometa produciendo partículas secundarias de menor tamaño. Esto incrementaría el área superficial total capaz de reflejar la luz solar y observaríamos un incremento en el brillo. Por otra parte la hipótesis de que existan colisiones con pequeños cuerpos ha sido estudiada y se encontró que la probabilidad de los impactos es muy pequeña.

### Observaciones, reducción y calibración de imágenes

#### 3.1 – Detalle de las Observaciones

El cometa 29/P Schwassmann – Wachmann 1 fue observado entre el 5 de Diciembre de 1997 y el 2 de Abril de 1998 utilizando el telescopio de 80 cm IAC-80 del Observatorio del Teide (Tenerife, España), con el objetivo de hacer un seguimiento intensivo de su actividad. Por otra parte el cometa también fue observado en las noches del 8 y 10 de Febrero de 1998 con el telescopio de 2.5 m Nordic Optical Telescope (NOT) instalado en el observatorio del Roque de los Muchachos, (La Palma, España)

Se obtuvieron imágenes CCD utilizando filtros de banda ancha V, R e I de Kron – Coussin. Detalles de las observaciones realizadas tales como el tiempo universal medio de la observación, rango de masas de aire, número de imágenes, filtro utilizado, tiempos de exposición, condiciones atmosféricas y telescopio utilizado se presentan en la Tabla 3\_1.

En la Tabla 3\_2 se presentan las condiciones geométricas del cometa correspondientes a dichas observaciones.

En el telescopio IAC-80 se utilizó una cámara CCD de 1024 x 1024 píxeles, el tamaño de los píxeles es de 0.4325 "/píxel, lo cual da un campo total de 7.3 x 7.3 minutos de arco. El ruido de lectura de  $5.4 e^-$  y la ganancia de  $2 e^-/ADU$ .

En el telescopio de 2.5 m del NOT se utilizó una cámara CCD de 2048 x 2048 píxeles, el tamaño de los píxeles es de 0.188"/píxel, el ruido de lectura es de  $3.2 e^-$  y la ganancia de  $0.726 e^-/ADU$ .

En el caso del IAC-80 las imágenes se hicieron con movimiento sidéreo, limitándose el tiempo de exposición para que el movimiento propio del cometa fuera del orden del seeing (típicamente 1"). Las imágenes tomadas en el NOT se hicieron con seguimiento en el cometa.

Si bien estrictamente debería tenerse en cuenta el hecho de que el espectro cometario consiste en la radiación solar dispersada por el núcleo y los granos de polvo de la coma además de la emisión gaseosa y estas componentes deberían separarse a fin de realizar una correcta fotometría de la coma. En este caso en particular tenemos que las imágenes obtenidas en los filtros V, R e I son principalmente indicadores de polvo pues las bandas de emisión típicas en cometas se encuentran sobre todo en la región de los filtros U y B. Por otra parte la emisión gaseosa de los cometas es siempre muy baja para distancias heliocéntricas mayores a 5 U.A.

Puede considerarse entonces que los cometas a grandes distancias heliocéntricas presentan únicamente un espectro continuo y por ello pueden utilizarse los filtros de banda ancha V R e I con el objetivo de estudios fotométricos.

| OBSERVACIONES |                        |                    |            |        |          |       |        |
|---------------|------------------------|--------------------|------------|--------|----------|-------|--------|
| Fecha         | T.U.                   | Rango masa de aire | Nro. imág. | Filtro | T.E (sg) | Fotom | Telesc |
| 05/12/97      | 05/12/97<br>6h 41m 00s | 1.975 – 2.102      | 7          | R      | 90       | Si    | IAC-80 |
|               |                        | 1.975              | 1          | R      | 120      | Si    | IAC-80 |
| 10/12/97      | 10/12/97<br>6h 57m 47s | 1.756 – 1.778      | 2          | V      | 150      | Si    | IAC-80 |
| 10/12/97      | 10/12/97<br>6h43m 00s  | 1.802 – 1.916      | 4          | R      | 150      | Si    | IAC-80 |
| 17/01/98      | 18/01/98<br>5h 41m 34s | 1.555 – 1.618      | 5          | V      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 17/01/98      | 18/01/98<br>4h 56m 43s | 1.984 – 1.656      | 10         | R      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 18/01/98      | 19/01/98<br>5h 38m 18s | 1.562 – 1.610      | 4          | V      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 18/01/98      | 19/01/98<br>5h 14m 13s | 1.739 – 1.639      | 5          | R      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 24/01/98      | 25/01/98<br>5h 55 19s  | 1.521              | 1          | V      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 24/01/98      | 25/01/98<br>6h 18m 08s | 1.536 – 1.504      | 5          | R      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 24/01/98      | 25/01/98<br>6h 03m 52s | 1.512              | 1          | I      | 300      | Si    | IAC-80 |
| 25/01/98      | 26/01/98<br>3h 36m 48s | 2.269 – 2.199      | 2          | R      | 300      | No    | IAC-80 |
| 08/02/98      | 09/02/98<br>6h 8m 31s  | 1.503 – 1.523      | 13         | R      | 300      | No    | NOT    |
| 10/02/98      | 11/02/98<br>6h 36m 7s  | 1.560              | 1          | R      | 180      | No    | NOT    |
|               |                        | 1.532 – 1.545      | 4          | R      | 600      | Np    | NOT    |
| 22/02/98      | 23/02/98<br>5h 25m 51s | 1.550 – 1.615      | 4          | R      | 600      | No    | IAC-80 |
| 23/02/98      | 24/02/98<br>4h 28m 23s | 1.530 – 1.532      | 2          | R      | 560      | No    | IAC-80 |
| 24/02/98      | 25/02/09<br>2h 51m 29s | 1.678 – 1.733      | 2          | R      | 600      | No    | IAC-80 |
| 27/02/98      | 28/02/98<br>4h 22m 33s | 1.529 – 1.532      | 2          | R      | 500      | No    | IAC-80 |
| 01/03/98      | 02/03/98<br>3h 43m 37s | 1.543 – 1.534      | 2          | R      | 600      | No    | IAC-80 |
| 02/03/98      | 03/03/98<br>2h 17m 26s | 1.780 – 1.728      | 2          | R      | 600      | No    | IAC-80 |

|          |                        |               |    |   |     |    |        |
|----------|------------------------|---------------|----|---|-----|----|--------|
| 07/03/98 | 08/03/98<br>4h 22m 30s | 1.554 – 1.573 | 2  | R | 300 | No | IAC-80 |
| 17/03/98 | 18/03/98<br>3h 34m 03s | 1.575 – 1.604 | 7  | R | 150 | No | IAC-80 |
|          |                        | 1.745 – 2.013 | 8  | R | 300 | No | IAC-80 |
| 19/03/98 | 20/03/98<br>4h 40m 45s | 1.560 - 2.514 | 3  | V | 300 | Si | IAC-80 |
| 19/03/98 | 20/03/98<br>4h 25m 37s | 1.529 – 2.381 | 25 | R | 300 | Si | IAC-80 |
| 19/03/98 | 20/03/98<br>3h 57m 04s | 1.529 - 2.057 | 3  | I | 300 | Si | IAC-80 |
| 20/03/98 | 21/03/98<br>1h 17m 55s | 1.535 – 2.057 | 2  | V | 300 | Si | IAC-80 |
| 20/03/98 | 21/03/98<br>2h 10m 05s | 1.622 – 2.019 | 34 | R | 300 | Si | IAC-80 |
| 20/03/98 | 21/03/98<br>2h 22m 24s | 1.667 – 1.563 | 2  | I | 300 | Si | IAC-80 |
| 23/03/98 | 24/03/98<br>3h 57m 59s | 1.617 – 1.719 | 6  | R | 300 | No | IAC-80 |
| 31/03/98 | 01/04/98<br>3h 23m 23s | 1.779 – 1.863 | 2  | V | 90  | S  | IAC-80 |
| 31/03/98 | 01/04/98<br>3h 23m 23s | 1.595 – 1.759 | 18 | R | 90  | Si | IAC-80 |
| 02/04/98 | 02/04/98<br>23h 45m 4s | 1.920 – 1.792 | 10 | R | 90  | No | IAC-80 |

**Tabla 3\_1** – Detalles de las observaciones analizadas.

Se especifican: Fecha, es el día que se comenzaron las observaciones; el Tiempo Universal (T.U.) medio de las observaciones (nota: en todos los casos el T.U. se corresponde con el día posterior al indicado en Fecha dado el cambio de día durante la noche de observación), rangos de masa de aire, número de imágenes, filtro, tiempo de exposición correspondiente a dichas imágenes, si la noche analizada era o no fotométrica y el telescopio con el cual se obtuvieron las imágenes.

| <b>Condiciones Geométricas del Cometa para las Observaciones</b> |                 |                                   |                 |                  |
|------------------------------------------------------------------|-----------------|-----------------------------------|-----------------|------------------|
| <b>Fecha</b>                                                     | <b>R (U.A.)</b> | <b><math>\Delta</math> (U.A.)</b> | <b>Fase (°)</b> | <b>Elong (°)</b> |
| 5/12/2007                                                        | 6.261           | 6.791                             | 7.3             | 53.9             |
| 10/12/2007                                                       | 6.261           | 6.791                             | 7.3             | 53.9             |
| 17/01/98                                                         | 6.257           | 6.215                             | 9.0             | 88               |
| 18/01/98                                                         | 6.257           | 6.198                             | 9.0             | 88.9             |
| 24/01/98                                                         | 6.256           | 6.100                             | 9.0             | 64.6             |
| 25/01/98                                                         | 6.256           | 6.085                             | 9.0             | 95.5             |
| 08/02/98                                                         | 6.254           | 5.861                             | 8.6             | 109.1            |
| 10/02/98                                                         | 6.524           | 5.830                             | 8.5             | 111.2            |
| 22/02/98                                                         | 6.253           | 5.657                             | 7.6             | 123.1            |
| 23/02/98                                                         | 6.253           | 5.644                             | 7.5             | 124.1            |
| 24/02/98                                                         | 6.252           | 5.631                             | 7.4             | 125.0            |
| 27/02/98                                                         | 6.252           | 5.592                             | 7.2             | 128.1            |
| 01/03/98                                                         | 6.252           | 5.567                             | 7.0             | 130.1            |
| 02/03/98                                                         | 6.252           | 5.555                             | 6.9             | 131.1            |
| 07/03/98                                                         | 6.251           | 5.496                             | 6.3             | 136.3            |
| 17/03/98                                                         | 6.250           | 5.396                             | 5.0             | 146.5            |
| 19/03/98                                                         | 6.249           | 5.378                             | 4.8             | 148.5            |
| 20/03/98                                                         | 6.249           | 5.371                             | 4.6             | 149.4            |
| 23/03/98                                                         | 6.249           | 5.348                             | 4.2             | 152.5            |
| 31/03/98                                                         | 6.248           | 5.299                             | 3.1             | 160.2            |
| 02/04/98                                                         | 6.248           | 5.290                             | 2.9             | 161.8            |

**Tabla 3\_2** – Condiciones geométricas del cometa para las Observaciones

Se especifican: la distancia heliocéntrica (R (U.A.)), la distancia geocéntrica ( $\Delta$  (U.A.)), el ángulo de fase y la elongación del cometa en el momento correspondiente al T.U.

## 3.2 – Reducción de Imágenes

El tratamiento de las imágenes se realizó mediante los paquetes del software IRAF (A User's Guide to CCD Reductions with IRAF, 1992), (Photometry with IRAF, 1994), (Specifications for the Aperture Photometry Package, 1987), (A reference guide to IRAF/DAOPHOT Package, 1994)

Las imágenes fueron primeramente corregidas de overscan y flat, no se corrige de bias por que al tratarse de un bias uniforme en toda la imagen la corrección de overscan es suficiente.

A continuación se busca obtener imágenes en flujo/píxel – instrumental, para lo cual se resta el valor de cielo correspondiente de cada imagen y se la divide por su tiempo de exposición. El valor de cielo de cada imagen se determina como el valor de la moda en regiones de la imagen donde no aparecen estrellas.

Luego se calibran las imágenes a flujo/píxel – calibrado. El método de calibración depende de sí las imágenes corresponden o no a una noche de observación fotométrica.

En caso de noches fotométricas se cuenta con observaciones de campos de estrellas estándares de Landolt (Landolt 1983), lo que permite aplicar el procedimiento de calibración basado en la tarea FITPARAMS de IRAF. El detalle de éste método de calibración se analiza en la sección 3.3.

En el caso de noches no fotométricas se buscó un método alternativo de calibración consistente en utilizar como magnitud calibrada los valores de catálogo de las estrellas de campo del cometa. Para este procedimiento se probaron distintos métodos y finalmente se decidió calibrar las estrellas de campo del cometa utilizando la F\_mag del catálogo GSC2. . El detalle de éste método alternativo de calibración se analiza en la sección 3.4.

En ambos casos el factor de calibración se aplica a las imágenes correspondientes mediante la tarea IMEXPR.

Una vez calibradas las imágenes se eliminan, mediante las tareas del paquete DAOPHOT, todas las estrellas que se encuentren en un radio de 300 píxeles del fotocentro del cometa, esto tiene como objetivo eliminar la contaminación de estrellas que se encuentren dentro de la región en la cual se realizará la fotometría del cometa.

El paquete DAOPHOT fue creado a fin de poder realizar fotometría de estrellas que se encuentren en campos densamente poblados si bien en este caso lo utilizamos para eliminar estrellas que contaminan la zona próxima al cometa. Básicamente la utilización de este paquete requiere de la determinación del valor del FWHM de las estrellas más brillantes de la imagen para lo cual se utilizan características de la imagen como: tiempo de exposición, filtro, masa de aire y características de la cámara CCD. En base a estos datos se crea una lista con las posiciones de estas estrellas y se les realiza fotometría de apertura. Con estos datos se crea un modelo de PSF (point spread function) que se ajusta simultáneamente a las estrellas seleccionadas y se genera una imagen que luego es sustraída de la imagen original.

El proceso puede realizarse en forma iterativa hasta lograr remover de la imagen toda la cantidad de estrellas posibles.

Finalmente las imágenes son alineadas en la posición del fotocentro del cometa mediante la tarea IMALIGN y se las combina mediante la tarea IMCOMBINE

Este procedimiento es realizado para cada una de las noches de observación y produce una imagen final calibrada en flujo/píxel/segundo sobre la cual se trabajará a fin de aplicar la metodología con la cual se pretende estudiar el comportamiento de la coma de polvo del cometa.

En resumen se utilizaron dos métodos de reducción de imágenes. Una para el caso de noches fotométricas basada en la calibración en base a imágenes de estrellas estándares. Y un segundo método para el caso de observaciones de noches no fotométricas basado en la calibración utilizando magnitudes del catalogo GSC2.

En la Figura 3\_1 se muestra un esquema de ambos métodos de calibración utilizados.



**Figura 3\_1** – Esquema de los dos tipos de reducción de imágenes utilizados

### 3.3 – Procedimiento de Calibración para noches Fotométricas

En el caso de noches fotométricas la calibración se realiza en base a la observación de campos de estrellas estándares de Landolt (Landolt 1983).

Para estas estrellas se aplica el método de fotometría de apertura. Este consiste básicamente en sumar el flujo observado dentro de un determinado radio centrado en el objeto y restar la contribución del cielo de fondo correspondiente a la misma región, de esta forma se obtiene el flujo correspondiente únicamente al objeto, el cual permite calcular su magnitud instrumental en Analog to Digital Units (ADUs)

El radio de apertura a utilizar en la fotometría se define en función del ancho de la “point spread function” (PSF), ésta función representa la distribución de irradiancia producida en el detector debido a una fuente puntual. En este caso se utilizó el ajuste de un perfil estelar del tipo “Moffat” y el ancho a mitad de altura de éste perfil (“full width at half maximum”, FWHM) se utilizó para definir el radio de apertura.

Se realizó un análisis previo de las imágenes de estrellas estándares mediante la tarea IMEXAM, con el objetivo de determinar un valor promedio del FWHM de las estrellas para las cuales se realizará la fotometría de apertura; éste análisis también permite descartar estrellas saturadas.

La fotometría de apertura se realizó con los paquetes de la tarea APPHOT/PHOT definiendo en cada caso:

cbox = 2\*FWHM: este parámetro se utiliza para la determinación del centroide del objeto; a partir de la posición inicial del cursor sobre la imagen se extraen los valores de intensidad en un cuadrado de lado definido por cbox, con esto se calcula la posición del centro ( $x_c$ ,  $y_c$ ) utilizando los momentos de primer orden para la distribución de intensidades:

$$x_c = \frac{\sum x_i I_i}{\sum I_i} \quad y_c = \frac{\sum y_i I_i}{\sum I_i} \quad (3_1)$$

para estos cálculos se utilizan únicamente aquellos píxeles cuyo valor de intensidad  $I_i$  es superior a la media correspondiente a la muestra de píxeles en cbox.

annulus = 5 + 4\*FWHM y dannulus = 5: este parámetro se utiliza para definir la región de muestreo del cielo, se extraen de la imagen de aquellos píxeles cuyos valores de intensidad se encuentran dentro de la región anular cuyo radio interior corresponde a annulus y cuyo ancho está definido por el valor dannulus; para estos valores se calculan la media, a mediana y la desviación estándar  $\sigma_{sky}$  respecto a la media, finalmente se asigna al cielo el valor correspondiente a  $I_{mode}$  calculado como:

$$I_{mode} = 3 I_{mediana} - 2 I_{media} \quad (3_2)$$

apertures = 4\*FWHM: este parámetro se utiliza para calcular el área (area) y la suma de los píxeles (sum) contenidos dentro de este radio de apertura.

Se tienen en cuenta aquellos píxeles que quedan parcialmente contenidos dentro del área definida por el radio de apertura, si la distancia  $r$  del centro del píxel al centro de la estrella es exactamente igual al radio de apertura  $R$ , entonces se considera la mitad de las cuentas del píxel, si  $r < R - 0.5$  se excluye todo el píxel, si  $r > R + 0.5$  se incluye todo el píxel y para valores intermedios de  $r$  la fracción de cuentas consideradas varía linealmente.

La selección de los valores utilizados en la fotometría se basan en que una apertura de 4\*FWHM asegura que se incluye mas del 99% de la luz de la estrella, a su vez el muestreo del cielo se realiza en una región próxima a la estrella para asegurarse de que efectivamente se está midiendo el cielo en torno a esa estrella, esto se debe a que los valores del cielo en distintas regiones de la imagen pueden presentar variaciones por ejemplo por gradientes de iluminación del cielo.

Finalmente el flujo dentro de la apertura se calcula como:

$$\text{flux} = \text{sum} - \text{area} \times m_{\text{sky}} \quad (3\_3)$$

donde  $m_{\text{sky}}$  corresponde al valor del cielo calculado según lo definido anteriormente

La magnitud del objeto analizado estará dada por:

$$\text{mag} = \text{zmag} - 2.5 \times \log (\text{sum} - \text{area} \times m_{\text{sky}}) + 2.5 \log (\text{itime}) \quad (3\_4)$$

a esta magnitud se le asocia un error ( $m_{\text{err}}$ ) el cual se calcula teniendo en cuenta tres posibles fuentes: error debido al cielo en la apertura, error en el calculo de la suma dentro de la apertura y error medio del cielo. También se considera el ruido de lectura, aunque generalmente este suele ser muy bajo comparado principalmente al gradiente de cielo.

Una vez obtenidas las magnitudes instrumentales de las estrellas estándares, se utiliza el paquete FITPARAMS a fin de obtener los coeficientes de calibración. Éste paquete utiliza el método de mínimos cuadrados para resolver la ecuación de transformación que permitirá la calibración al sistema estándar de las imágenes obtenidas.

Como el método utilizado en todos los filtros es el mismo, se explica a continuación en detalle sólo para el caso del filtro V y se exponen los resultados que se obtendrían en los filtros R e I.

## Calibración en el filtro V

La ecuación de transformación correspondiente al filtro V es la siguiente:

$$m_V = V + v_1 + v_2 * X_V + v_3 * BV + v_4 * BV * X_V \quad (3\_5)$$

donde:

$m_V$  es la magnitud instrumental de la estrella a calibrar.

$V$  es la magnitud estándar de la estrella a calibrar.

$BV$  es el índice de color estándar B-V de la estrella a calibrar.

$X_V$  es la masa de aire correspondiente al momento en que se tomo la imagen.

$v_1, v_2, v_3$  y  $v_4$  son los coeficientes a determinar.

En el caso de las imágenes con que se trabajó se optó por despreciar los coeficientes  $v_3$  y  $v_4$  dado que tanto para la CCD del IAC-80 como la del NOT estos coeficientes, dependientes del color, dan correcciones del orden de 0.005 magnitudes y por lo tanto sólo se determinaron los valores para  $v_1$  y  $v_2$ .

Como el paquete FITPARAMS puede utilizarse en forma interactiva, los resultados de cada ajuste aparecen en una gráfica que permite ir eliminando puntos que se aparten mucho de la curva teórica y de esta forma seleccionar los puntos que darán el mejor ajuste. El criterio utilizado para el descarte de puntos fue el de eliminar todos aquellos que presentaban un residuo mayor a 0.05 magnitudes.

Una vez obtenidos los coeficientes de calibración  $v_1$  y  $v_2$  son aplicados a las imágenes en flujo/píxel instrumental a fin de obtener flujo/píxel calibrado.

Partiendo de (3\_5) con  $v_3 = v_4 = 0$

$$V = m_V - v_1 - v_2 * X_V \quad (3\_6)$$

$V$  representa la magnitud calibrada, por lo que se relaciona con el flujo calibrado de la siguiente manera:

$$V = -2.5 * \log(F_C) \quad (3\_7)$$

$m_V$  representa la magnitud instrumental, la cual se relaciona con el flujo instrumental de la siguiente manera:

$$m_V = z_{\text{mag}} - 2.5 * \log(F_i) \quad (3\_8)$$

siendo  $z_{\text{mag}}$  una constante arbitraria. En el caso de las imágenes del IAC-80 se utilizó  $z_{\text{mag}} = 25$  y en las del NOT  $z_{\text{mag}} = 27$ .

Sustituyendo (3\_7) y (3\_8) en (3\_6):

$$-2.5 * \log(F_C) = z_{\text{mag}} - 2.5 * \log(F_i) - v_1 - v_2 * X_V$$

$$2.5 * \log\left(\frac{F_C}{F_i}\right) = -z_{\text{mag}} + v_1 + v_2 * X_V$$

y por lo tanto:

$$F_C = F_i * 10^{0.4 * (v_1 + v_2 * X_V - z_{\text{mag}})} \quad (3_9)$$

El factor:

$$F_{\text{cal}} = 10^{0.4 * (v_1 + v_2 * X_V - z_{\text{mag}})} \quad (3_{10})$$

será el coeficiente de calibración que permita transformar cada imagen instrumental en imagen calibrada.

La tarea también determina los errores en los coeficientes, lo cual permite realizar un cálculo del error en el factor de calibración para cada imagen.

Aplicando propagación de errores en la ec. (3\_10), considerando que no hay error en la masa de aire tenemos:

$$\Delta F_{\text{cal}} = F_{\text{cal}} * 0.4 * \ln(10) * (\Delta v_1 + \Delta v_2 * X_V) \quad (3_{11})$$

También es posible determinar la diferencia entre la magnitud instrumental y la magnitud calibrada, y el error correspondiente a dicha diferencia:

$$m_V - V = v_1 + v_2 * X_V \quad (3_{12})$$

aplicando propagación de errores:

$$\Delta(m_V - V) = \Delta v_1 + \Delta v_2 * X_V \quad (3_{13})$$

## Calibración en el filtro R

La ecuación de transformación correspondiente al filtro R es la siguiente:

$$m_R = (V - VR) + r_1 + r_2 * X_R + r_3 * VR + r_4 * VR * X_R \quad (3\_14)$$

$m_R$  es la magnitud instrumental de la estrella a calibrar.

$(V - VR)$  es la magnitud estándar de la estrella a calibrar.

$VR$  es el índice de color estándar V-R de la estrella a calibrar.

$X_R$  es la masa de aire correspondiente al momento en que se tomo la imagen.

$r_1, r_2, r_3$  y  $r_4$  son los coeficientes a determinar.

Siguiendo un método similar al descrito en el caso del filtro V, tendremos que el factor de calibración que permite transformar cada imagen instrumental en imagen calibrada y su error correspondiente, considerando que no hay error en la masa de aire, estarán dados por:

$$F_{cal} = 10^{0.4 * (r_1 + r_2 * X_R - z_{mag})} \quad (3\_15)$$

$$\Delta F_{cal} = F_{cal} * 0.4 * \ln(10) * (\Delta r_1 + \Delta r_2 * X_R) \quad (3\_16)$$

La diferencia entre la magnitud instrumental y la magnitud calibrada y el error correspondiente a dicha diferencia estarán dadas por:

$$m_R - R = r_1 + r_2 * X_R \quad (3\_17)$$

$$\Delta(m_R - R) = \Delta r_1 + \Delta r_2 * X_R \quad (3\_18)$$

## Calibración en el filtro I

La ecuación de transformación correspondiente al filtro I es la siguiente:

$$m_I = (R - RI) + i_1 + i_2 * X_I + i_3 * RI + i_4 * RI * X_I \quad (3\_19)$$

donde:

$m_I$  es la magnitud instrumental de la estrella a calibrar.

$I$  es la magnitud estándar de la estrella a calibrar.

$RI$  es el índice de color estándar R-I de la estrella a calibrar.

$X_I$  es la masa de aire correspondiente al momento en que se tomo la imagen.

$i_1, i_2, i_3$  e  $i_4$  son los coeficientes a determinar.

Siguiendo un método similar al descrito en el caso del filtro V, tendremos que el factor de calibración que permite transformar cada imagen instrumental en imagen calibrada. y su error correspondiente, considerando que no hay error en la masa de aire, estarán dados por:

$$F_{\text{cal}} = 10^{0.4 * (i_1 + i_2 * X_I - z_{\text{mag}})} \quad (3\_20)$$

$$\Delta F_{\text{cal}} = F_{\text{cal}} * 0.4 * \ln(10) * (\Delta i_1 + \Delta i_2 * X_I) \quad (3\_21)$$

La diferencia entre la magnitud instrumental y la magnitud calibrada y el error correspondiente a dicha diferencia estarán dados por:

$$m_I - I = i_1 + i_2 * X_I \quad (3\_22)$$

$$\Delta(m_I - I) = \Delta i_1 + \Delta i_2 * X_I \quad (3\_23)$$

## Regiones de Estándares

Las regiones de estándares observadas fueron obtenidas del catalogo de Landolt y corresponden a las regiones: Rubin\_149, PG0231+051, PG1633+099, PG1323-086 y PG0918+029.

Para cada noche se utilizaron los campos y estrellas que se detallan en la Tabla 3\_3

| <b>Campos</b>       | <b>Estrellas Observadas</b>                                                 | <b>Masa de aire</b> |
|---------------------|-----------------------------------------------------------------------------|---------------------|
| <b>DICIEMBRE 10</b> |                                                                             |                     |
| Set 1               | PG2331+055, PG2331+055A, PG2331+055B                                        | 1.140               |
| Set 2               | PG2331+055, PG2331+055A, PG2331+055B                                        | 1.435               |
| Set 3               | PG2331+055, PG2331+055A, PG2331+055B                                        | 2.159               |
| Set 4               | PG0231+051E, PG0231+051D, PG0231+051A, PG0231+051, PG0231+051B, PG0231+051C | 1.343               |
| Set 5               | RU_149G, RU_149A, RU_149F, RU_149, RU_149D, RU_149C, RU_149B, RU_149E       | 1.140               |
| Set 6               | RU_149G, RU_149A, RU_149F, RU_149, RU_149D, RU_149C, RU_149B, RU_149E       | 2.213               |
| <b>ENERO17</b>      |                                                                             |                     |
| Set 1               | PG0231+051A, PG0231+051, PG0231+051B                                        | 1.132               |
| Set 2               | PG0231+051A, PG0231+051, PG0231+051B                                        | 1.153               |
| Set 3               | PG0231+051A, PG0231+051, PG0231+051B                                        | 1.398               |

|                 |                                                                                                 |       |
|-----------------|-------------------------------------------------------------------------------------------------|-------|
| Set 4           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.173 |
| Set 5           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.865 |
| Set 6           | PG0918+029D, PG0918+029, PG0918+029B                                                            | 1.845 |
| Set 7           | PG0918+029D, PG0918+029, PG0918+029B                                                            | 1.975 |
| <b>ENERO 18</b> |                                                                                                 |       |
| Set 1           | PG0231+051D, PG0231+051A, PG0231+051B                                                           | 1.093 |
| Set 2           | PG0231+051D, PG0231+051A, PG0231+051B                                                           | 1.088 |
| Set 3           | PG0231+051D, PG0231+051A, PG0231+051                                                            | 1.118 |
| Set 4           | PG0231+051D, PG0231+051A, PG0231+051                                                            | 1.224 |
| Set 5           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.506 |
| Set 6           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.250 |
| Set 7           | PG0918+029, PG0918+029B, PG0918+029A                                                            | 1.667 |
| Set 8           | PG0231+051A, PG0231+051, PG0231+051B                                                            | 1.922 |
| Set 9           | PG0918+029, PG0918+029B, PG0918+029A                                                            | 1.108 |
| Set 10          | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.317 |
| Set 11          | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.749 |
| Set 12          | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 2.489 |
| Set 13          | PG0918+029, PG0918+029B, PG0918+029A                                                            | 1.806 |
| <b>ENERO 24</b> |                                                                                                 |       |
| Set 1           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.338 |
| Set 2           | PG0918+029B, PG0918+029A                                                                        | 1.112 |
| Set 3           | PG0918+029B, PG0918+029A                                                                        | 1.624 |
| Set 4           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B                                                           | 1.271 |
| Set 5           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B                                                           | 1.258 |
| <b>MARZO 19</b> |                                                                                                 |       |
| Set 1           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.165 |
| Set 2           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149                                                   | 2.137 |
| Set 3           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B                                                           | 1.396 |
| Set 4           | PG1633+099A, PG1633+099B, PG1633+099C                                                           | 1.062 |

| <b>MARZO 20</b> |                                                                                                 |       |
|-----------------|-------------------------------------------------------------------------------------------------|-------|
| Set 1           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.144 |
| Set 2           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.173 |
| Set 3           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.804 |
| <b>MARZO 31</b> |                                                                                                 |       |
| Set 1           | Rubin_149G, Rubin_149A, Rubin_149F, Rubin_149<br>Rubin_149D, Rubin_149C, Rubin_149B, Rubin_149E | 1.342 |
| Set 2           | PG0918+029D, PG0918+029, PG0918+029B,<br>PG0918+029A, PG0918+029 C                              | 1.333 |
| Set 3           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B                                                           | 1.341 |
| Set4            | PG0918+029D, PG0918+029, PG0918+029B,<br>PG0918+029A, PG0918+029 C                              | 2.190 |
| Set 5           | PG1633+099, PG1633+099A, PG1633+099B<br>PG1633+099C, PG1633+099D                                | 1.393 |
| Set 6           | PG1323-086, PG1323-086A, PG1323-086C,<br>PG1323-086B                                            | 1.290 |
| Set 7           | PG1633+099, PG1633+099A, PG1633+099B<br>PG1633+099C, PG1633+099D                                | 1.072 |
| Set 8           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B,<br>PG1323-086D                                           | 1.767 |
| Set 9           | PG1323-086A, PG1323-086C, PG1323-086B,<br>PG1323-086D                                           | 1.872 |

**Tabla 3\_3** – Detalle de las estrellas estándares observadas para el 31 de Marzo

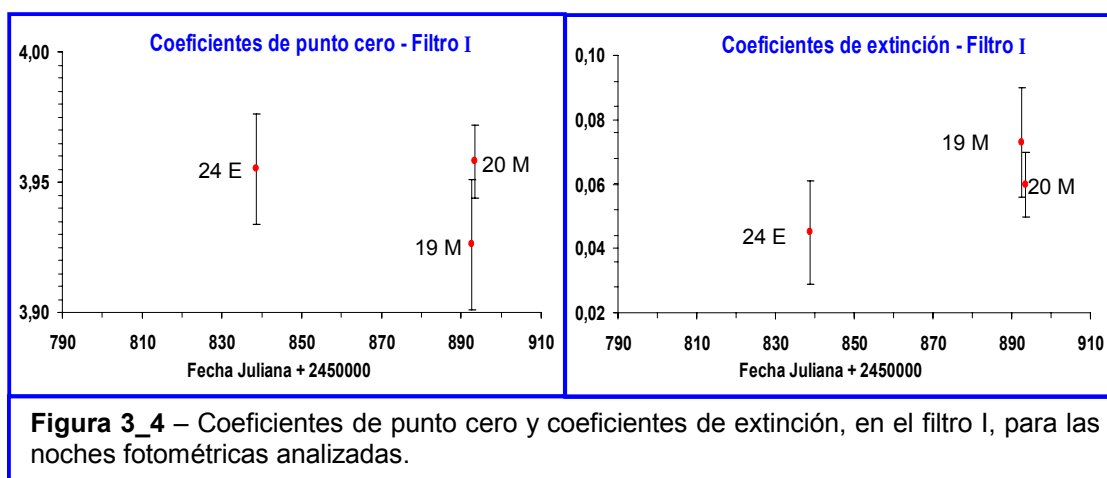
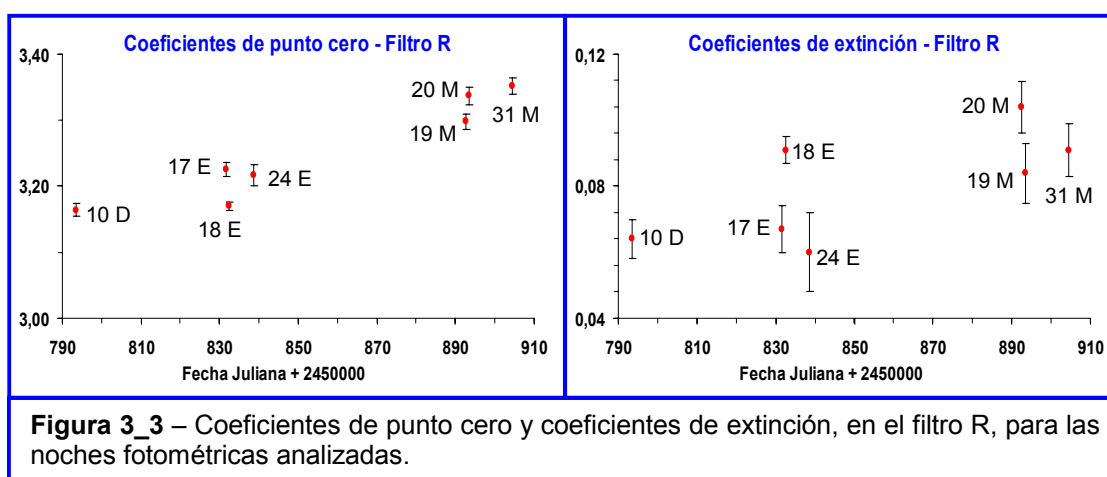
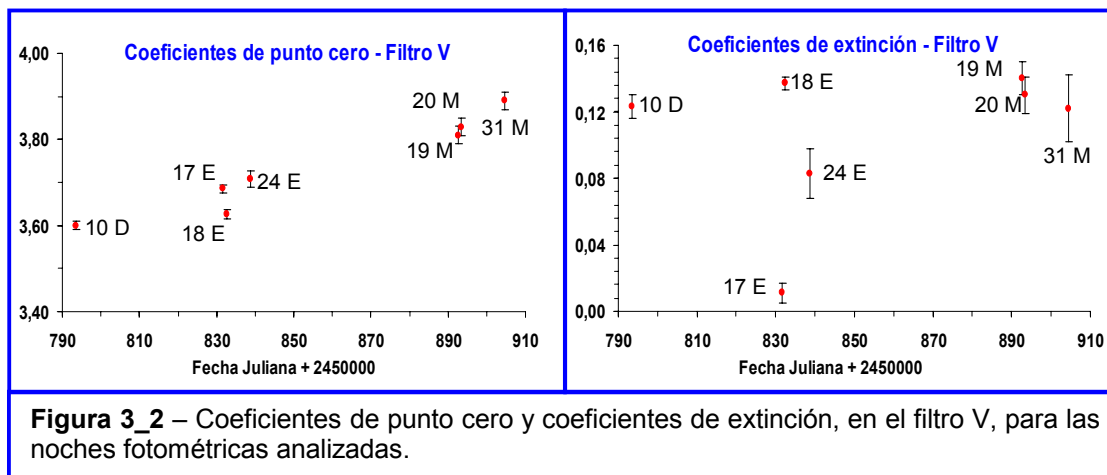
En la tabla 3\_39 se muestra un resumen de los coeficientes de calibración y sus errores obtenidos aplicando el paquete FITPARAMS a las estrellas estándares analizadas.

| Coeficientes de calibración |              |                 |             |             |             |             |             |             |
|-----------------------------|--------------|-----------------|-------------|-------------|-------------|-------------|-------------|-------------|
|                             |              |                 |             |             |             |             |             |             |
|                             |              | 10 de Diciembre | 17 de Enero | 18 de Enero | 24 de Enero | 19 de Marzo | 20 de Marzo | 31 de Marzo |
| Fecha Juliana + 2450000     |              | 793.544         | 831.573     | 832.530     | 838.685     | 892.579     | 893.424     | 904.559     |
|                             |              |                 |             |             |             |             |             |             |
| Filtro V                    | $v_1$        | 3.60            | 3.685       | 3.626       | 3.71        | 3.81        | 3.83        | 3.89        |
|                             | $\Delta v_1$ | 0.01            | 0.001       | 0.007       | 0.02        | 0.02        | 0.02        | 0.02        |
|                             | $v_2$        | 0.123           | 0.110       | 0.137       | 0.08        | 0.14        | 0.13        | 0.12        |
|                             | $\Delta v_2$ | 0.007           | 0.006       | 0.004       | 0.02        | 0.01        | 0.01        | 0.02        |
|                             |              |                 |             |             |             |             |             |             |
| Filtro R                    | $r_1$        | 3.16            | 3.23        | 3.170       | 3.22        | 3.30        | 3.34        | 3.35        |
|                             | $\Delta r_1$ | 0.01            | 0.01        | 0.001       | 0.02        | 0.01        | 0.01        | 0.01        |
|                             | $r_2$        | 0.064           | 0.067       | 0.091       | 0.06        | 0.104       | 0.084       | 0.091       |
|                             | $\Delta r_2$ | 0.006           | 0.007       | 0.004       | 0.01        | 0.008       | 0.009       | 0.008       |
|                             |              |                 |             |             |             |             |             |             |
| Filtro I                    | $i_1$        |                 |             |             | 3.96        | 3.93        | 3.96        |             |
|                             | $\Delta i_1$ |                 |             |             | 0.02        | 0.03        | 0.01        |             |
|                             | $i_2$        |                 |             |             | 0.05        | 0.07        | 0.06        |             |
|                             | $\Delta i_2$ |                 |             |             | 0.02        | 0.02        | 0.01        |             |

**Tabla 3\_4** – Resumen general de la fecha juliana para el T.U. medio de las observaciones de estándares, los coeficientes de calibración y sus errores, en los filtros V, R e I, obtenidos para las noches de observación fotométricas.

| Coeficientes de calibración promedio                                                                   |              |       |              |          |              |       |              |          |              |       |              |
|--------------------------------------------------------------------------------------------------------|--------------|-------|--------------|----------|--------------|-------|--------------|----------|--------------|-------|--------------|
| Filtro V                                                                                               |              |       |              | Filtro R |              |       |              | Filtro I |              |       |              |
| $v_1$                                                                                                  | $\Delta v_1$ | $v_2$ | $\Delta v_2$ | $r_1$    | $\Delta r_1$ | $r_2$ | $\Delta r_2$ | $i_1$    | $\Delta i_1$ | $i_2$ | $\Delta i_2$ |
| 3.74                                                                                                   | 0.01         | 0.12  | 0.07         | 3.25     | 0.01         | 0.08  | 0.01         | 3.95     | 0.02         | 0.06  | 0.02         |
| <b>Tabla 3-5</b> – Valores promedios de los coeficientes de calibración y sus correspondientes errores |              |       |              |          |              |       |              |          |              |       |              |

Las figuras 3\_2 a 3\_4 muestran una representación grafica de los coeficientes de calibración, coeficientes de punto cero y coeficientes de extinción, obtenidos en los distintos filtros.



Según se observa en las figuras 3\_2 a 3\_4 que los coeficientes de punto cero  $v_1$  y  $r_1$  tienden a aumentar su valor a medida que pasa el tiempo, mientras que los coeficientes de extinción  $v_2$  y  $r_2$  presentan variaciones no correlacionadas con las fechas y además tienen errores relativamente grandes por lo que no hay suficientes datos para asegurar que existe alguna tendencia..

Los coeficientes de punto cero permiten una determinación global de la transparencia de la atmósfera, en este caso estos coeficientes están indicando que la transparencia atmosférica es menor en Marzo que en Diciembre o Enero, este fenómeno es bastante común en los observatorios de las Islas Canarias donde la transparencia atmosférica depende mucho de la cantidad de polvo en suspensión que haya en la atmósfera.

Por otra parte los coeficientes de extinción son bastantes constantes lo cual indica que la dependencia con la masa de aire no varió en dicho lapso de observación.

A partir de la tabla 3\_5 puede verse que el coeficiente de punto cero  $v_1$  presenta un error relativo en el rango [3% - 8%] respecto al valor promedio, mientras que el coeficiente de punto cero  $r_1$  presentan un error relativo del 3% respecto al valor promedio.

### 3.4- Procedimiento de Calibración para noches no Fotométricas

En el caso de noches no fotométricas no es posible contar con observaciones de estrellas estándar que permitan realizar una calibración de las imágenes del cometa. Como método alternativo se procedió a realizar una calibración en base a magnitudes de catálogo para las estrellas que aparecen en el campo del cometa. El procedimiento alternativo de mayor confiabilidad para calibrar estas imágenes hubiese sido el de observar el campo donde se encontraba el cometa y un conjunto de estrellas estándares en una noche fotométrica pero dado que no fue posible lograr esto se optó por utilizar el método alternativo que aquí se presenta.

Para la selección del catálogo a utilizar se realizaron pruebas con los catálogos USNO y GSC2, finalmente se encontró mejor correlación entre las magnitudes correspondientes a imágenes del filtro R y la F\_mag del GSC2. El problema con estos catálogos es que son astrométricos y las magnitudes no tienen la precisión de un catálogo fotométrico ni las observaciones se han realizado con los filtros estándar. Pero si la banda del filtro utilizado no es muy diferente a la de uno de los filtros estándar, las estrellas no son de un color muy diferente al objeto (o muy rojas o muy azules respecto al Sol), la medida de muchas estrellas en el mismo campo que el objeto nos permitiría llegar a precisiones aceptables para este trabajo (del orden del 10% en la calibración en flujo).

El procedimiento de calibración consiste en seleccionar el mayor número posible de estrellas del campo del cometa que se encuentren incluidas en el catálogo. Para estas estrellas se realiza fotometría de apertura utilizando las tareas del paquete APPHOT, obteniéndose las magnitudes instrumentales ( $m_i$ ) y los errores correspondientes a dichas magnitudes.

Luego se busca el mejor coeficiente que permita llevar estas magnitudes instrumentales a las magnitudes del catálogo ( $m_{Ci}$ ), según el procedimiento que se describe a continuación.

A partir de las magnitudes instrumentales y de las magnitudes de catálogo de las N estrellas de campo medidas pueden obtenerse los flujos correspondientes de la siguiente manera:

magnitud y flujo instrumental ( $f_i$ ) para la estrella i:

$$m_i = 25 - 2.5 \log(f_i) \quad f_i = 10^{\frac{25 - m_i}{2.5}} \quad (3\_24)$$

magnitud y flujo del catálogo ( $f_{Ci}$ ) para la estrella i:

$$m_{Ci} = -2.5 \log(f_{Ci}) \quad f_{Ci} = 10^{\frac{-m_{Ci}}{2.5}} \quad (3\_25)$$

El error en el flujo instrumental puede obtenerse a partir del error en la magnitud instrumental aplicando propagación de errores siendo el error en el flujo instrumental para la estrella i:

$$\Delta f_i = \left| \frac{\partial f_i}{\partial m_i} \right| \Delta m_i = \frac{\ln(10)}{2.5} 10^{\frac{25 - m_i}{2.5}} \quad (3\_26)$$

Lo que se busca es un factor K que transforme flujos instrumentales en flujos de catalogo.

$$f_i K = f_{Ci} \quad \text{para } i = 1 \text{ a } N \quad (3\_27)$$

Se busca el valor de mejor ajuste para la constante K mediante un tratamiento estadístico teniendo en cuenta los errores en las magnitudes instrumentales. Una de las consideraciones a tener en cuenta respecto a este método es el hecho de que se están despreciando las diferencias en índice de color entre las estrellas por obvias razones de falta de datos. La ventaja de utilizar este método estadístico es que estrellas muy azules o muy rojas respecto del Sol (que es una estrella de tipo espectral G, de los más abundantes entre las estrellas de campo), o estrellas con errores en la magnitud de catálogo muy por encima de la media, producirán cocientes  $f_{Ci}/f_i$  muy por encima de la media y serán descartadas.

Se calcula el cociente entre el flujo del catálogo y el flujo instrumental  $f_{Ci}/f_i$  para cada estrella seleccionada y se aplica propagación de errores para determinar el error en dicho cociente  $\Delta(f_{Ci}/f_i)$ .

El error en el cociente de flujos se calcula mediante propagación de errores:

$$\Delta\left(\frac{f_{Ci}}{f_i}\right) = \left| \frac{\partial\left(\frac{f_{Ci}}{f_i}\right)}{\partial f_i} \right| \Delta f_i = \frac{f_{Ci}}{f_i^2} \Delta f_i \quad (3\_28)$$

Finalmente el valor de la constante K se calcula como el promedio ponderado del cociente de flujos, la varianza de dicho promedio se utiliza como margen para el criterio de descarte de valores.

Para ello se aplican las siguientes definiciones:

$$\bar{x} = \sum x_i p_i \quad \text{valor medio} \quad (3\_29)$$

$$\sigma^2 = \sum (x_i - \bar{x})^2 p_i \quad \text{varianza} \quad (3\_30)$$

$$\sum p_i = 1 \quad \text{condición de normalización} \quad (3\_31)$$

siendo  $p_i$  la probabilidad de ocurrencia de cada valor.

Para el calculo del promedio ponderado se asignan los pesos estadísticos:

$$p_i = \frac{w_i}{\sum w_i} \quad \text{donde } w_i = \frac{1}{\text{error}^2} \quad (3\_32)$$

en este caso:

$$w_i = \left( \Delta \left( \frac{f_{Ci}}{f_i} \right) \right)^{-2} \quad p_i = \frac{w_i}{\sum_{i=1}^N w_i} \quad (3\_33)$$

Aplicando las definiciones (3\_46) y (3\_47) se obtienen:

$$K = \sum_{i=1}^N \frac{f_{Ci}}{f_i} p_i \quad \text{promedio ponderado} \quad (3\_34)$$

$$\sigma^2 = \sum_{i=1}^N \left( \frac{f_{Ci}}{f_i} - K \right)^2 p_i \quad \text{varianza} \quad (3\_35)$$

El procedimiento se realiza para cada una de las imágenes del cometa de forma de descartar valores que caen fuera del rango  $K \pm 2\sigma$ , utilizando siempre la misma selección de estrellas, o sea que si una estrella determinada es descartada para una imagen en particular se opta por descartarla para todo el conjunto de imágenes de esa noche. El procedimiento se repite en forma iterativa de forma que luego de cada descarte se vuelven a calcular un promedio y una varianza para utilizar en el criterio de descarte.

En función de los coeficientes  $K$  y  $\sigma$  pueden calcularse la diferencia promedio en magnitudes instrumentales y magnitudes de catálogo y el error correspondiente a ese promedio.

Usando (3\_41) y (3\_42):

$$m_i - m_c = 25 - 2.5 \log \left( \frac{f_c}{f_i} \right) \quad (3\_36)$$

diferencia promedio entre magnitud instrumental y magnitud de catálogo

$$\overline{(m_i - m_c)} = 25 + 2.5 \log(K) \quad (3\_37)$$

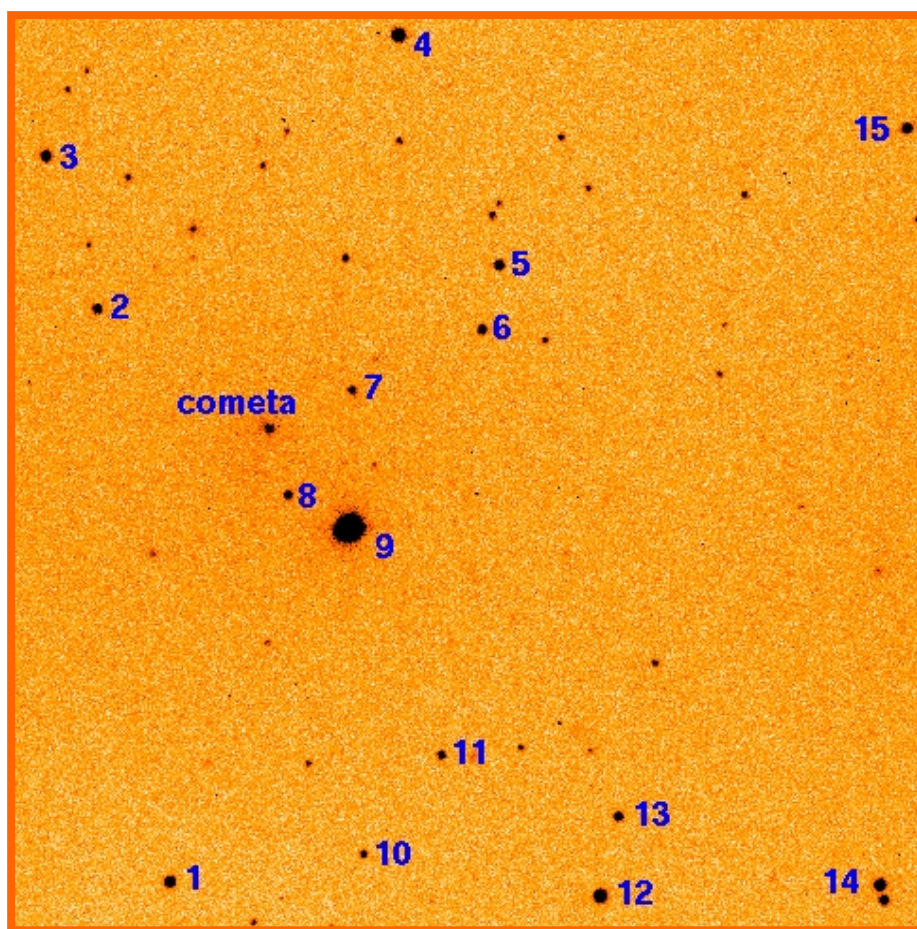
Aplicando propagación de errores:

$$\Delta \overline{(m_i - m_c)} = \left| -2.5 \frac{1}{K} \log(e) \right| \Delta(K) = \frac{2.5}{K} \log(e) \sigma \quad (3\_38)$$

A fin de analizar la calidad de este método de calibración se le aplico a todas las noches, fotométricas y no fotométricas, para de esta forma poder hacer una comparación de ambos métodos.

A modo de ejemplo se presenta en detalle el método aplicado a las imágenes obtenidas en el filtro R el 17 de Enero de 1998. El detalle de la aplicación a las imágenes en R obtenidas en otras noches se puede ver en el Apéndice 1.

Se seleccionaron 15 estrellas del campo del cometa que aparecen en el catálogo (ver Figura. 3\_5) y con ellas se procedió a calibrar un total de 10 imágenes del cometa correspondientes al filtro R. Las estrellas descartadas en el proceso de calibración fueron la 9 y la 14.



**Figura 3\_5** – Imagen correspondiente al 17 de Enero donde se observa la posición del cometa y las estrellas de catálogo seleccionadas para realizar la calibración.

En la Tabla 3\_6 se indican la posición y magnitud de las estrellas de catálogo seleccionadas y en la tabla 3\_7 se muestran los resultados de los ajustes.

| Estrella | GSC2 ID       | R.A.         | DEC.         | F_mag |
|----------|---------------|--------------|--------------|-------|
| 1        | S203001310066 | 13:38:38.797 | -19:36:28.34 | 15.56 |
| 2        | S20300139082  | 13:38:41.127 | -19:40:52.78 | 16.55 |
| 3        | S20300138798  | 13:38:42.780 | -19:42:03.43 | 15.90 |
| 4        | S20300138591  | 13:38:31.375 | -19:42:59.10 | 14.77 |
| 5        | S20300139009  | 13:38:28.120 | -19:41:12.77 | 16.08 |
| 6        | S20300139114  | 13:38:28.661 | -19:40:42.92 | 16.76 |
| 7        | S20300139223  | 13:38:32.870 | -19:40:15.05 | 17.12 |
| 8        | S20300139390  | 13:38:34.945 | -19:39:26.70 | 17.16 |
| 9        | S203001321    | 13:38:33.026 | -19:39:11.22 | 11.52 |
| 10       | S203001310015 | 13:38:32.528 | -19:36:40.53 | 17.37 |
| 11       | S20300139822  | 13:38:30.012 | -19:37:26.26 | 17.09 |
| 12       | S203001310080 | 13:38:24.880 | -19:36:21.32 | 15.02 |
| 13       | S20300139952  | 13:38:24.287 | -19:36:57.84 | 16.70 |
| 14       | S203001310081 | 13:38:15.822 | -19:36:26.09 | 15.44 |
| 15       | S20300138730  | 13:38:14.902 | -19:42:15.65 | 15.81 |

**Tabla 3\_6** – Características de las estrellas del catálogo seleccionadas para la calibración de las imágenes del 17 de Enero.

| Imagen       | K         | $\sigma$  | $(\overline{m_i - m_c})$ | $\Delta (\overline{m_i - m_c})$ |
|--------------|-----------|-----------|--------------------------|---------------------------------|
| fpijan170138 | 2.215e-09 | 2.121e-10 | 3.36                     | 0.10                            |
| fpijan170139 | 2.228e-09 | 1.926e-10 | 3.37                     | 0.09                            |
| fpijan170140 | 2.222e-09 | 2.009e-10 | 3.37                     | 0.10                            |
| fpijan170141 | 2.203e-09 | 2.368e-10 | 3.36                     | 0.12                            |
| fpijan170142 | 2.166e-09 | 1.966e-10 | 3.34                     | 0.10                            |
| fpijan170143 | 2.177e-09 | 1.786e-10 | 3.34                     | 0.09                            |
| fpijan170144 | 2.144e-09 | 1.929e-10 | 3.33                     | 0.10                            |
| fpijan170145 | 2.141e-09 | 2.029e-10 | 3.34                     | 0.10                            |
| fpijan170146 | 2.148e-09 | 2.149e-10 | 3.33                     | 0.11                            |
| fpijan170147 | 2.193e-09 | 2.114e-10 | 3.35                     | 0.10                            |

**Tabla 3\_7** – Valores del promedio ponderado, desviación estándar, diferencia promedio entre magnitud instrumental y de catálogo y error en dicho promedio para cada una de las 10 imágenes correspondientes al 17 de Enero.

El valor medio de  $\overline{(m_i - m_C)}$  es 3.35 con un sigma de 0.02. Considerando que el rango de masas de aire de las observaciones (ver Tabla 3\_1) fue de 0.33 y el coeficiente de extinción  $r_2 = 0.067$  (ver Tabla 3\_4), la variación de  $\overline{(m_i - m_C)}$  esperable dado que los campos se han observado a diferentes masas de aire sería de 0.02 magnitudes, por lo que los resultados son coherentes. Obsérvese así mismo que el valor medio y el sigma de los  $\Delta \overline{(m_i - m_C)}$  son 0.10 y 0.01 respectivamente, por tanto el error es del 10% y muy estable para todas las imágenes.

### 3.5 – Análisis de los métodos de obtención de información a partir de las imágenes analizadas

La mayor parte de las observaciones se realizó utilizando el filtro R dado que los cometas suelen tener un color algo más rojo que el Sol y por tanto son más brillantes en esta banda, y porque la contaminación por emisiones gaseosas es menor en esta banda espectral que en el filtro V y el objetivo de este trabajo es estudiar las propiedades del polvo (aunque en cualquier caso la emisión gaseosa esperable en la coma de un cometa tan alejado del Sol es muy baja). Por esta razón el método de calibración alternativo se aplicó a las imágenes tomadas en este filtro.

Para analizar la validez del método utilizado, se aplicó el método tradicional de calibración con estándares y el método alternativo de calibración con catálogo a aquellas observaciones que correspondían a noches fotométricas. De esta forma es posible determinar un margen del error cometido entre la aplicación de un método y el otro, asumiendo que el método de calibración mediante estándares es en todos los casos el que corresponde para un análisis fotométrico.

Para determinar entonces la validez del método se comparan los coeficientes obtenidos por ambos métodos, tomando como medida teórica la que se obtiene a partir de la calibración de las estrellas estándares.

El error relativo porcentual, comparando ambos factores estará dado por:

$$\text{ErrorRelativo} = \left| \frac{F_{\text{cal}} - K}{F_{\text{cal}}} \right| * 100 \quad (3\_39)$$

donde:  $F_{\text{cal}}$  está dado por la ecuación (3\_15) y K esta dado por la ecuación (3\_34).

A continuación se realiza el cálculo de error relativo porcentual para las noches de observación que fueron calibradas con ambos métodos

Los resultados obtenidos para estos errores se muestran a continuación en las Tablas 3\_31 a 3\_36.

| ENERO 17     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpijan170138 | 2.215e-09 | 2.203e-09        | 0.54                      |
| fpijan170139 | 2.228e-09 | 2.194e-09        | 1.55                      |
| fpijan170140 | 2.222e-09 | 2.188e-09        | 1.55                      |
| fpijan170141 | 2.203e-09 | 2.183e-09        | 0.92                      |
| fpijan170142 | 2.166e-09 | 2.178e-09        | 0.55                      |
| fpijan170143 | 2.177e-09 | 2.174e-09        | 0.14                      |
| fpijan170144 | 2.144e-09 | 2.170e-09        | 1.20                      |
| fpijan170145 | 2.141e-09 | 2.167e-09        | 1.20                      |
| fpijan170146 | 2.148e-09 | 2.163e-09        | 0.69                      |
| fpijan170147 | 2.193e-09 | 2.160e-09        | 1.53                      |

**Tabla 3\_8** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 17 de Enero

| ENERO 18     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpijan180231 | 2.193e-09 | 2.203e-09        | 0.45                      |
| fpijan180232 | 2.156e-09 | 2.194e-09        | 1.73                      |
| fpijan180233 | 2.149e-09 | 2.188e-09        | 1.78                      |
| fpijan180234 | 2.149e-09 | 2.183e-09        | 1.56                      |
| fpijan180235 | 2.132e-09 | 2.178e-09        | 2.11                      |

**Tabla 3\_9** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 18 de Enero.

| ENERO 24     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpijan240199 | 2.092e-09 | 2.107e-09        | 0.71                      |
| fpijan240202 | 2.106e-09 | 2.104e-09        | 0.10                      |
| fpijan240203 | 2.085e-09 | 2.103e-09        | 0.86                      |
| fpijan240208 | 2.099e-09 | 2.104e-09        | 0.24                      |
| fpijan240209 | 2.081e-09 | 2.104e-09        | 1.09                      |

**Tabla 3\_10** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 24 de Enero.

| MARZO 19     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpimar190079 | 2.535e-09 | 2.413e-09        | 5.06                      |
| fpimar190080 | 2.409e-09 | 2.414e-09        | 0.21                      |
| fpimar190081 | 2.444e-09 | 2.415e-09        | 1.20                      |
| fpimar190082 | 2.431e-09 | 2.416e-09        | 0.62                      |
| fpimar190083 | 2.474e-09 | 2.418e-09        | 2.32                      |
| fpimar190085 | 2.478e-09 | 2.423e-09        | 2.27                      |
| fpimar190086 | 2.462e-09 | 2.425e-09        | 1.53                      |
| fpimar190087 | 2.406e-09 | 2.428e-09        | 0.91                      |
| fpimar190088 | 2.469e-09 | 2.431e-09        | 1.56                      |
| fpimar190089 | 2.435e-09 | 2.435e-09        | 0.00                      |
| fpimar190091 | 2.490e-09 | 2.444e-09        | 1.88                      |
| fpimar190092 | 2.428e-09 | 2.449e-09        | 0.86                      |
| fpimar190093 | 2.406e-09 | 2.454e-09        | 1.96                      |
| fpimar190094 | 2.443e-09 | 2.460e-09        | 0.69                      |
| fpimar190095 | 2.488e-09 | 2.467e-09        | 0.85                      |
| fpimar190097 | 2.429e-09 | 2.485e-09        | 2.25                      |
| fpimar190098 | 2.480e-09 | 2.494e-09        | 0.56                      |
| fpimar190099 | 2.708e-09 | 2.504e-09        | 8.15                      |
| fpimar190100 | 2.550e-09 | 2.514e-09        | 1.43                      |
| fpimar190101 | 2.493e-09 | 2.525e-09        | 1.27                      |
| fpimar190103 | 2.604e-09 | 2.557e-09        | 1.84                      |
| fpimar190104 | 2.528e-09 | 2.572e-09        | 1.71                      |
| fpimar190105 | 2.602e-09 | 2.589e-09        | 0.50                      |
| fpimar190106 | 2.564e-09 | 2.607e-09        | 1.65                      |
| fpimar190107 | 2.700e-09 | 2.628e-09        | 2.74                      |

**Tabla 3\_34** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 19 de Marzo.

| MARZO 20     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpimar200062 | 2.649e-09 | 2.523e-09        | 4.99                      |
| fpimar200064 | 2.723e-09 | 2.506e-09        | 8.66                      |
| fpimar200065 | 2.847e-09 | 2.498e-09        | 13.97                     |
| fpimar200066 | 2.726e-09 | 2.491e-09        | 9.43                      |
| fpimar200067 | 2.675e-09 | 2.485e-09        | 7.65                      |
| fpimar200068 | 2.600e-09 | 2.479e-09        | 4.88                      |
| fpimar200069 | 2.866e-09 | 2.473e-09        | 15.89                     |
| fpimar200070 | 2.828e-09 | 2.468e-09        | 14.59                     |
| fpimar200071 | 2.711e-09 | 2.464e-09        | 10.02                     |
| fpimar200073 | 2.911e-09 | 2.455e-09        | 18.57                     |
| fpimar200074 | 2.637e-09 | 2.451e-09        | 7.59                      |
| fpimar200075 | 2.726e-09 | 2.448e-09        | 11.36                     |
| fpimar200076 | 2.610e-09 | 2.446e-09        | 6.70                      |
| fpimar200077 | 2.521e-09 | 2.443e-09        | 3.19                      |
| fpimar200078 | 2.490e-09 | 2.441e-09        | 2.01                      |
| fpimar200079 | 2.548e-09 | 2.439e-09        | 4.47                      |
| fpimar200080 | 2.509e-09 | 2.437e-09        | 2.95                      |
| fpimar200081 | 2.479e-09 | 2.436e-09        | 1.77                      |
| fpimar200082 | 2.532e-09 | 2.435e-09        | 3.98                      |
| fpimar200084 | 2.625e-09 | 2.433e-09        | 7.89                      |
| fpimar200085 | 2.708e-09 | 2.433e-09        | 11.30                     |
| fpimar200086 | 2.636e-09 | 2.432e-09        | 8.39                      |
| fpimar200087 | 2.702e-09 | 2.432e-09        | 11.10                     |
| fpimar200088 | 2.829e-09 | 2.433e-09        | 16.28                     |
| fpimar200089 | 3.181e-09 | 2.433e-09        | 30.74                     |
| fpimar200090 | 3.172e-09 | 2.434e-09        | 30.32                     |
| fpimar200091 | 2.667e-09 | 2.435e-09        | 9.53                      |
| fpimar200092 | 2.531e-09 | 2.436e-09        | 3.90                      |
| fpimar200093 | 2.473e-09 | 2.437e-09        | 1.48                      |
| fpimar200095 | 2.493e-09 | 2.441e-09        | 2.13                      |
| fpimar200096 | 2.420e-09 | 2.443e-09        | 0.94                      |
| fpimar200097 | 2.632e-09 | 2.446e-09        | 7.60                      |
| fpimar200098 | 2.597e-09 | 2.449e-09        | 6.04                      |
| fpimar200099 | 2.509e-09 | 2.452e-09        | 2.32                      |

**Tabla 3\_35** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 20 de Marzo.

| MARZO 31     |           |                  |                           |
|--------------|-----------|------------------|---------------------------|
| Imagen       | K         | F <sub>cal</sub> | Error relativo porcentual |
| fpimar310050 | 2.482e-09 | 2.507e-09        | 1,00                      |
| fpimar310051 | 2.472e-09 | 2.510e-09        | 1,51                      |
| fpimar310052 | 2.510e-09 | 2.511e-09        | 0,04                      |
| fpimar310053 | 2.498e-09 | 2.512e-09        | 0,56                      |
| fpimar310054 | 2.484e-09 | 2.514e-09        | 1,19                      |
| fpimar310056 | 2.493e-09 | 2.515e-09        | 0,87                      |
| fpimar310057 | 2.494e-09 | 2.517e-09        | 0,91                      |
| fpimar310058 | 2.490e-09 | 2.518e-09        | 1,11                      |
| fpimar310059 | 2.497e-09 | 2.520e-09        | 0,91                      |
| fpimar310060 | 2.534e-09 | 2.522e-09        | 0,48                      |
| fpimar310061 | 2.512e-09 | 2.524e-09        | 0,48                      |
| fpimar310062 | 2.505e-09 | 2.525e-09        | 0,79                      |
| fpimar310063 | 2.513e-09 | 2.527e-09        | 0,55                      |
| fpimar310065 | 2.492e-09 | 2.529e-09        | 1,46                      |
| fpimar310066 | 2.509e-09 | 2.531e-09        | 0,87                      |
| fpimar310067 | 2.513e-09 | 2.533e-09        | 0,79                      |
| fpimar310068 | 2.527e-09 | 2.536e-09        | 0,35                      |
| fpimar310069 | 2.548e-09 | 2.538e-09        | 0,39                      |

**Tabla 3\_36** – Comparación de ambos métodos de calibración de imágenes y cálculo del error relativo porcentual para la noche del 31 de Marzo.

En general, dentro de los modelos de física experimental se admite que un error menor al 10 % permite asegurar que el modelo ajusta razonablemente bien con los resultados experimentales. En este caso se observa que los errores obtenidos son bastante pequeños salvo para algunas de las imágenes del 20 de Marzo donde los errores son bastante grandes, superando en algunos casos ampliamente ese margen del 10%.

Considerando el promedio de los errores porcentuales obtenidos para todas las imágenes analizadas se obtiene un valor de  $0.8 \pm 0.4$  %, esto justifica el hecho de utilizar el método alternativo de calibración con catálogo para las noches no fotométricas.

El procedimiento de calibración se realizó de la siguiente manera: en aquellas noches de observación donde se habían observado estrellas estándares se realizó la calibración usual mediante la determinación de los coeficientes de calibración según lo descrito en 3.3. Para las noches no fotométricas se realizó la calibración con catálogo descrita en 3.4. La justificación para la comparación de ambos métodos de calibración en los resultados finales se basa en el hecho de que los errores relativos entre ambos métodos son en general pequeños y es de esperar que esto se pueda extrapolar para las noches no fotométricas, aunque debe tenerse en cuenta que en estos casos el margen de error es mayor que en el caso tradicional de calibración con estándares.

### 3.6 –Imágenes finales calibradas y combinadas

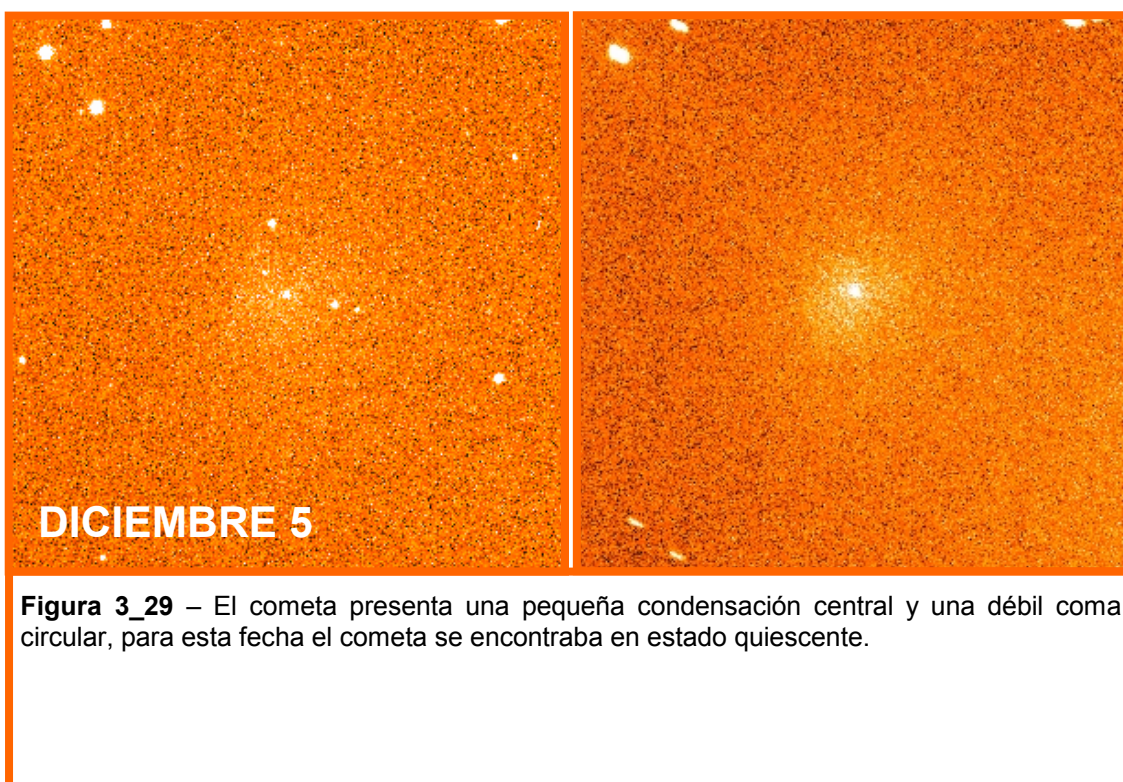
En las Figuras 3\_29 a 3\_48 se muestra, para cada una de las noches de observación, un ejemplo de una imagen flujo/píxel instrumental (columna izquierda) y la imagen final calibrada, obtenida como combinación de todas las imágenes calibradas correspondientes a dicha noche y en la cual ya han sido substraídas las estrellas en el rango circular de 300 píxeles del fotocentro del cometa.

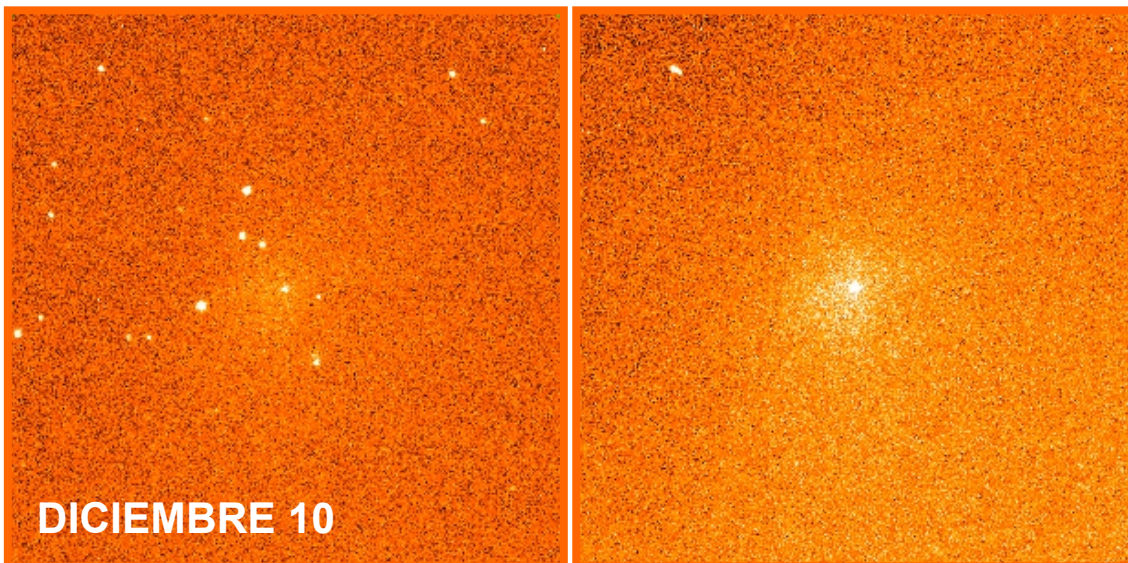
Todas las imágenes corresponden a un cuadrado de 600 x 600 píxeles centradas en el fotocentro del cometa. En cada imagen se incluye un pequeño comentario sobre el aspecto del cometa y las variaciones que se van observando en su morfología.

Además en todas las imágenes el Norte N se encuentra hacia arriba y el Este E hacia la izquierda.

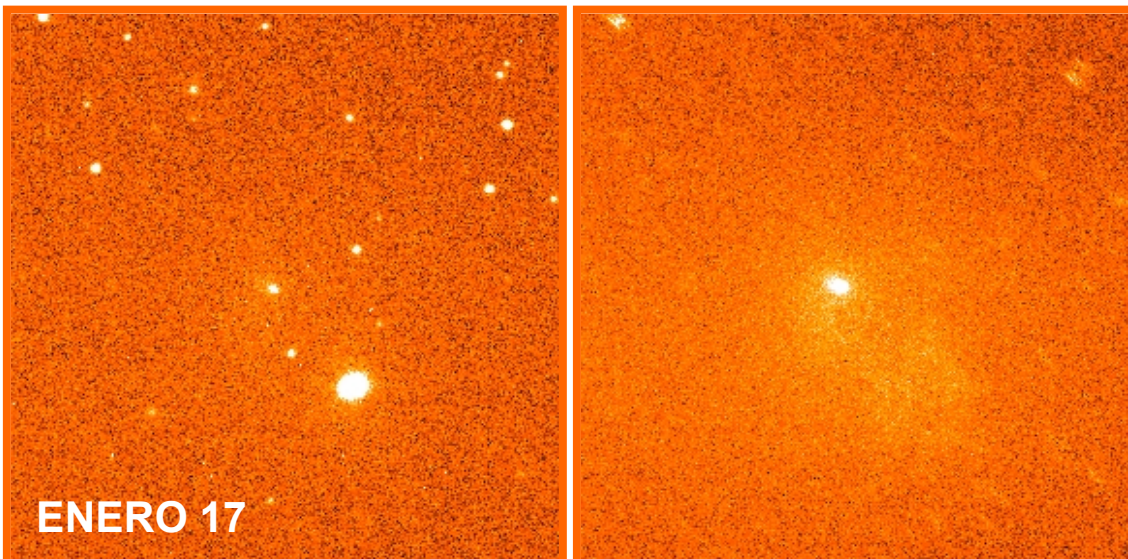
La morfología se estudia en detalle en el capítulo 6.

#### Imágenes en el filtro R

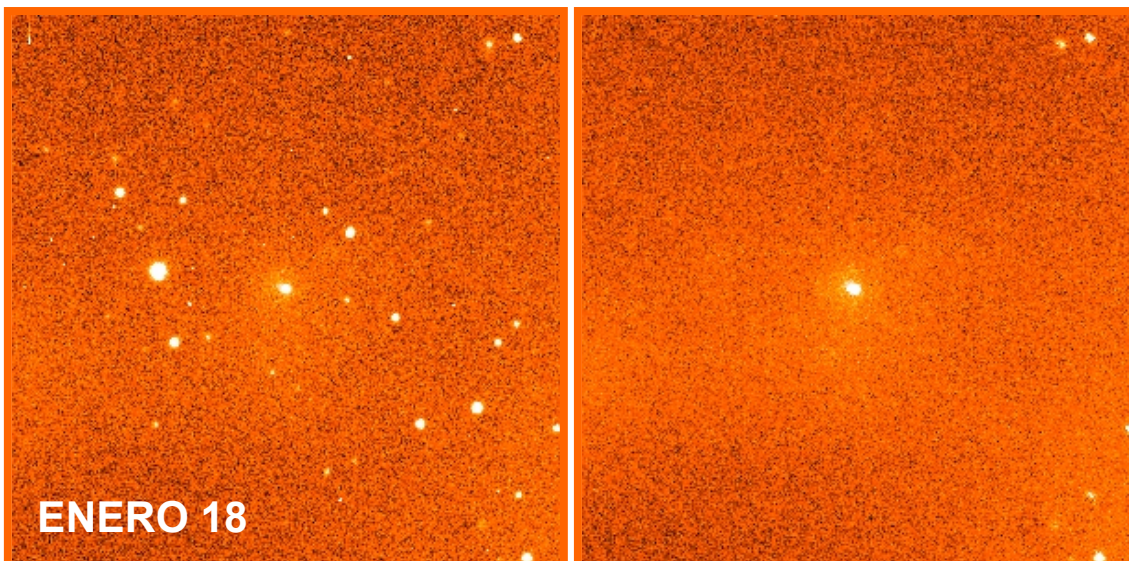




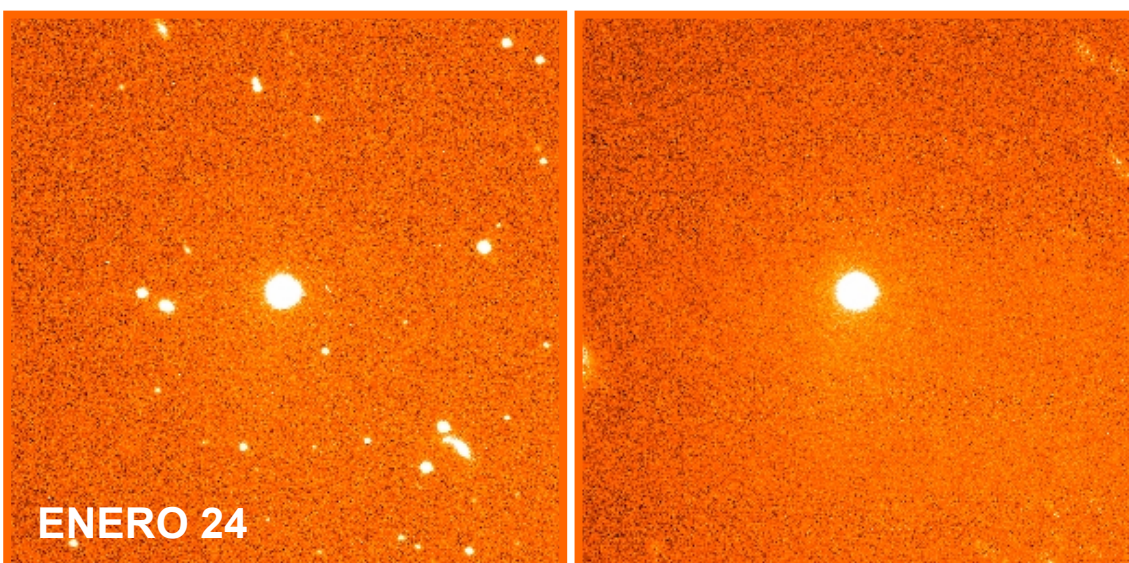
**Figura 3\_30** - En este caso la imagen obtenida es similar a la anterior, nuevamente el cometa presenta una pequeña condensación central y una débil coma circular, para esta fecha el cometa se encontraba en estado quiescente.



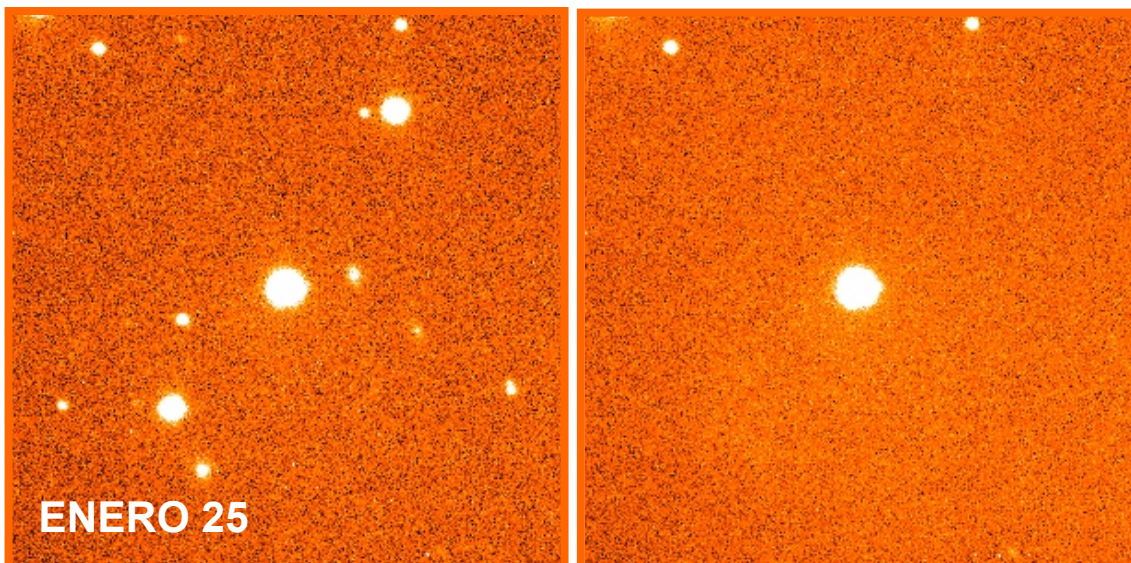
**Figura 3\_31** - Si bien la imagen es similar a las anteriores pues el cometa se encontraba en estado quiescente, en este caso la condensación central es más intensa y la coma, si bien es débil ya no presenta un aspecto tan circular posiblemente debido a la extensión del tiempo de exposición.



**Figura 3\_32** - El cometa presenta una condensación central menos intensa que en la noche anterior y la coma es apenas visible.

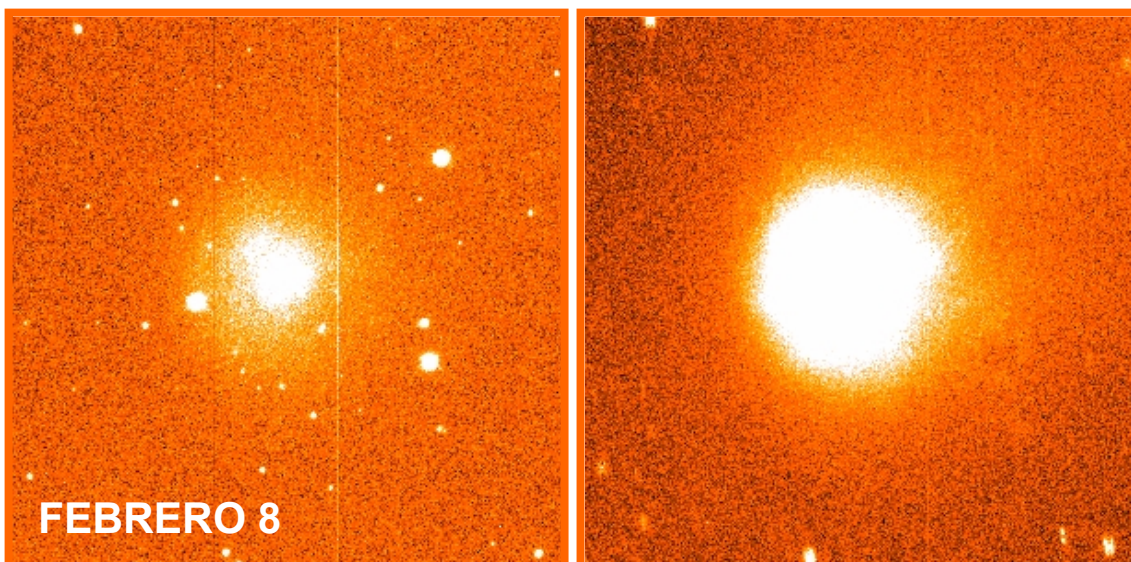


**Figura 3\_33** - Aquí claramente el aspecto del cometa ha cambiado, la coma es muy circular y muy intensa y ya no se nota la condensación central, en este caso el cometa estaba en estado de outburst.



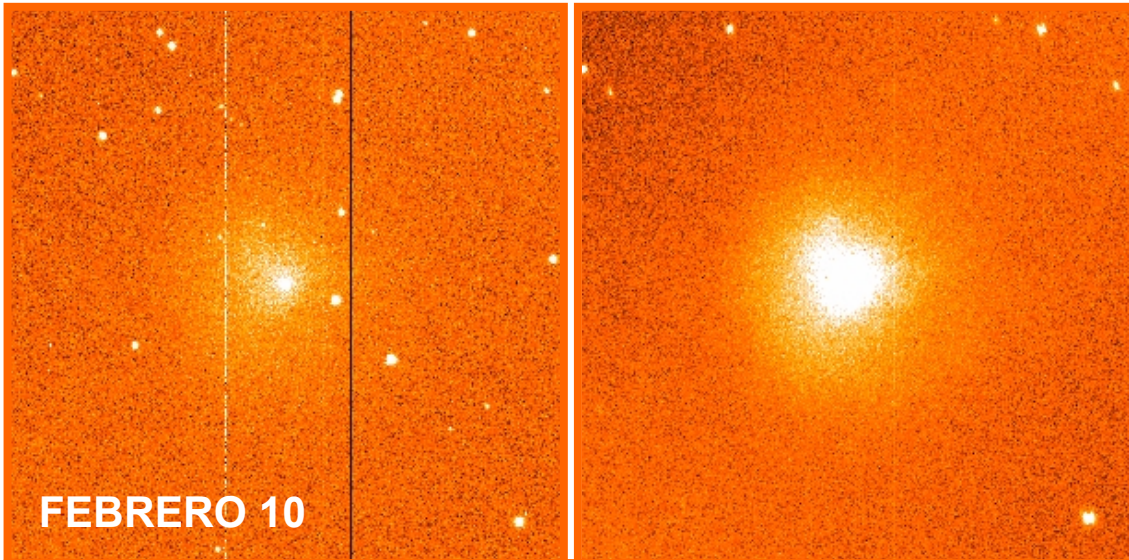
**ENERO 25**

**Figura 3\_34** - El aspecto del cometa es similar al de la noche previa, con la coma bien circular y muy brillante aunque ligeramente mayor en tamaño debido a la expansión del polvo. Se mantiene la forma de la coma y no hay estructuras visibles en ella.

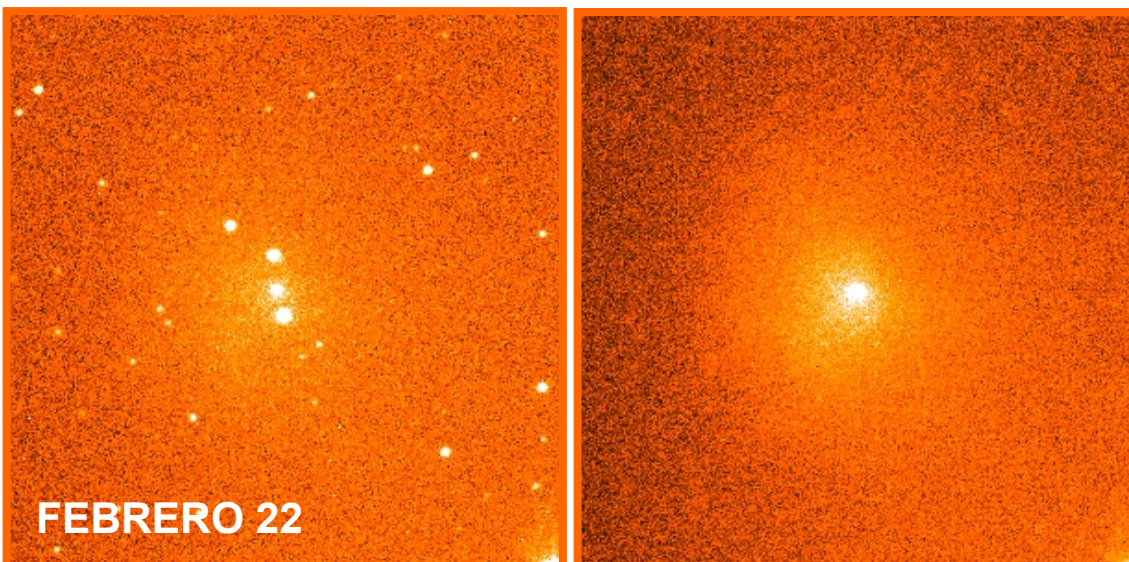


**FEBRERO 8**

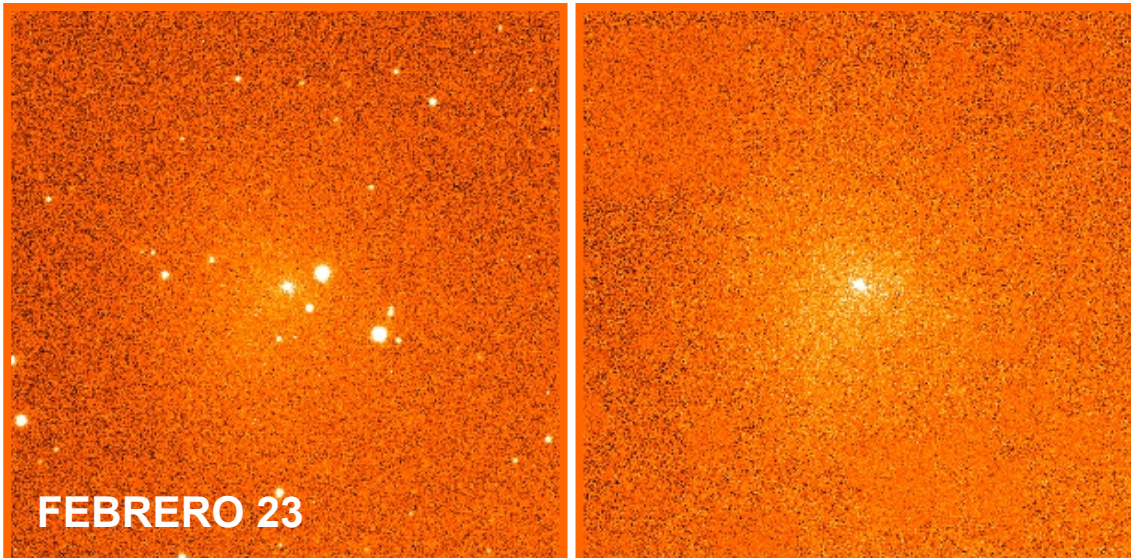
**Figura 3\_35** - Con el correr de los días la coma se ha expandido enormemente, sigue siendo bastante brillante y mantiene una forma prácticamente circular.



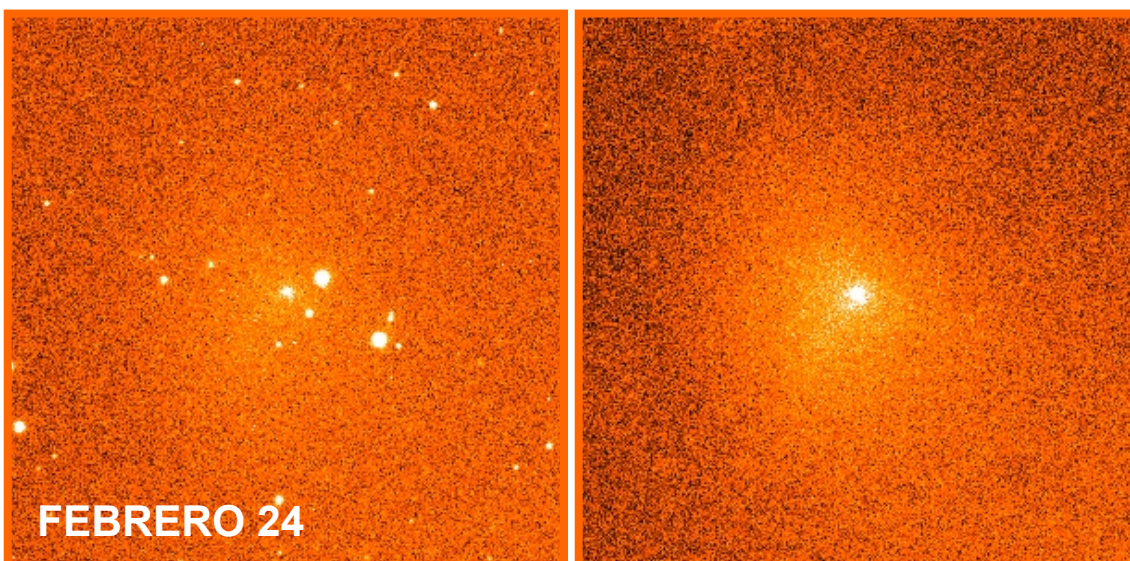
**Figura 3\_36** – Comienza a perderse la forma perfectamente circular de la coma, la intensidad va disminuyendo en la dirección radial siendo la región central la de mayor intensidad.



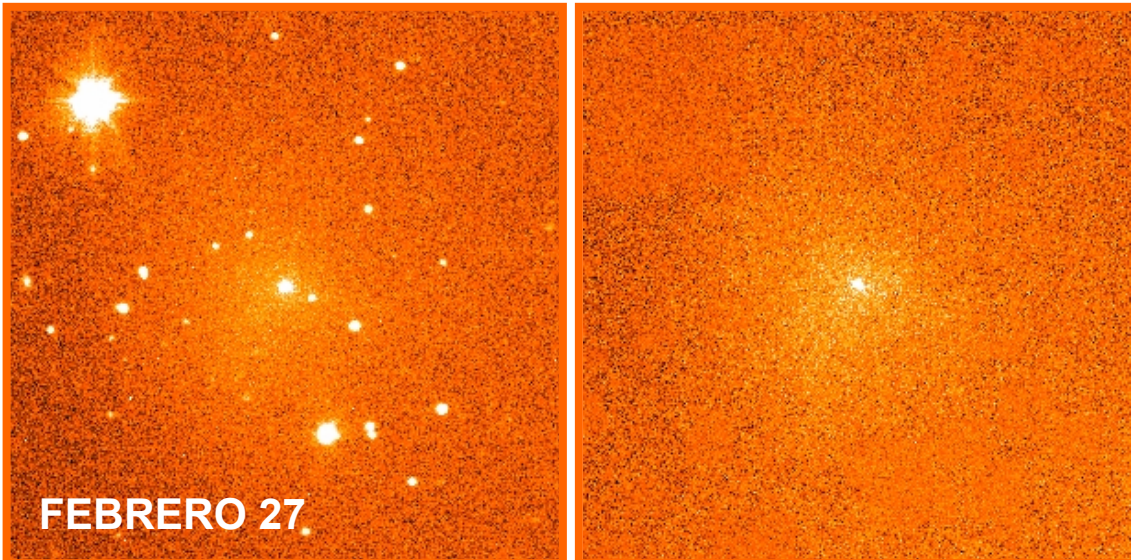
**Figura 3\_37** - La región más externa de la coma tiende a desvanecerse si bien la coma en su totalidad ocupa un radio mucho mayor, en la región central se nota claramente una región muy brillante de menor tamaño que en el caso de la imagen anterior. Se recupera la condensación central anterior al outburst, el cometa vuelve a tener aspecto de quiescente.



**Figura 3\_38** -El cometa vuelve lentamente a su aspecto inicial, se nota claramente la condensación central brillante pero la coma es ahora mucho más tenue que en las noches anteriores.

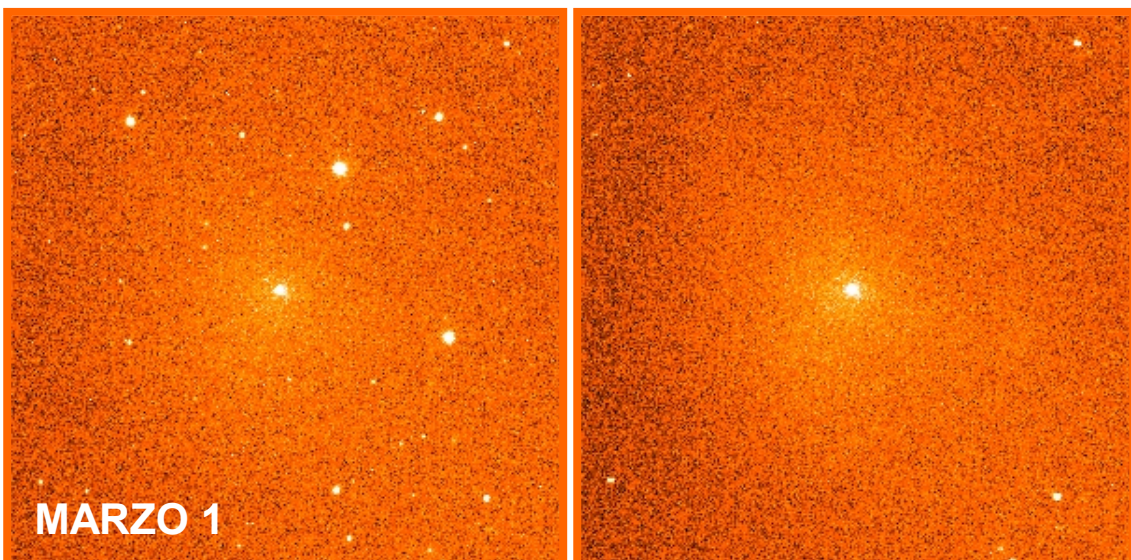


**Figura 3\_39** -El aspecto del cometa es similar al de la noche previa, se observa una condensación central brillante y una coma muy tenue y extensa rodeando al cometa.



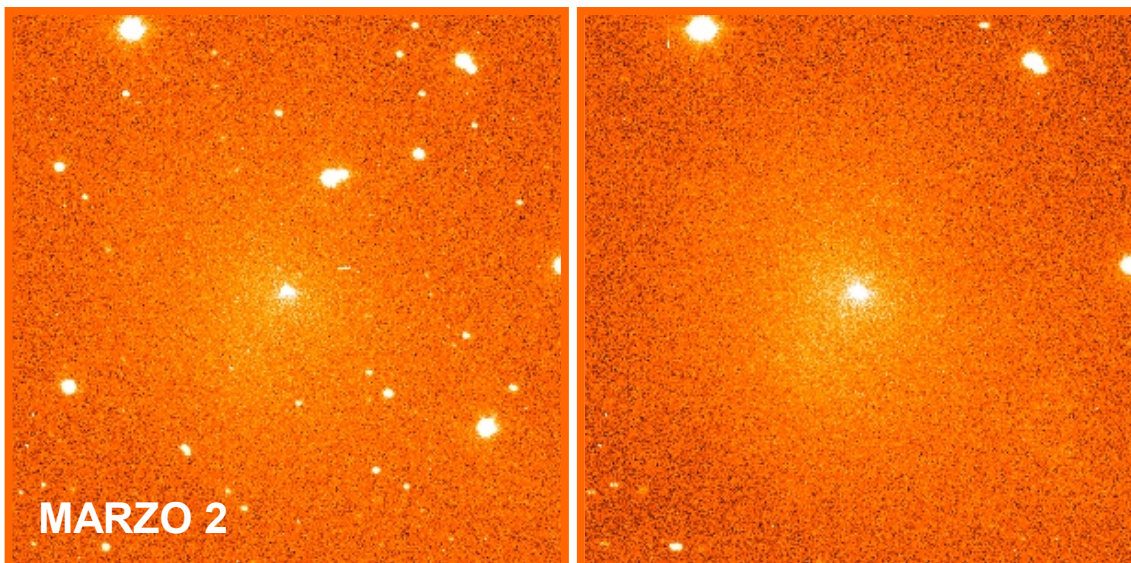
**FEBRERO 27**

**Figura 3\_40** -Tanto la condensación central como la coma se vuelven más débiles, ya no es muy fácil distinguir el tamaño de la coma pues su brillo se confunde rápidamente con el del fondo de cielo.

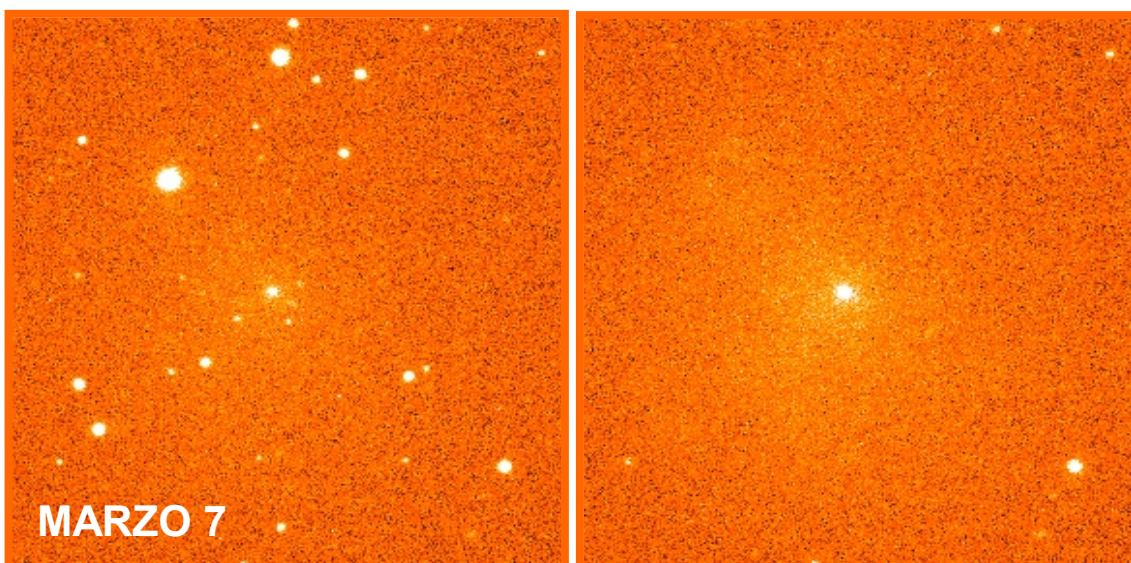


**MARZO 1**

**Figura 3\_41** -El cometa vuelve a tener el aspecto de una condensación central brillante con una débil coma uniforme y circular rodeándolo.

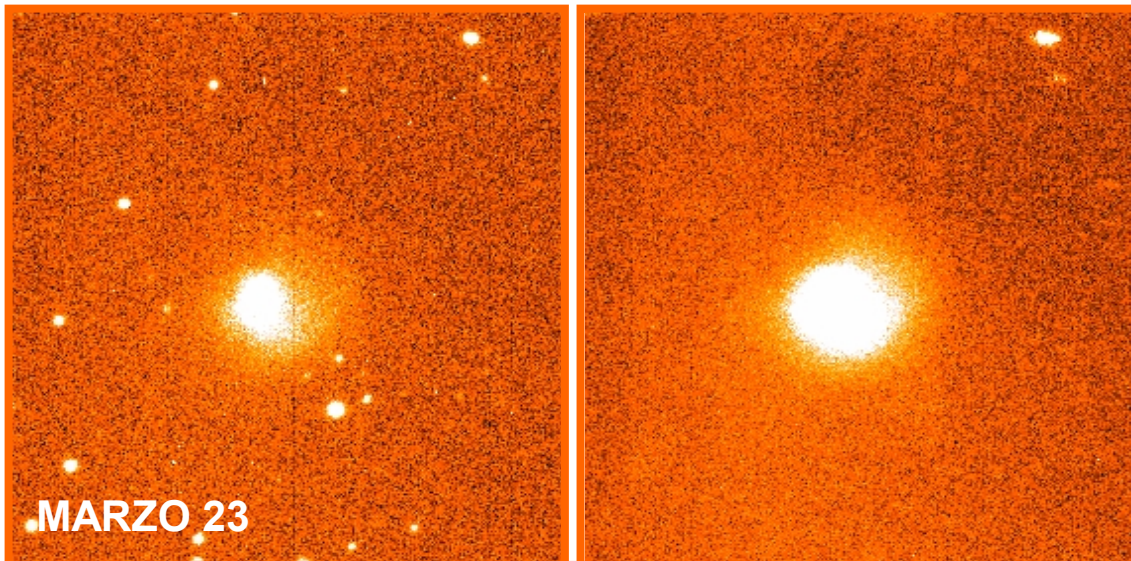


**Figura 3\_42** - El cometa mantiene su aspecto con una condensación central brillante y una coma tenue, uniforme y circular rodeándolo.

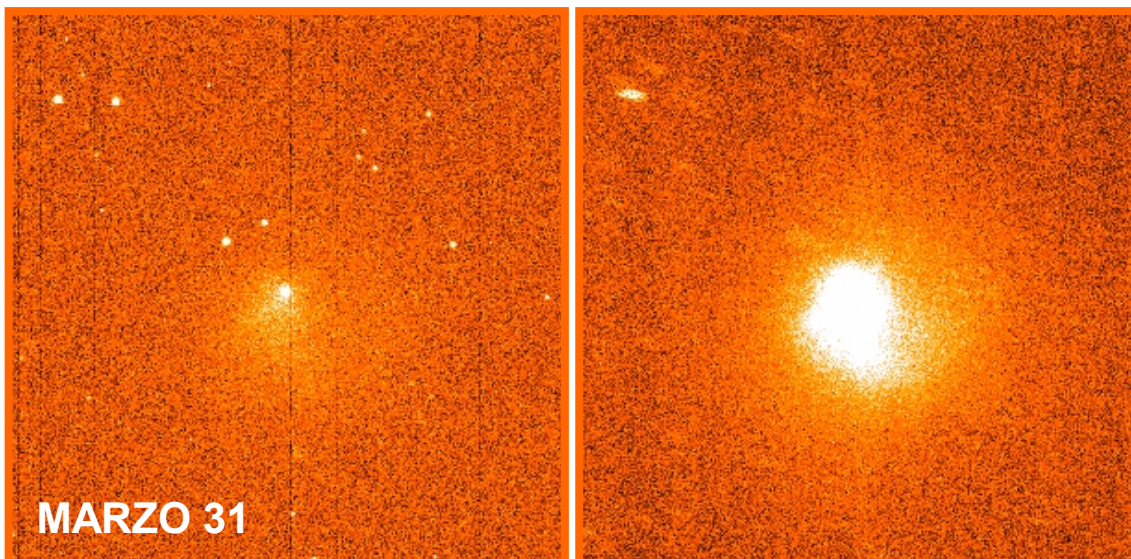


**Figura 3\_43** - El aspecto del cometa sigue siendo similar a las observaciones anteriores, se nota claramente una condensación central brillante y una coma circular uniforme muy tenue.

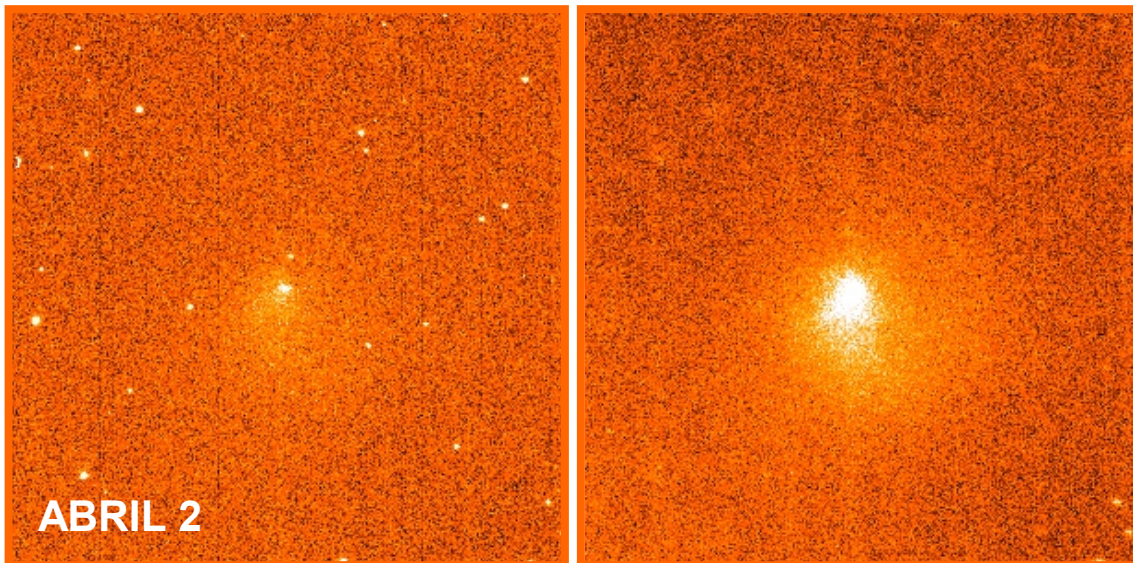




**Figura 3\_46** - La coma sigue siendo asimétrica y nuevamente la forma espiral parece haber rotado.

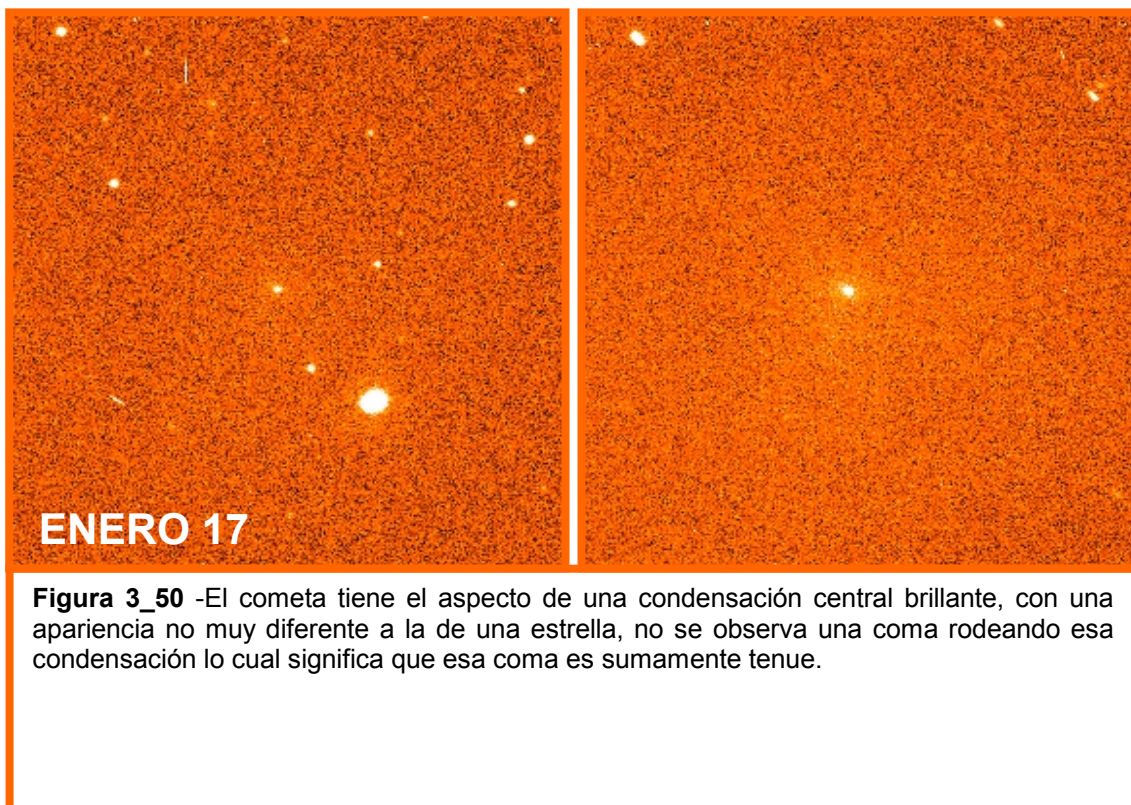
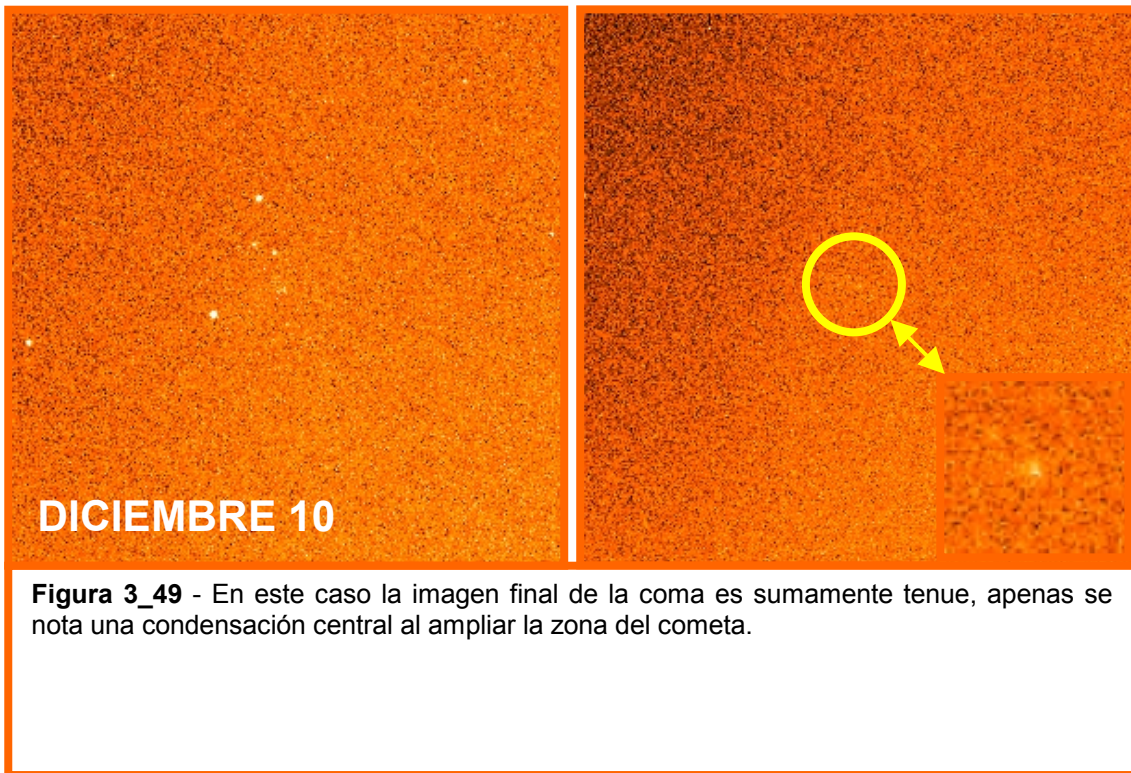


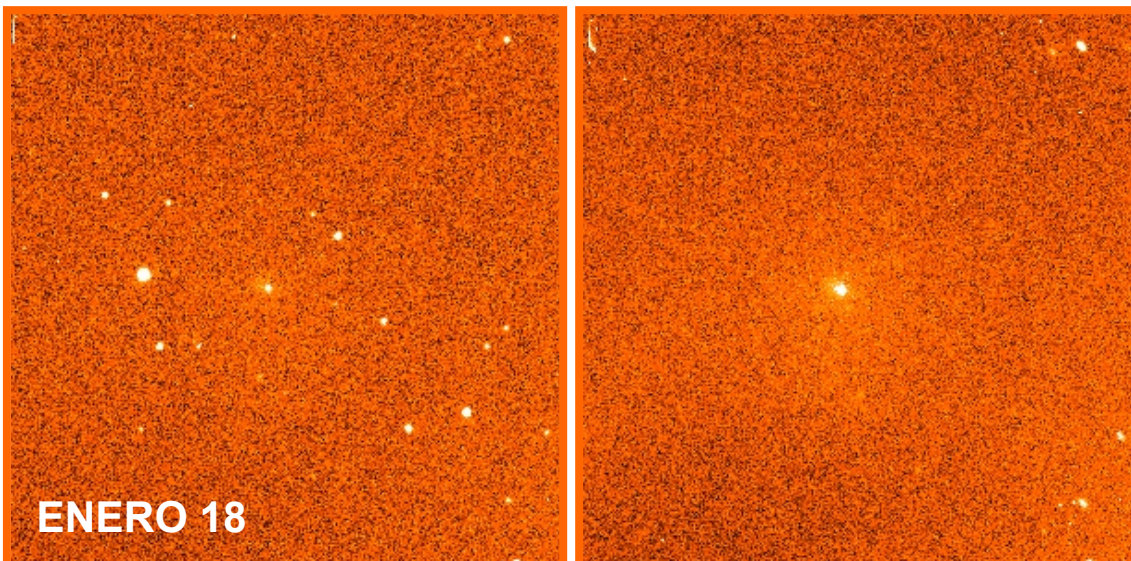
**Figura 3\_47** Ya transcurridos varios días se observa que la coma se va diluyendo si bien sigue manteniendo su forma asimétrica y la estructura espiral se hace más notable. También se observa como la coma se expande y se diluye.



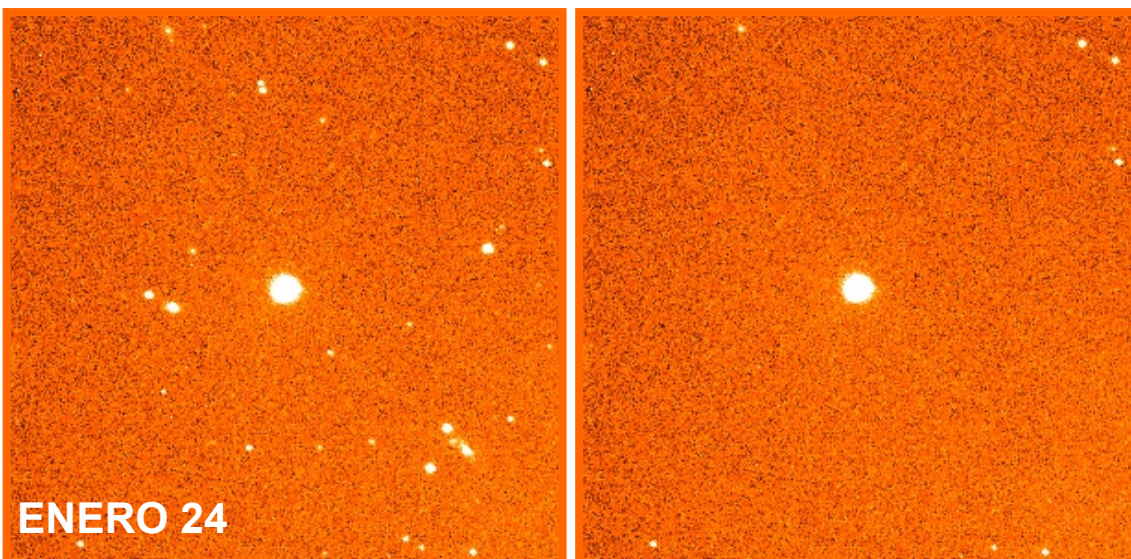
**Figura 3\_48** - Se observa que el tamaño y la intensidad de la coma van disminuyendo, las regiones más externas de la coma se hacen más tenues. La coma sigue manteniendo la forma asimétrica.

## Imágenes en el filtro V

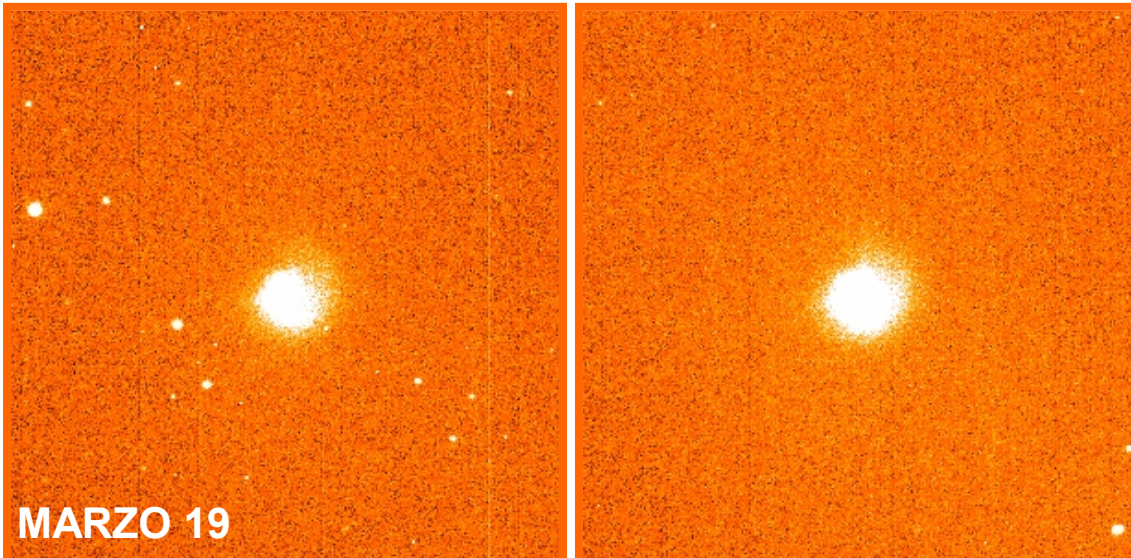




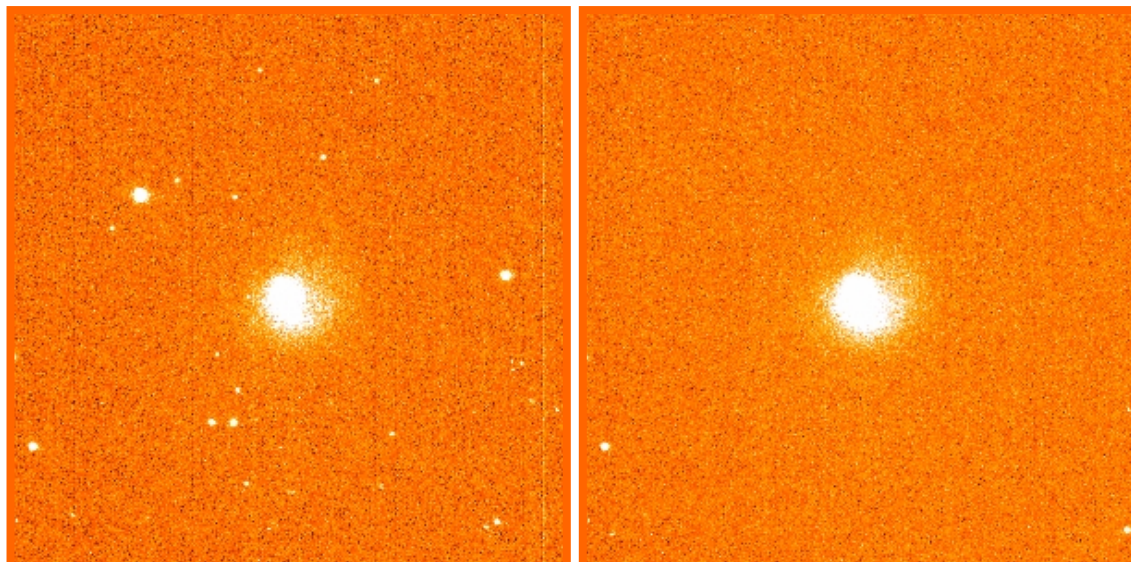
**Figura 3\_51** -El aspecto del cometa sigue mostrando una condensación central brillante con un aspecto casi estelar aunque de mayor tamaño y alrededor se observa una coma muy tenue.



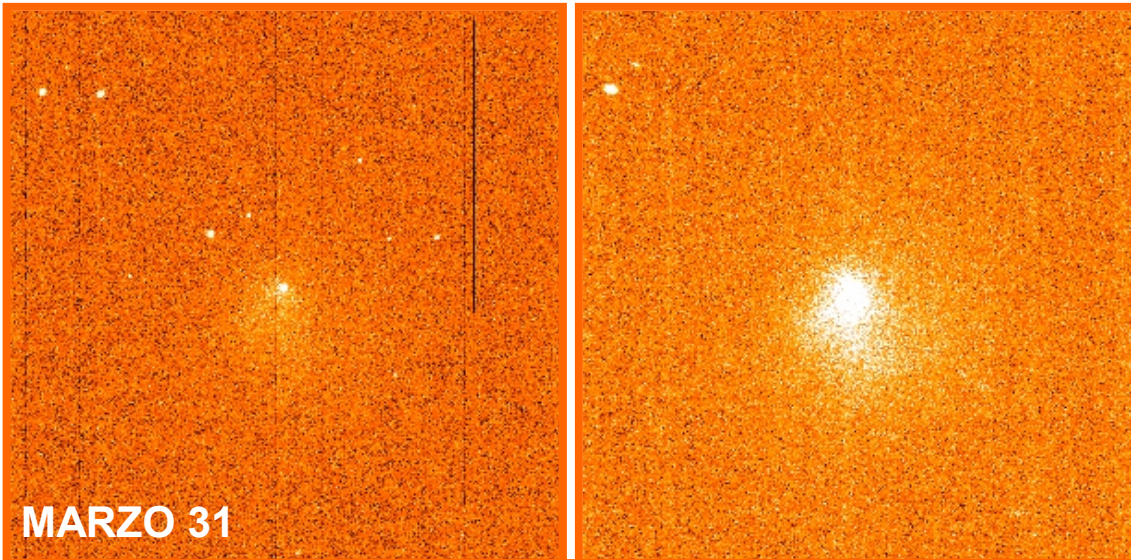
**Figura 3\_52** -Nuevamente se observa también en este filtro que el cometa ha entrado en actividad, la coma es mucho más grande y brillante que en las noches previas y además presenta una forma muy uniformemente circular.



**Figura 3\_53** -El aspecto del cometa indica que este se encuentra en estado activo, la coma tiene un gran tamaño y es muy brillante, así como en el caso del filtro V se nota que en este caso la coma no es simétrica sino que se adivina una ligera forma espiral.

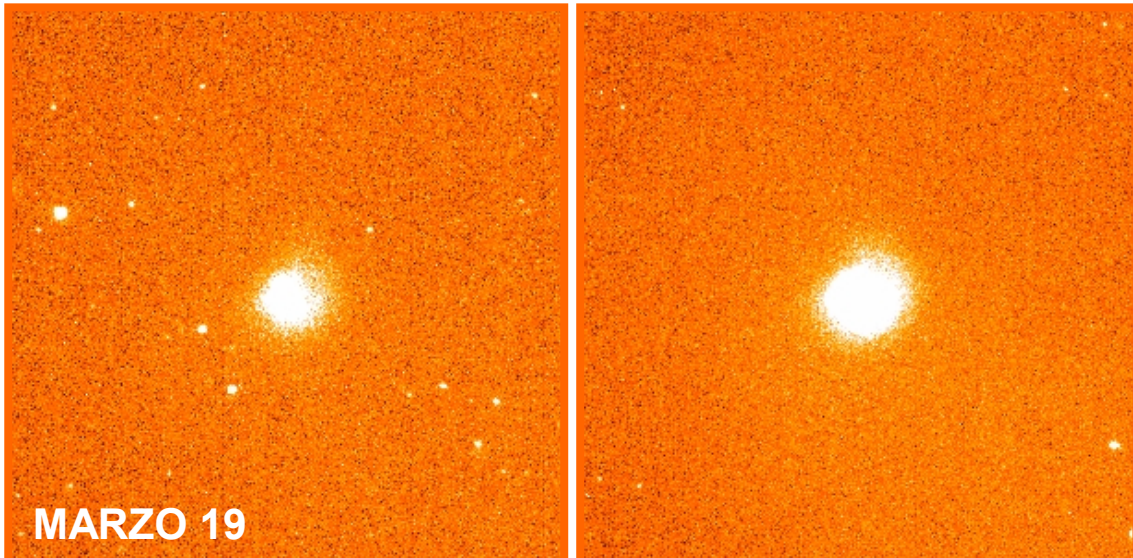


**Figura 3\_54** - La actividad del cometa continúa evolucionando, la región central de la coma se mantiene muy brillante y la región externa de la coma se va atenuando, se sigue notando la forma en espiral de la coma aunque con una ligera rotación respecto a la noche previa.

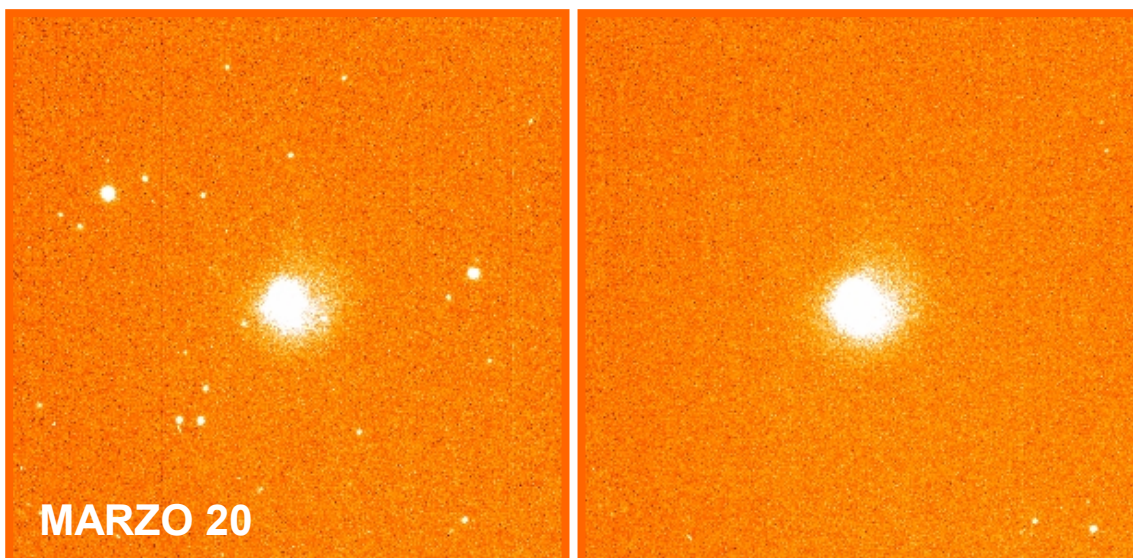


**Figura 3\_55** -La coma se va diluyendo y mantiene una forma asimétrica que sería la evidencia de un jet que va rotando junto al cometa.

## Imágenes en el filtro I



**Figura 3\_56** -Al igual que en el caso de los otros dos filtros se nota que para esta fecha el cometa se encuentra activo ya que la coma tiene un gran tamaño y es muy brillante, a su vez se nota una pequeña asimetría que podría identificarse con una forma espiral.



**Figura 3\_57** -La condensación central disminuye de tamaño y a su vez la región exterior de la coma se hace más tenue, se mantiene la forma espiral aunque ligeramente rotada respecto a la noche previa.

### 4.1 – Estudio cuantitativo de la coma de polvo

El estudio para la cuantificación del polvo se basa en la cantidad llamada  $A_{fp}$  definida por A'Hearn (1984), la cual es ampliamente utilizada en fotometría cometaria a fin de describir el brillo de la coma de los cometas.

Esta cantidad presenta las ventajas de que permite estimar la tasa de producción de polvo a partir de datos obtenidos únicamente a partir de la fotometría y comparar medidas tomadas en diferentes momentos con distintas condiciones geométricas de observación. Esto permite, como en el caso del presente trabajo, hacer un seguimiento de un cometa durante varios meses y luego comparar los resultados obtenidos y permitiría también la comparación de producción de polvo entre distintos cometas.

Además, en el caso de una coma que se corresponda a un modelo de producción radial homogénea; cuyo brillo es proporcional a  $1/p$ , la inversa de la distancia al núcleo; ésta es una cantidad independiente de la apertura utilizada para determinar el flujo.

La cantidad  $A_{fp}$  representa el producto de: A valor del albedo promedio para todas las partículas de polvo,  $f$  denominado “filling factor” y  $p$  distancia nucleocéntrica proyectada en unidades de Km.

Considerado los valores:

$\sigma$  sección eficaz de cada partícula.

$N(p)$  número total de partículas dentro de la apertura.

El “filling factor” representa la sección eficaz total de los granos de polvo:  $N(p) * \sigma$ , dividido por el área:  $\pi * p^2$  de la apertura que se está considerando, y por lo tanto está dado por:

$$f = \frac{N(p) * \sigma}{\pi * p^2} \quad (4\_1)$$

El albedo  $A(\lambda, \theta)$  es una función de la longitud de onda  $\lambda$  y del ángulo de scattering  $\theta$ , y representa la relación entre el flujo total reflejado por las partículas cometarias y la cantidad total de flujo solar que fue removido por dichas partículas. El modelo asume un valor promedio de scattering  $\bar{A}$  para todas las partículas.

Tendremos entonces, que la luminosidad total del cometa respecto a la posición del Sol está dada por:

$$\frac{\bar{A} N \sigma F_{\text{sol}}}{R^2} \quad (4\_2)$$

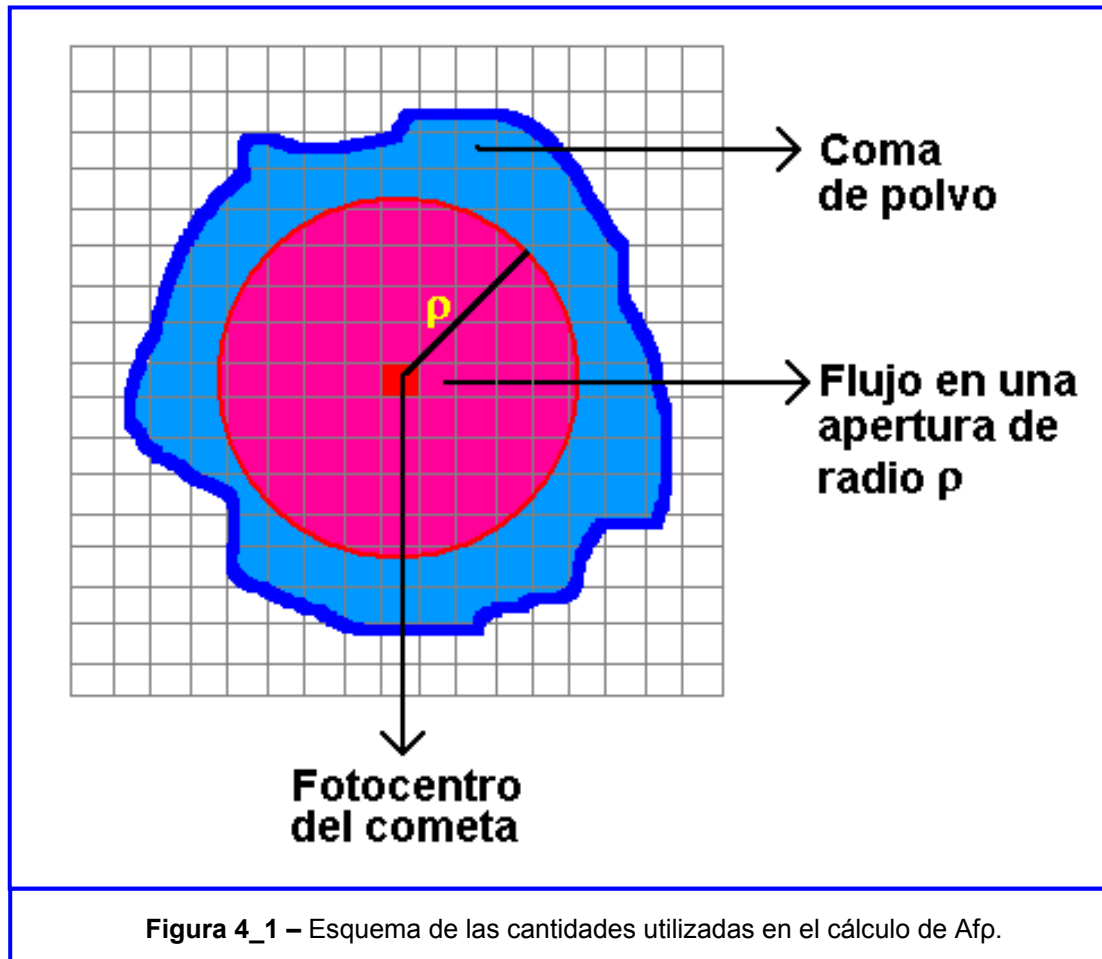
siendo:  $F_{\text{sol}}$  el flujo solar a 1 U.A. en el filtro con que se esté trabajando,  $\bar{A}$  el albedo promedio y  $R$  la distancia heliocéntrica del cometa.

A su vez, la luminosidad del cometa, corregida para nuestra posición de observación será:

$$F_{\text{com}} = \frac{\bar{A} N \sigma F_{\text{sol}}}{4\pi\Delta^2 R^2} \quad (4\_3)$$

siendo:  $F_{\text{com}}$  el flujo cometario dentro del radio de apertura  $\rho$  en el que se está realizando la fotometría y  $\Delta$  la distancia geocéntrica.

El flujo cometario dentro de la apertura estará dado por la suma del flujo en todos los píxeles que caigan dentro de la apertura de radio  $\rho$ , o sea:  $F_{\text{com}} = \sum p_i$ , siendo  $p_i$  el valor de cada píxel.



Basándose en esto se deduce la cantidad denominada Afp esquematizada en la Fig.4\_1 y que estará dada por:

$$Afp = \frac{(2\Delta R)^2}{\rho} \frac{F_{\text{com}}}{F_{\text{sol}}} \quad (4\_4)$$

Para expresar  $\rho$  en Km., es necesario conocer el tamaño del píxel.

En el caso del IAC80 tenemos una escala de placa de 0.43"/píxel y por lo tanto cada píxel equivale a:  $(0.43 \cdot \pi \cdot \Delta(\text{U.A.}) \cdot 150 \cdot 10^6) / (180 \cdot 3600)$  Km.  
 En el caso del NOT tenemos una escala de placa de 0.188"/píxel y por lo tanto cada píxel equivale a:  $(0.188 \cdot \pi \cdot \Delta(\text{U.A.}) \cdot 150 \cdot 10^6) / (180 \cdot 3600)$  Km.

Por otra parte, Tozzi & Licandro (2002) utilizan una variación de la cantidad  $A_f$  a la cual denominan  $\Sigma A_f$  (esquematizada en la Fig. 4\_2) a la cual definen como el valor total de  $A_f$  comprendido entre dos círculos concéntricos de radios  $\rho$  y  $\rho + d\rho$ .

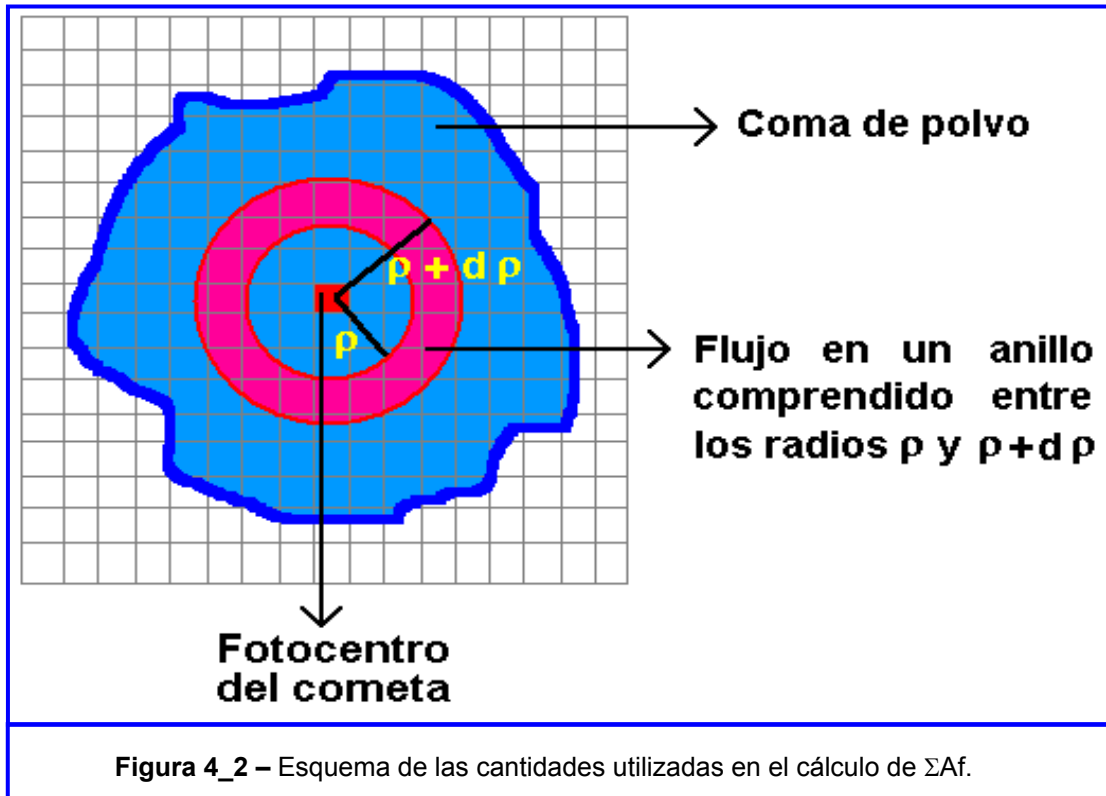
$$\Sigma A_f = \int 2\pi \rho A_f d\rho \quad (4_5)$$

Este valor también puede obtenerse a partir de los datos fotométricos ya que:

$$\int_{\rho_1}^{\rho_2} 2\pi \rho A_f d\rho = 2\pi \int_{\rho_1}^{\rho_2} \rho A_f d\rho = \pi \cdot (A_f \rho^2) \Big|_{\rho_1}^{\rho_2} = \pi \left[ (A_f \rho^2) \Big|_{\rho_2} - (A_f \rho^2) \Big|_{\rho_1} \right]$$

por lo que:

$$\Sigma A_f = \pi \cdot \frac{(2\Delta R)^2}{F_{\text{sol}}} (F_{\text{com}} \Big|_{\rho_2} - F_{\text{com}} \Big|_{\rho_1}) \quad (4_6)$$



La ventaja de la utilización de  $\Sigma Af$  frente a  $Afp$  viene dada por que  $Afp$  es una cantidad acumulativa y lo que ocurre en la región central más brillante sigue afectando notoriamente a grandes  $\rho$  lo que dificulta la interpretación de los resultados.

En el presente trabajo se realizó fotometría de apertura, en círculos de 1 píxel de ancho para radios desde 2 a 300 píxeles. El procedimiento realizado fue el mismo para todas las noches de observación, luego de realizado el procesamiento descrito en el capítulo 3 obtenemos una imagen promedio calibrada en flujo/píxel para cada noche de observación, sobre estas imágenes se realiza la fotometría a fin de realizar los cálculos anteriormente mencionados de  $Afp$  y  $\Sigma Af$  (ecs. 4\_4 y 4\_6).

Como se sabe este es un cometa que está permanente activo, y presenta frecuentes pero impredecibles outburst. Por esta razón se trabajo con dos grupos de imágenes.

En uno de los grupos el cometa estaba en estado quiescente o sea en su bajo nivel de actividad. En este caso los perfiles nos permitirán estudiar la actividad en este estado del cometa, si esa actividad es constante o variable y si en ese caso la coma se comporta como una coma canónica o sea si su perfil se ajusta a una curva del tipo  $1/\rho$ .

En el segundo grupo se incluyeron las imágenes en las que notoriamente el cometa había pasado por un estado de outburst, en este caso se consideraron imágenes anteriores y posteriores al outburst a fin de estudiar su evolución temporal y espacial, también se realizan cálculos que permiten describir el comportamiento de la velocidad de las partículas de polvo y la cantidad total de polvo emitida en estos eventos, Como entre las imágenes trabajadas se detectaron dos eventos de outburst diferentes es posible realizar un análisis comparativo de los mismos.

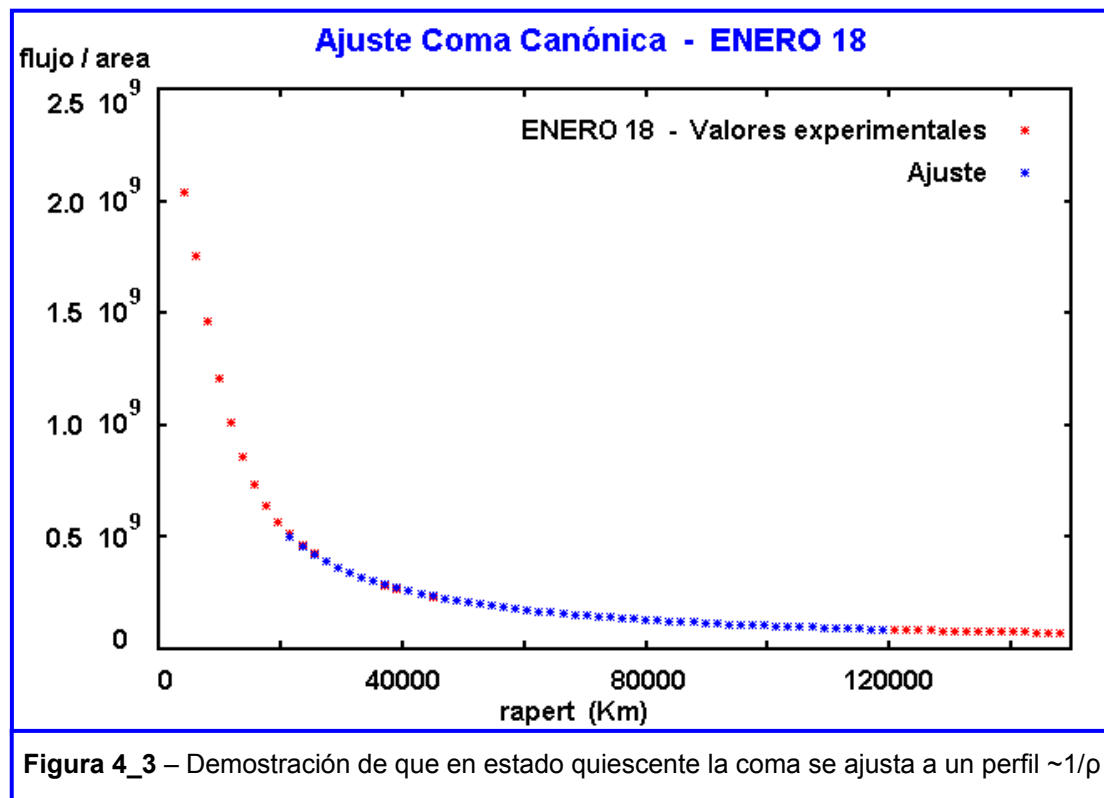
## 4.2 – Análisis de las imágenes correspondientes al estado quiescente

Primeramente se analizaron los perfiles  $A_f\rho$  y  $\Sigma A_f$  en función de  $\rho$  correspondientes a imágenes para las cuales el cometa se encontraba en estado quiescente. Estas imágenes se identifican por el aspecto casi estelar del cometa. Esto permite estudiar la emisión de polvo del cometa durante su actividad normal (ej. determinar los valores de  $A_f\rho$  y  $\Sigma A_f$  para el estado quiescente) y usarlos de referencia para el estudio de los casos en que el cometa ha pasado por un evento de “outburst”. También veremos como se puede obtener la magnitud absoluta del núcleo.

En principio se demuestra que el perfil de la coma para el estado quiescente del cometa se ajusta a un perfil  $\propto \frac{1}{\rho}$ .

Se seleccionó la noche del 18 de Enero en la cual el cometa se encuentra en estado quiescente y se realizó un ajuste a una curva del tipo  $\frac{k}{\rho^\alpha}$ , los primeros 10 puntos de la curva fueron descartados pues están contaminados por la contribución del núcleo y el perfil de seeing, por otra parte los puntos que se encuentran más allá de los 120000 Km ya se encuentran en el nivel del ruido y por ello el ajuste se realizó hasta esa distancia.

Como resultado del ajuste se obtuvieron los valores:  $k = -11.1893$  y  $\alpha = -1.0249$  con un coeficiente de correlación  $r = -0.99994$ . La superposición del ajuste con la curva original se muestra en la Fig. 4\_3.

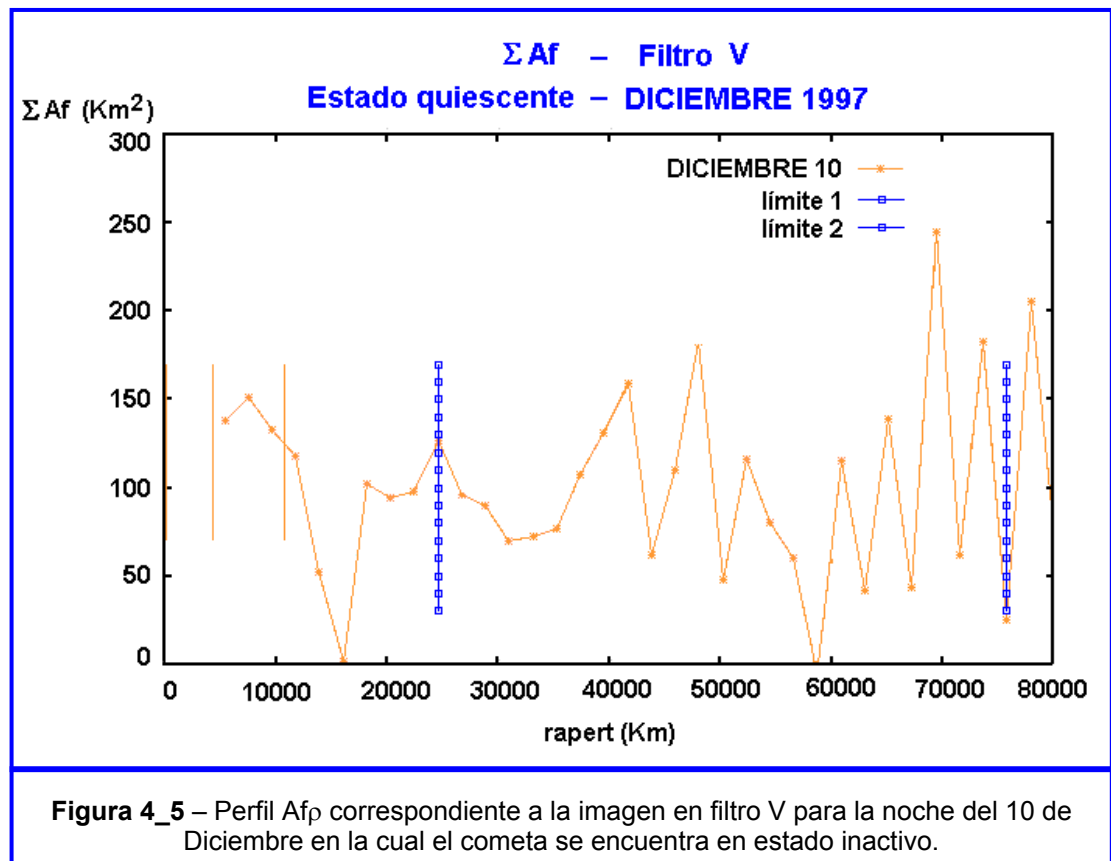
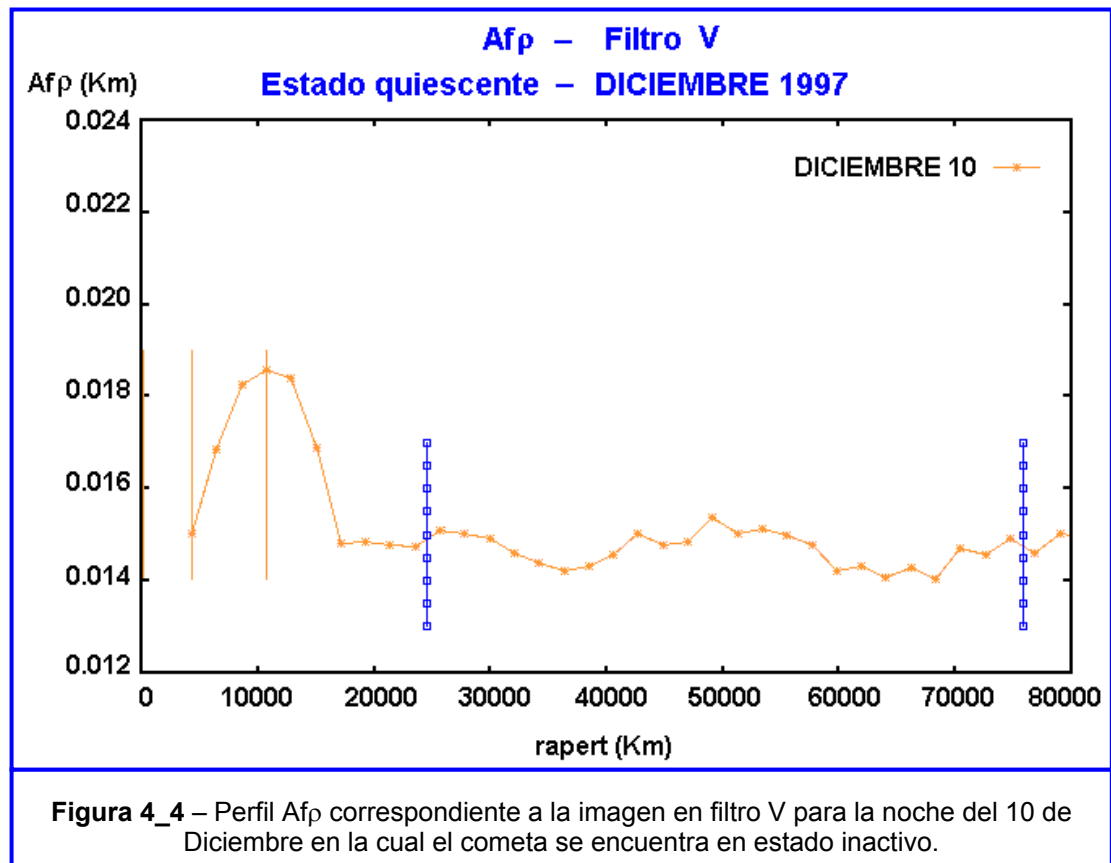


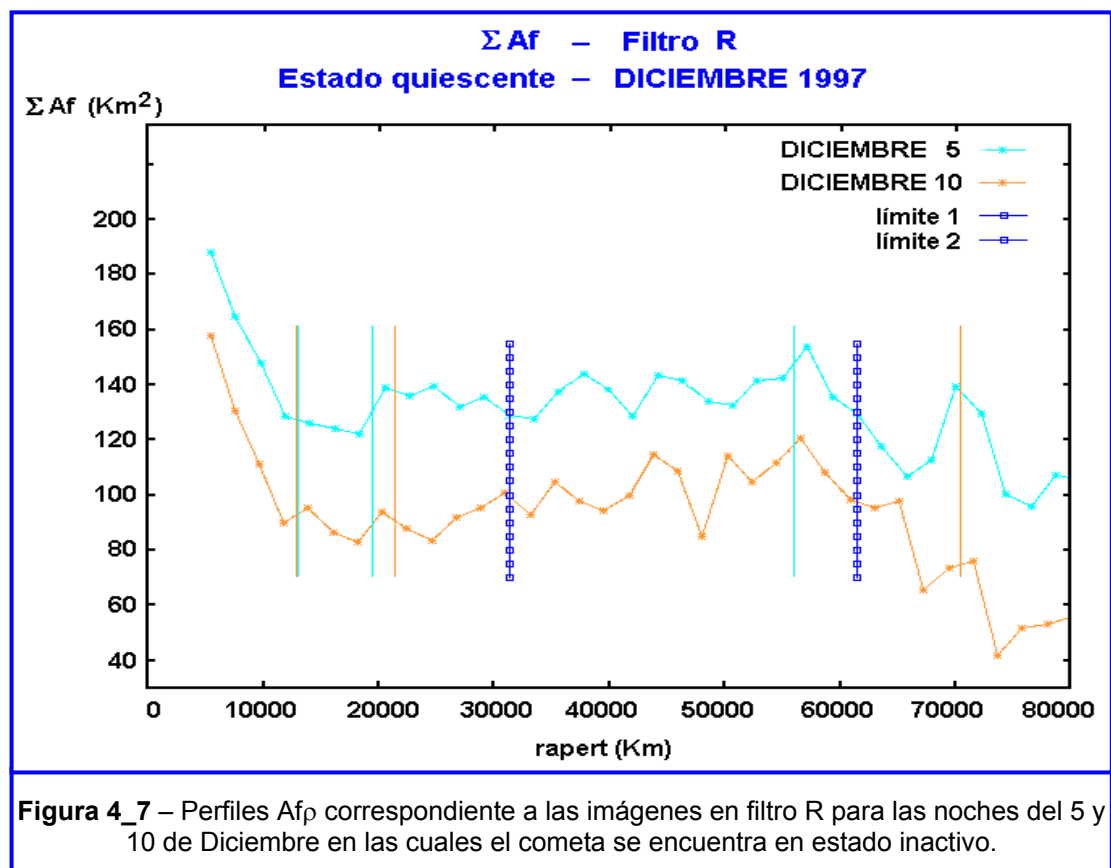
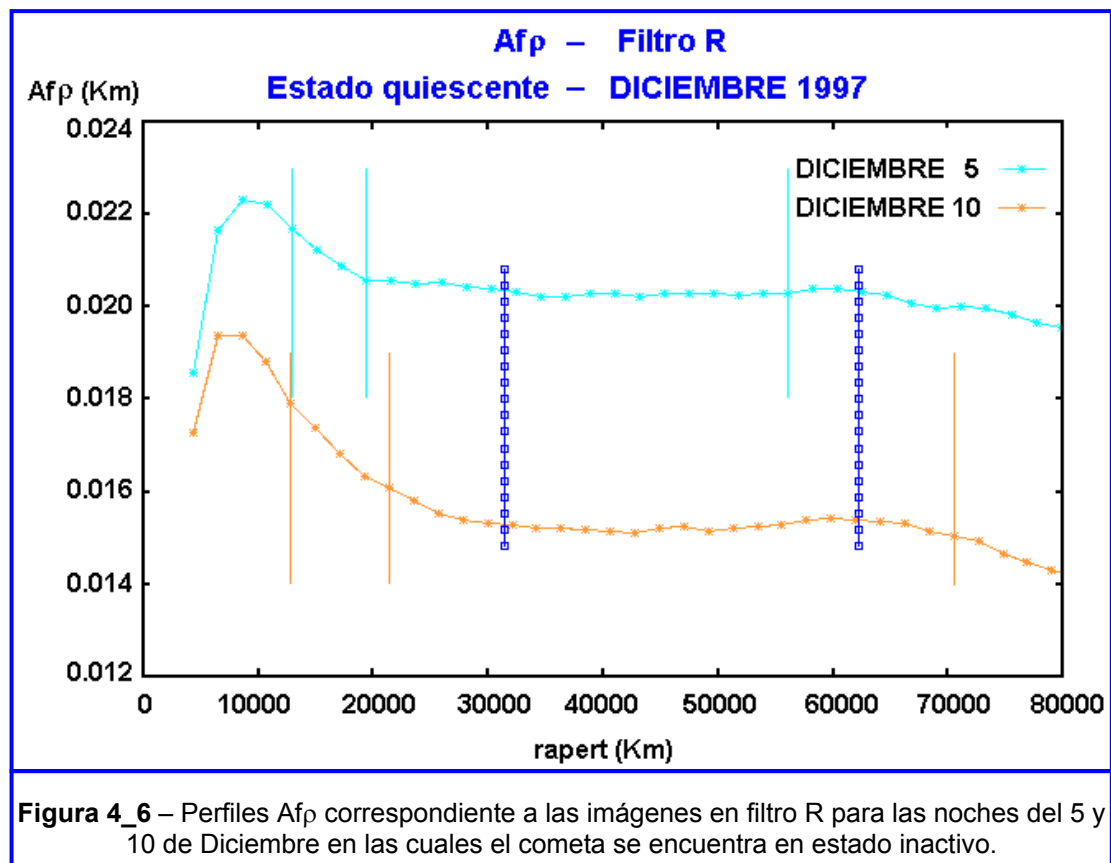
El valor obtenido para el coeficiente  $\alpha$  es prácticamente  $-1.00$  lo cual justifica asumir que la coma tiene un perfil canónico en quiescente.

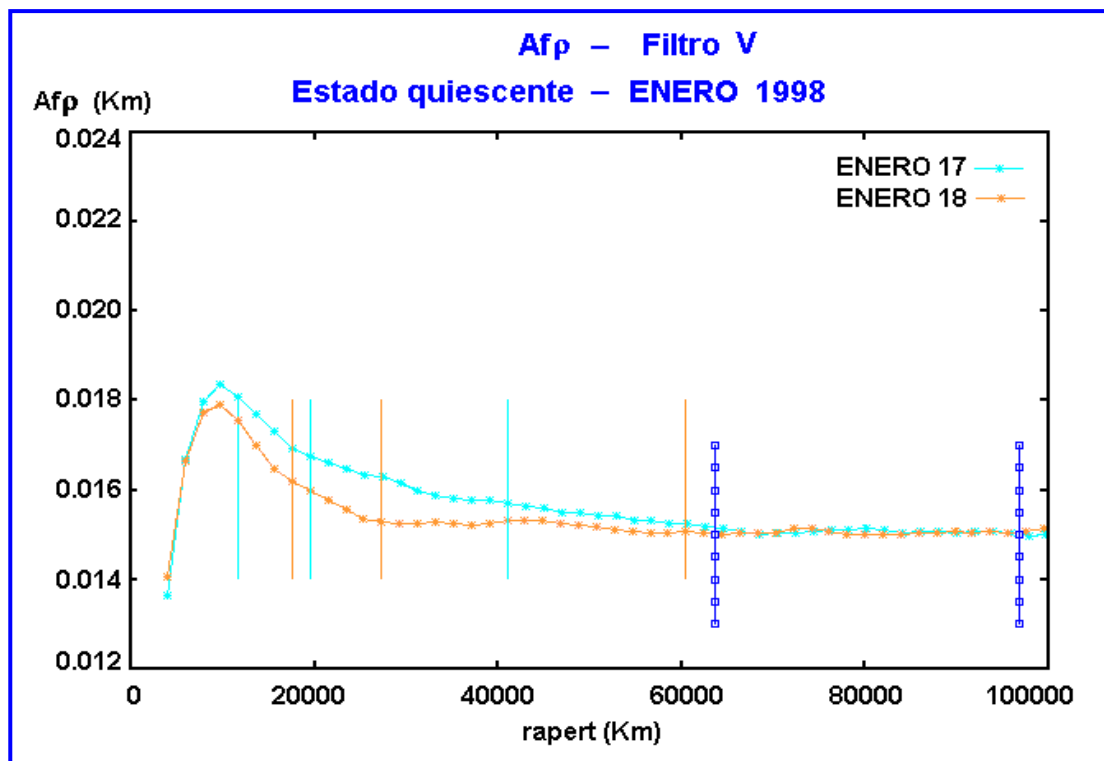
En la figura 4\_3 se observa que el perfil de brillo de la coma en quiescente se ajusta al modelo  $k/\rho$  los perfiles  $A_{\rho}$  deben entonces ser constantes a distancias cometocéntricas donde no afecte tanto la contribución del núcleo ni el perfil del seeing.

En las siguientes gráficas se observan los perfiles  $A_{\rho}$  y  $\Sigma A_{\rho}$  para las noches quiescentes de: Diciembre en el filtro V, figura 4\_4 y figura 4\_5; Diciembre en el filtro R, figura 4\_6 y 4\_7; Enero en el filtro V, figuras 4\_8 y 4\_9; Enero el filtro R, figuras 4\_10 y 4\_11; Febrero en el filtro R, figuras 4\_12 y 4\_13 y Marzo en el filtro R figuras 4\_14 y 4\_15. En cada caso se graficaron los perfiles  $A_{\rho}$  y se determinaron los límites entre los cuales este perfil puede considerarse constante. En todos los gráficos estos límites aparecen indicados mediante líneas verticales azules, que se nombran en las figuras como: límite 1 y límite2. Posteriormente se grafican los perfiles de  $\Sigma A_{\rho}$  y considerando los límites referidos anteriormente, se utiliza dicho rango de distancias cometocéntricas para determinar el valor medio y la desviación estándar de los perfiles disponibles según el caso de observación. En la Tabla 4\_1 se muestra los valores de  $A_{\rho}$  y  $\Sigma A_{\rho}$  para todos los perfiles quiescentes,  $A_{\rho}$  está calculado a una distancia de  $\rho = 40000$  Km y el valor promedio de  $\Sigma A_{\rho}$  correspondiente al valor promedio de cada noche correspondiente a la parte horizontal.

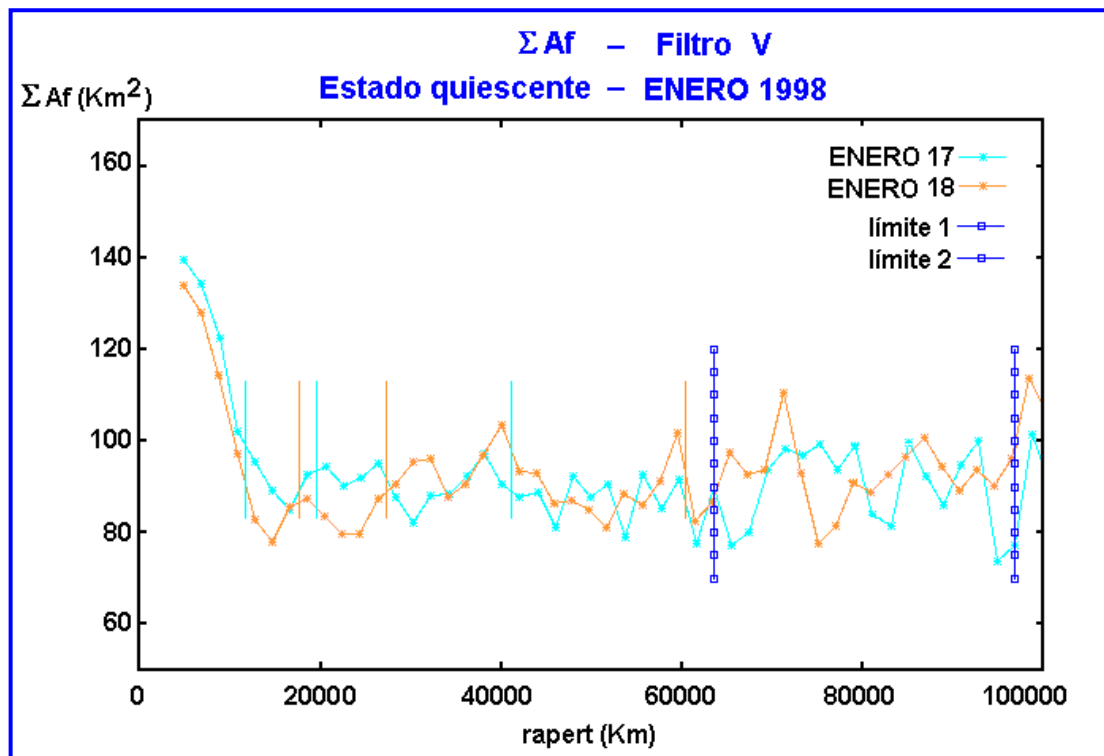
Por otra parte figuran en cada gráfico líneas verticales asociadas a cada curva en particular, se las identifica por tener el mismo color que el perfil correspondiente. Estas líneas comenzando de izquierda a derecha representan los valores de distancia cometocéntrica para los cuales la señal se encuentra 3, 2 y 1 sigmas por encima del valor del cielo, no en todos los casos estos tres valores figuran dentro de los límites graficados.



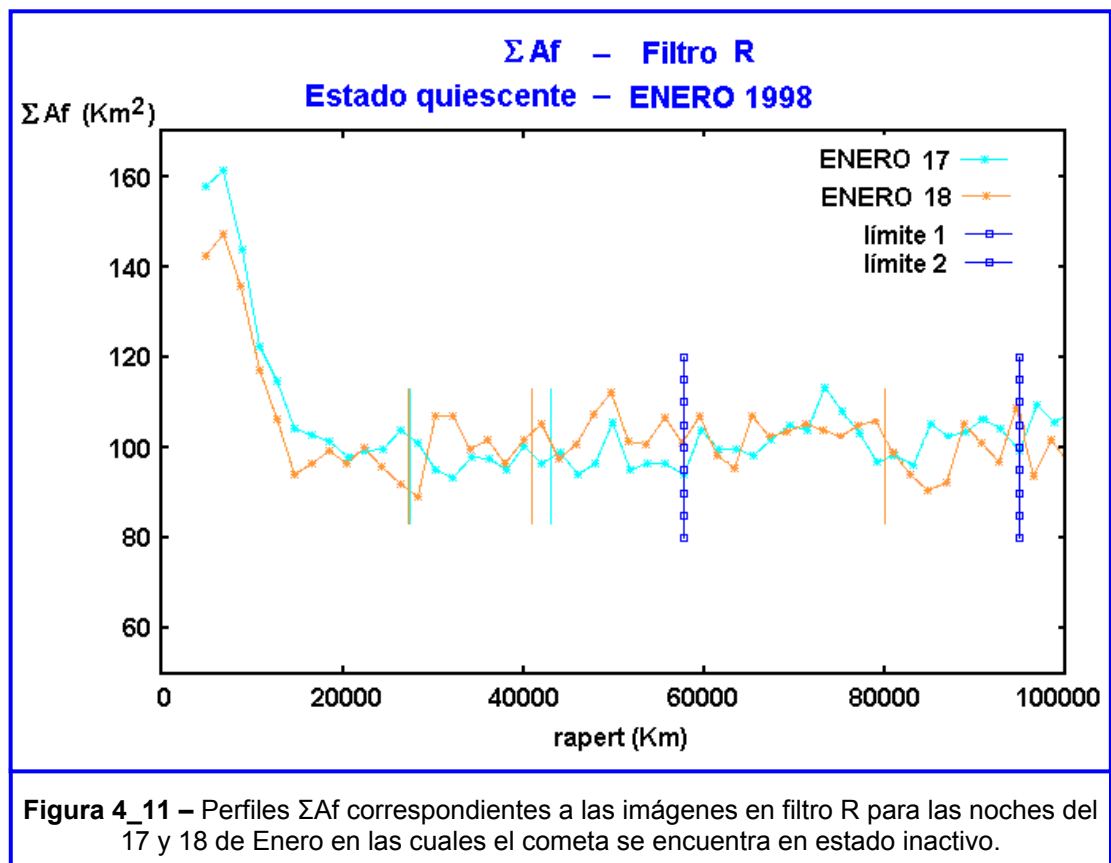
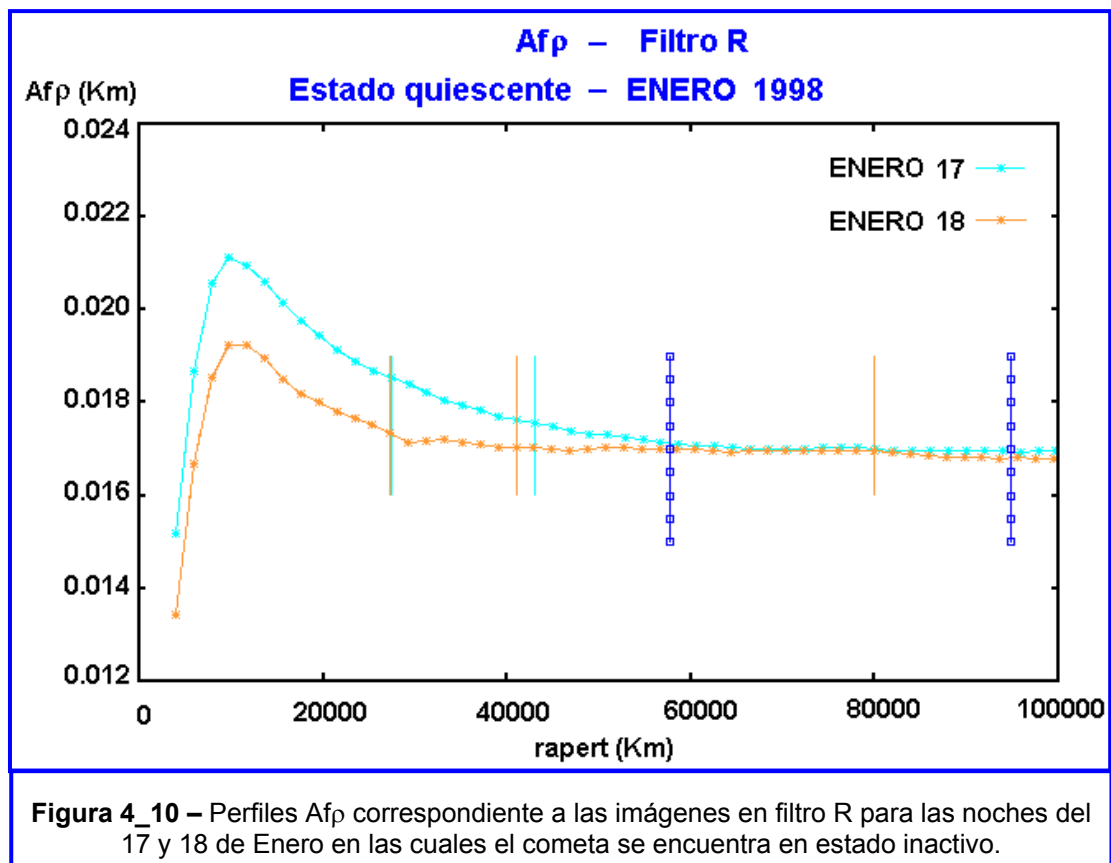


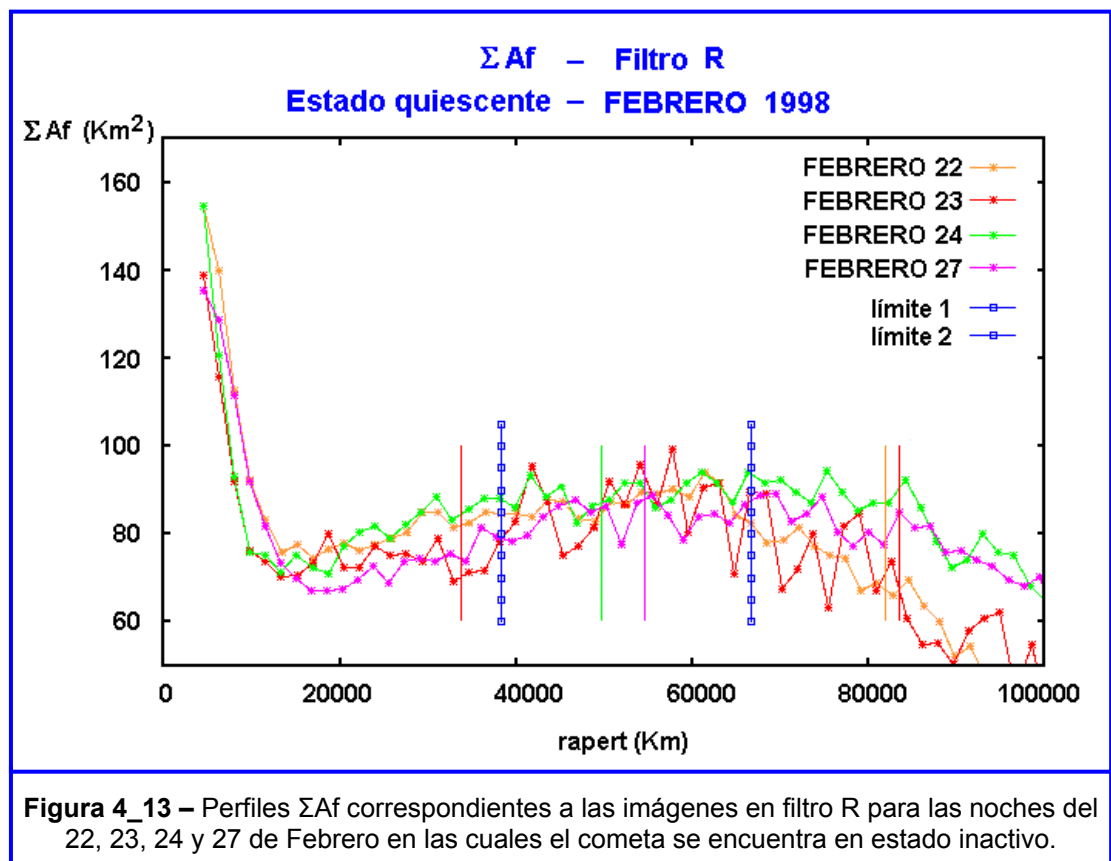
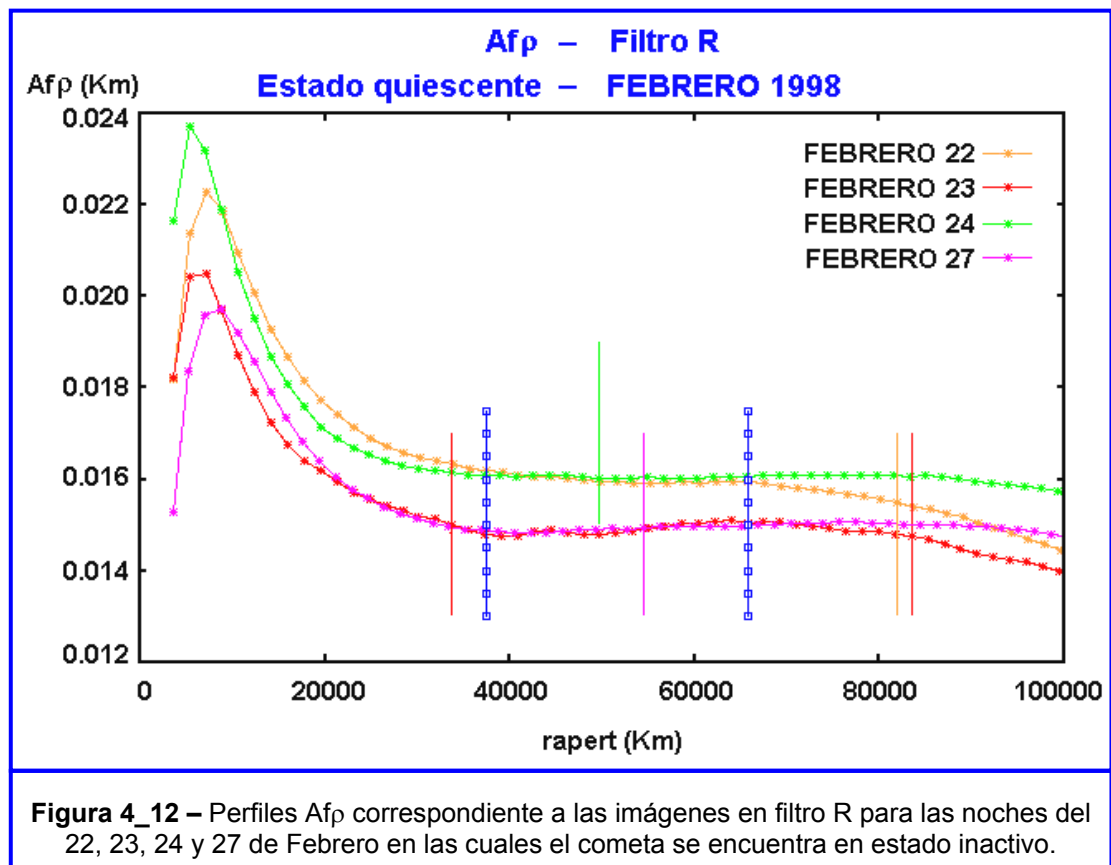


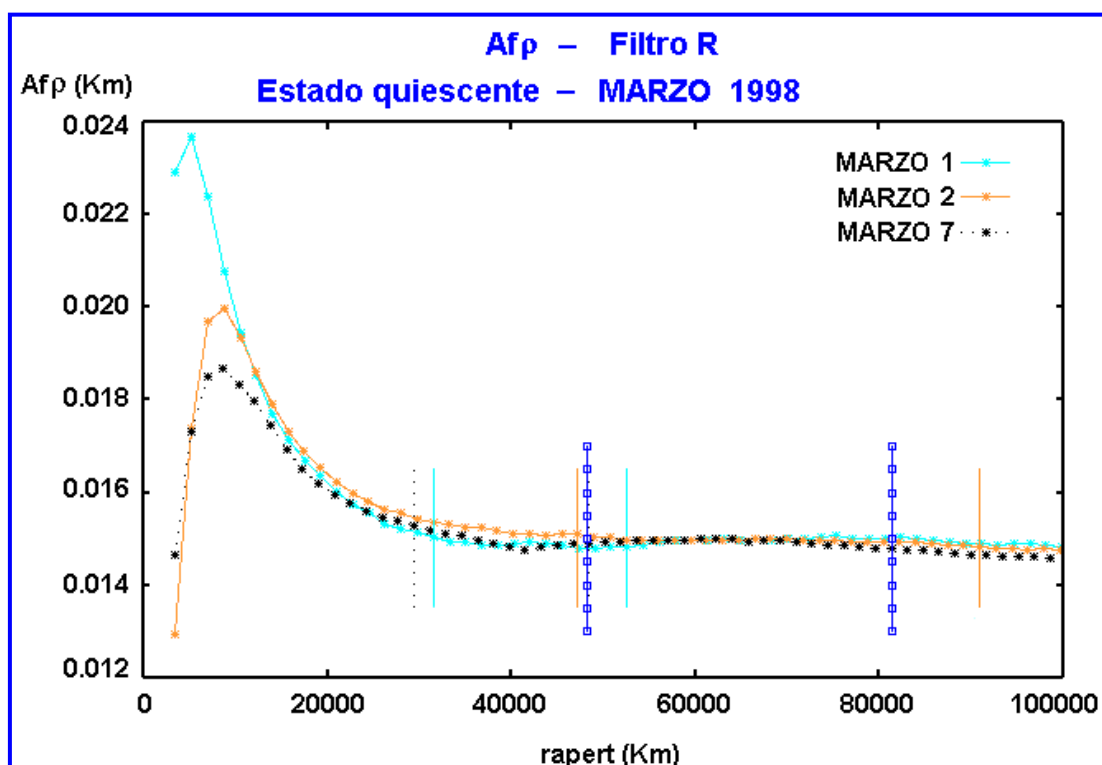
**Figura 4\_8** – Perfiles  $\Sigma Af$  correspondientes a las imágenes en filtro V para las noches del 17 y 18 de Enero en las cuales el cometa se encuentra en estado inactivo.



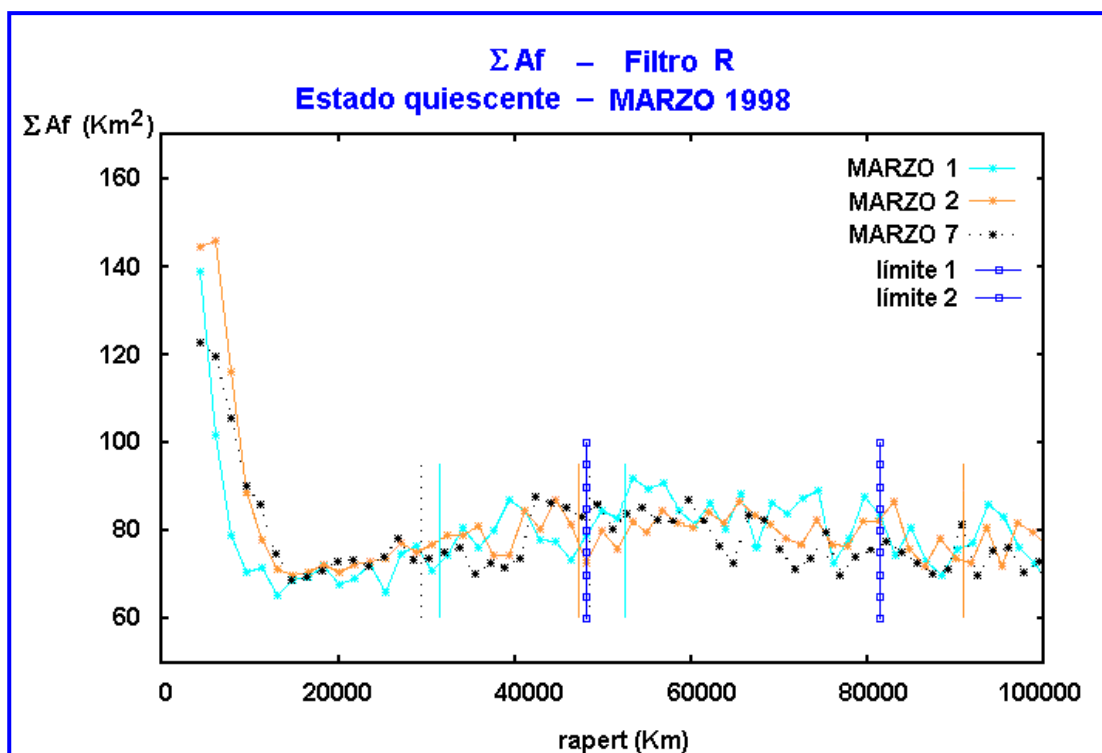
**Figura 4\_9** – Perfiles  $\Sigma Af$  correspondientes a las imágenes en filtro V para las noches del 17 y 18 de Enero en las cuales el cometa se encuentra en estado inactivo.







**Figura 4\_14** – Perfiles  $Af_p$  correspondiente a las imágenes en filtro R para las noches del 1, 2 y 7 de Marzo en las cuales el cometa se encuentra en estado inactivo.



**Figura 4\_15** – Perfiles  $\Sigma Af$  correspondientes a las imágenes en filtro R para las noches del 1, 2 y 7 de Marzo en las cuales el cometa se encuentra en estado inactivo.

En todos los casos, se observa que para los primeros píxeles, ni el valor de  $A_{fp}$  ni el de  $\Sigma Af$  son constantes. Una cosa a tener en cuenta es que estos primeros píxeles están afectados por la contribución del núcleo y el perfil de seeing. Sin embargo a medida que nos alejamos del fotocentro del cometa se observa que estos perfiles se vuelven constantes. Esto concuerda con el modelo de una coma canónica

En los casos de Diciembre 1997 filtro R: Figuras 4\_6 y 4\_7 y Febrero 1998 filtro R: Figuras 4\_12 y 4\_13, los perfiles de los que se dispone no llegan a superponerse en su totalidad. No es de esperar que esto signifique que la actividad varía entre estas fechas sino que la causa más probable está en los márgenes de error correspondientes. En estas noches (en particular la del 5/12) el cometa era apenas visible en las imágenes y por lo tanto la señal del mismo se encuentra casi al nivel del ruido.

Para el resto de los perfiles  $\Sigma Af$  los resultados son similares lo cual también es un indicador de que los métodos de calibración utilizados en el Capítulo 3 dan resultados razonables.

| Valores de $A_{fp}$ y $\Sigma Af$ - Filtro V                                                                                                                      |               |                                |
|-------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------------|---------------|--------------------------------|
|                                                                                                                                                                   | $A_{fp}$ (Km) | $\Sigma Af$ (Km <sup>2</sup> ) |
| 10/12/97                                                                                                                                                          | 0.015         | 145.00                         |
| 17/01/98                                                                                                                                                          | 0.016         | 90.66                          |
| 18/01/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 98.33                          |
|                                                                                                                                                                   |               |                                |
| Valores de $A_{fp}$ y $\Sigma Af$ - Filtro R                                                                                                                      |               |                                |
|                                                                                                                                                                   | $A_{fp}$ (Km) | $\Sigma Af$ (Km <sup>2</sup> ) |
| 05/12/97                                                                                                                                                          | 0.020         | 136.07                         |
| 10/12/97                                                                                                                                                          | 0.015         | 97.14                          |
| 17/01/98                                                                                                                                                          | 0.018         | 100.36                         |
| 18/01/98                                                                                                                                                          | 0.017         | 103.49                         |
| 22/02/98                                                                                                                                                          | 0.016         | 84.66                          |
| 23/02/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 89.14                          |
| 24/02/98                                                                                                                                                          | 0.016         | 89.64                          |
| 27/02/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 79.03                          |
| 01/03/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 85.72                          |
| 02/03/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 79.45                          |
| 07/03/98                                                                                                                                                          | 0.015         | 73.85                          |
| <b>Tabla 4_1</b> – Valores de $A_{fp}$ a una distancia cometocéntrica de 40000 Km y de $\Sigma Af$ para los estados quiescentes de Enero, Febrero, Marzo y Abril. |               |                                |

En la Tabla 4\_1 se observa que el valor de  $\Sigma Af$  del estado quiescente no es constante para las distintas noches, esto estaría indicando que el cometa presenta siempre una actividad en la cual emite en forma continua y que esa actividad continua de emisión de polvo no es constante.

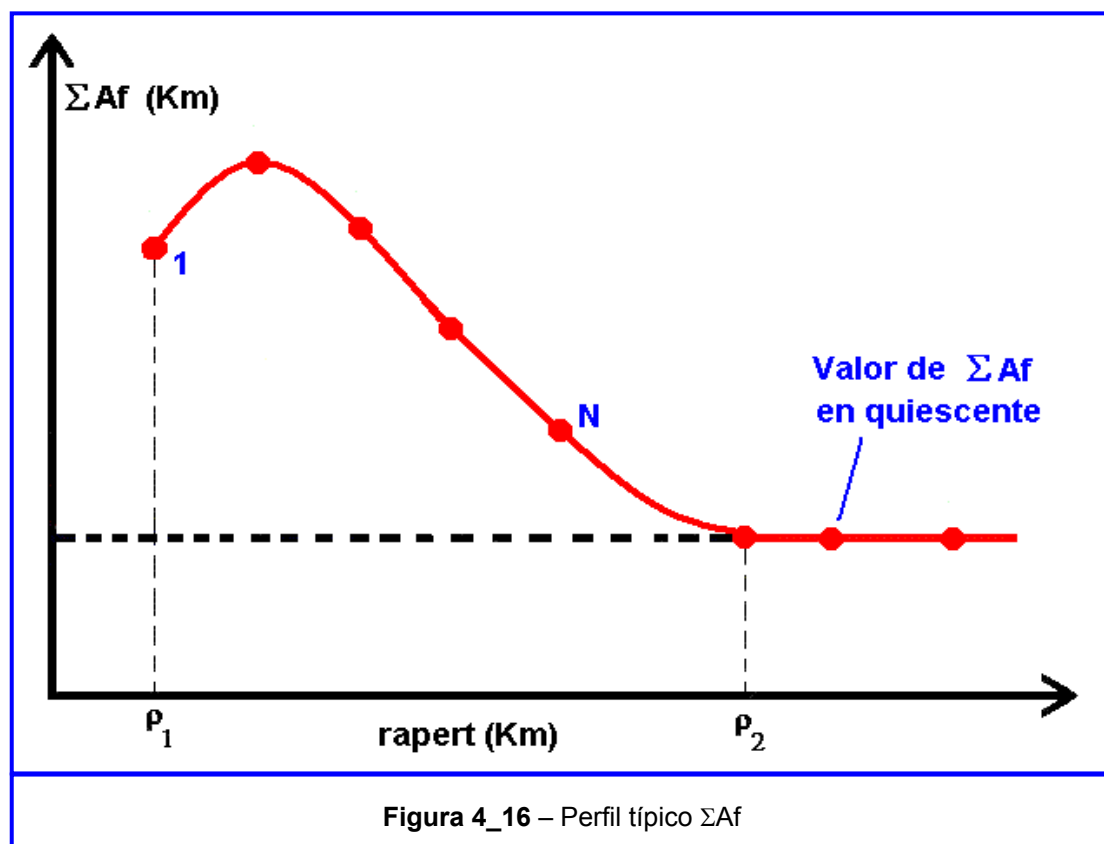
El valor promedio de  $\Sigma Af$  para las fechas previas al primer outburst (Enero – Febrero) en el filtro V es de  $91.2 \text{ Km}^2$  y en el filtro R de  $101.7 \text{ Km}^2$ . En el caso del segundo outburst (Marzo – Abril), el valor promedio en el filtro R es de  $81.3 \text{ Km}^2$ , si bien la diferencia no es mucha esto podría estar indicando que la actividad en los estados quiescentes no es completamente estable.

### 4.3 – Determinación de la magnitud nuclear, tamaño y color del núcleo.

Si observamos los perfiles  $\Sigma Af$  quiescente, (Figs. 4\_7, 4\_9, 4\_11, 4\_13 y 4\_15), vemos que en todos los casos los perfiles tienen un comportamiento similar, la curva comienza en un valor alto y luego disminuye hasta hacerse constante lo cual indica que no hay aumento de polvo en los anillos posteriores.

Esta región inicial del perfil solo puede deberse a la contribución del núcleo y la región horizontal corresponde a la coma producida en la actividad quiescente.

Es por ello que en función de los primeros puntos de los perfiles  $\Sigma Af$  podemos realizar una determinación de la magnitud nuclear del cometa.



Para ello determinamos primeramente cual es el valor de  $\Sigma Af$  en estado quiescente, (Fig. 4\_16) o sea cuando el perfil se hace horizontal, restando este valor a todos los valores previos al punto en que la curva se horizontaliza estaremos descartando la contribución que la coma realiza al valor de  $\Sigma Af$  o lo que es lo mismo al valor del flujo en dicho anillo. Una vez quitada la contribución de la coma podemos sumar todos los valores en los puntos 1..N y de esa forma se obtendrá a menos de una constante multiplicativa, el flujo únicamente debido al núcleo. Dicho flujo es el que permitirá calcular la magnitud nuclear (Tabla 4\_2 y Figura 4\_16)

A su vez una vez obtenida la magnitud nuclear puede calcularse la magnitud absoluta del núcleo, la cual se define como la magnitud que tendría a una distancia heliocéntrica y geocéntrica de 1 U. A. y ángulo de fase cero.

Las relaciones que permiten calcular la magnitud absoluta están dadas por:

$$H_V = V - 5 \cdot \log(r \cdot \Delta) + \beta \cdot \alpha \quad \text{para el caso del filtro V} \quad (4\_7)$$

$$H_R = R - 5 \cdot \log(r \cdot \Delta) + \beta \cdot \alpha \quad \text{para el caso del filtro R} \quad (4\_8)$$

donde V y R son las magnitudes nucleares, r la distancia heliocéntrica y  $\Delta$  la distancia geocéntrica. El factor  $\beta \cdot \alpha$  es una función que tiene en cuenta el oscurecimiento del núcleo al incrementarse el ángulo de fase  $\alpha$ , el factor  $\beta$  (mag/grado) se denomina coeficiente de fase. Estimaciones de este coeficiente a partir de fotometría óptica de núcleos cometarios dan valores en el rango  $0.03 \leq \beta \leq 0.04$ . (Jewitt 1991)

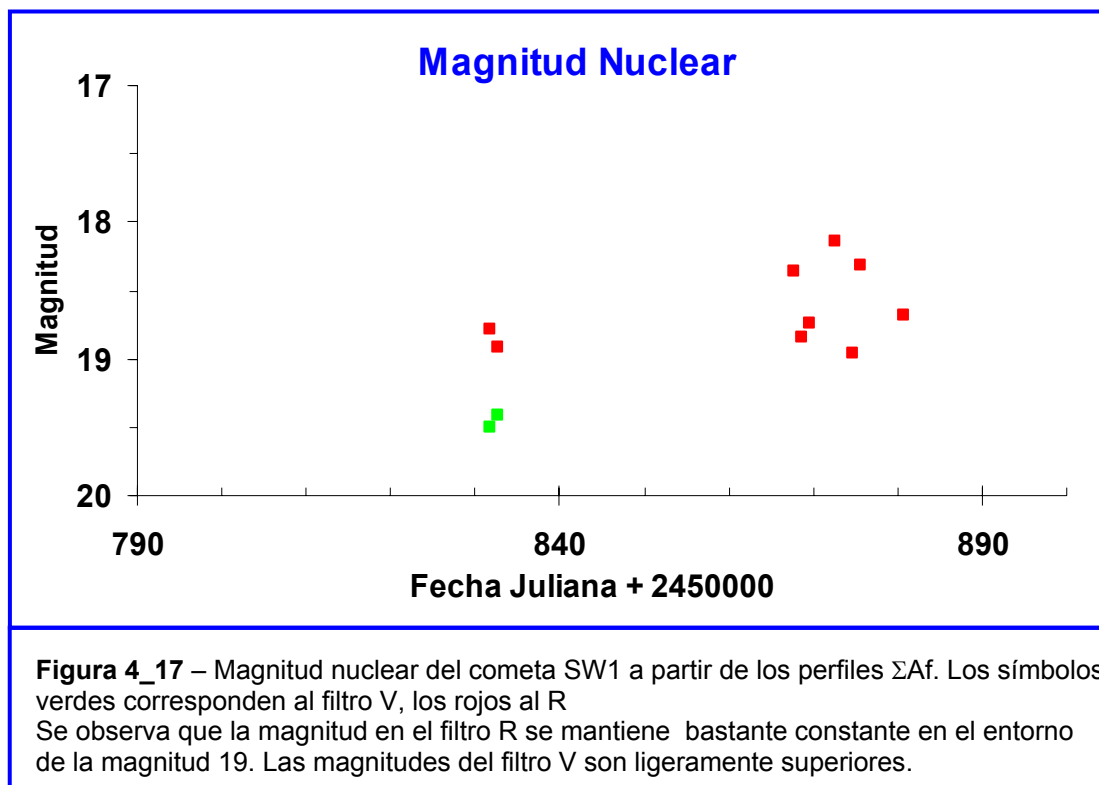
Para el caso del cometa 29P/SW1 el ángulo de fase es siempre muy pequeño (Tabla 3\_2) por lo cual el término  $\beta \cdot \alpha$  fue despreciado para los cálculos de la magnitud nuclear.

En la Tabla 4\_2 se muestran los resultados de las magnitudes nucleares y nucleares absolutas obtenidas por este método para las distintas noches en que el cometa se encontraba en estado quiescente. En aquellos casos en que se disponía de más de un filtro se realizó el cálculo del índice de color (V – R)

| Fecha    | Filtro V | Filtro R | V - R | H <sub>R</sub> | H <sub>V</sub> |
|----------|----------|----------|-------|----------------|----------------|
| 17/01/98 | 19.500   | 18.792   | 0.708 | 10.843         | 11.551         |
| 18/01/98 | 19.413   | 18.917   | 0.496 | 10.974         | 11.470         |
| 22/02/98 |          | 18.362   |       | 10.619         |                |
| 23/02/98 |          | 18.838   |       | 11.100         |                |
| 24/02/98 |          | 18.741   |       | 11.008         |                |
| 27/02/98 |          | 18.145   |       | 10.467         |                |
| 01/03/98 |          | 18.959   |       | 11.246         |                |
| 02/03/98 |          | 18.322   |       | 10.619         |                |
| 07/03/98 |          | 18.688   |       | 11.008         |                |

**Tabla 4\_2** – Valores de las magnitudes nucleares, índice de color y las magnitudes absolutas nucleares para las noches de estado quiescente.

En función de los resultados obtenidos en la tabla 4\_2 podemos decir que  $H_R = 10.89 \pm 0.25$ ,  $H_V = 11.51 \pm 0.06$  y  $V-R = 0.62$ .



Dado que la magnitud nuclear absoluta puede relacionarse con la sección eficaz de un núcleo de radio  $R_N$  (Tancredi et al. ,2006) mediante la ecuación:

$$\log(p_R * S) = 16.85 + 0.4 * (R_{sol} - H_R) \quad (4_9)$$

donde  $p_R$  es el albedo,  $S = \pi * R_N^2$  es el área proyectada, y  $R_{sol}$  es la magnitud solar.

Con los valores de la Tabla 4\_2 y asumiendo un valor de albedo  $p_R = 0.04$ , se calcula  $R_N = 18.9$  Km para el radio del cometa.

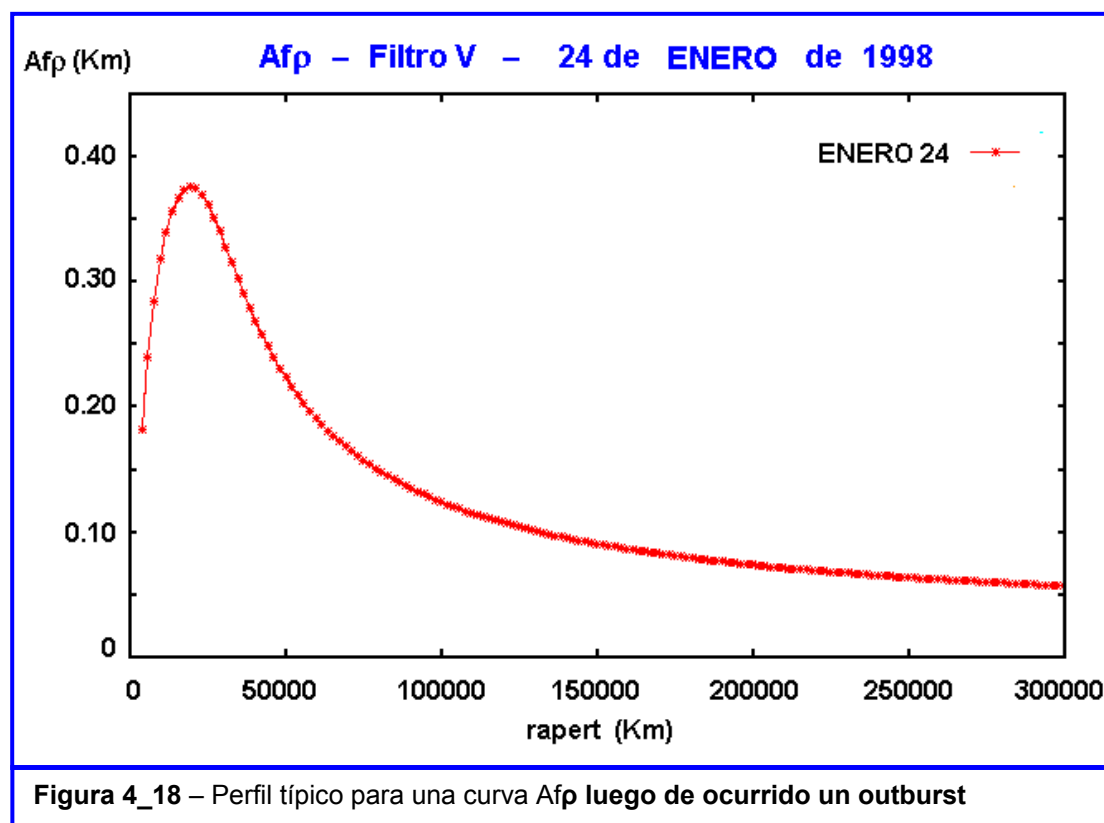
#### 4.4 – Análisis de los perfiles post – outburst

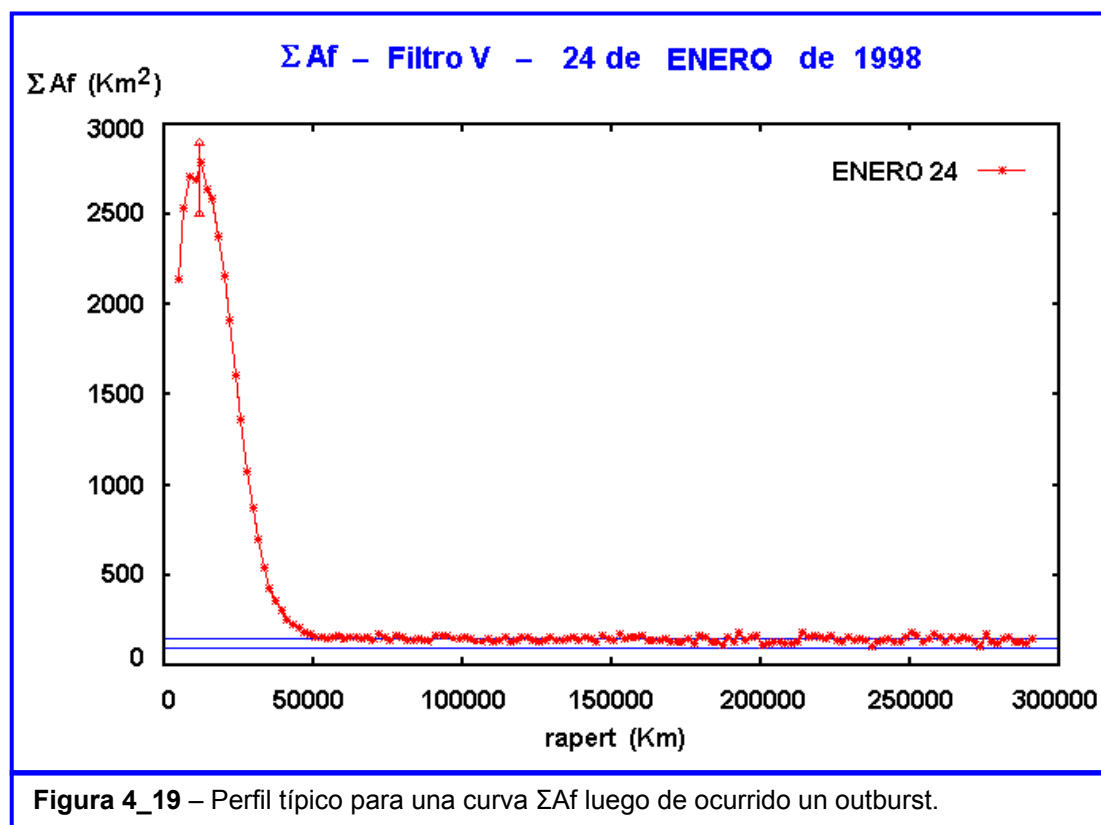
Una vez determinados los valores de  $\Sigma Af$  para los estados quiescentes se proceden a ajustar los perfiles  $\Sigma Af$  para cada noche de observación de forma que a largas distancias cometocéntricas se alcance el valor correspondiente de inactividad (estado quiescente) o el valor de horizontalidad.

Si el cometa ha pasado por un estado de “outburst” a medida que nos alejemos del cometa la cantidad de polvo registrada deberá llegar a lo que era el valor “normal” del estado inactivo a distancias a las que el polvo eyectado en el outburst aún no ha llegado. A estas distancias el perfil  $\Sigma Af$  debe ser horizontal, indicando el valor  $\Sigma Af$  inmediatamente anterior al outburst.

Entonces para realizar los perfiles  $Afp$  y  $\Sigma Af$  se busca la horizontalidad en el perfil  $\Sigma Af$  a grandes distancias cometocéntricas, tal y como son los perfiles en quiescente que indican una emisión continua y uniforme de polvo

A modo de ejemplo en las figuras 4\_18 y 4\_19 se observan los perfiles  $Afp$  y  $\Sigma Af$  correspondientes al 24 de Enero luego de ocurrido el primer outburst. Estos son un ejemplo típico de lo que se observa en estos eventos.





**Figura 4\_19** – Perfil típico para una curva  $\Sigma Af$  luego de ocurrido un outburst.

La primera gran diferencia con el caso de las figuras análogas correspondientes al estado quiescente (Figuras 4\_3 a 4\_14) es la de que se observa un gran exceso de polvo en la región próxima al núcleo. Esto se corresponde al polvo emitido durante el outburst. En las figuras correspondientes a noches posteriores se observa como este polvo se expande a distancias mayores del núcleo cometario.

A medida que nos movemos a distancias mayores del núcleo la cantidad de polvo descende. En el caso de este ejemplo podemos decir que a distancias mayores a 60000 Km., lo que se observa es el polvo que se encontraba rodeando al núcleo previamente al outburst y que justamente se ha desplazado hacia mayores distancias cometocéntricas. O sea que lo que se ve a distancias mayores a 60000 Km. es el polvo que había sido emitido antes del outburst.

Como sabemos que en estado quiescente la coma tiene un perfil canónico, utilizamos, utilizamos los valores del comportamiento de la coma en quiescente a fin de ajustar la calibración de las imágenes para las distintas noches posteriores al outburst.

Para obtener el perfil de las Fig. 4\_18 y 4\_19 se realizó previamente un ajuste en el valor del cielo que permite "horizontalizar" las curvas  $\Sigma Af$ . Obsérvese que si estas curvas crecieran a grandes "rho" esto indicaría que la actividad pasada que emitió el polvo que ha llegado a esas distancias, debería haber sido mucho mayor, lo cual contradice las observaciones en quiescente. Así mismo una curva  $\Sigma Af$  "descendente", que alcance un nivel por debajo del  $\Sigma Af$  correspondiente al quiescente (incluso por debajo de 0) es absurdo.

El punto más delicado en el proceso de reducción es el del restado de cielo, ya que allí se asume que el valor de cielo es constante para toda la imagen, lo cual no siempre es cierto.

Como mostraremos, pequeñas variaciones en el valor del cielo (variaciones del orden o menores de un sigma del error en su determinación) tienen un fuerte efecto sobre los perfiles  $\Sigma Af$  a grandes "rho", por lo que el método de horizontalización nos brinda también una manera de mejorar la determinación del valor del cielo en las imágenes con mayor precisión que el utilizando en el capítulo 3.

Entonces a fin de realizar el ajuste del perfil  $\Sigma Af$  lo que se hace es promediar los valores del error de cielo, calibrados usando el mismo factor de calibración que se utilizó en la imagen correspondiente, y se utiliza este valor promedio como un margen de error para el ajuste de la curva  $\Sigma Af$ .

A modo de ejemplo se muestra este procedimiento para el caso de la noche 24 de Enero en la cual se combinaron un total de 5 imágenes.

Los resultados de los valores de cielo y su desviación estándar fueron los siguientes:

| imagen     | Valor Cielo (cuentas) | Sigma Cielo (cuentas) | Tiempo de exposición (sg) |
|------------|-----------------------|-----------------------|---------------------------|
| cjan240199 | 380.7286              | 13.63266              | 300                       |
| cjan240202 | 377.1817              | 13.52177              | 300                       |
| cjan240203 | 367.4471              | 12.69518              | 300                       |
| cjan240208 | 378.4123              | 13.90521              | 300                       |
| cjan240209 | 450.0634              | 14.46577              | 300                       |

**Tabla 4\_3** – Valores del fondo de cielo y su desviación estándar en cuentas para las imágenes del 24 de Enero.

Multiplicando cada valor de la desviación estándar del cielo (Tabla 4\_3) por el factor de calibración correspondiente a cada noche, Tabla 3\_27 y dividiendo por el tiempo de exposición obtenemos el error en flujo para la determinación de cielo en cada imagen:

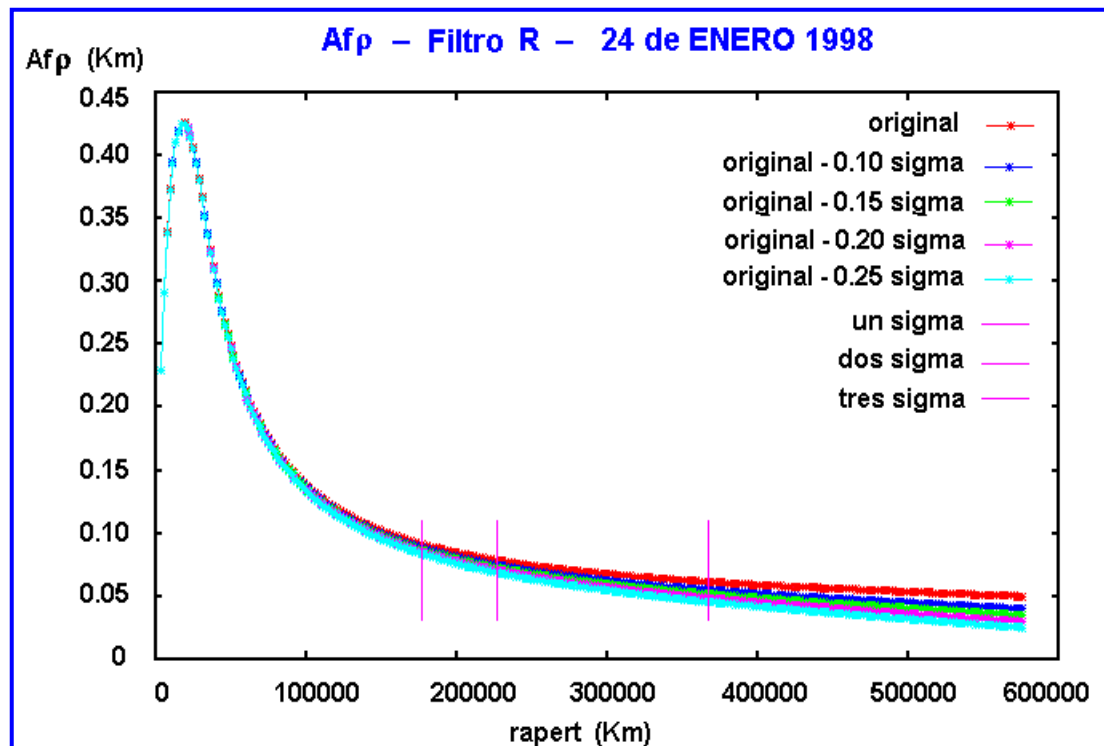
| Imagen     | Sigma Cielo (cuentas) | Factor de calibración | Tiempo de exposición (sg) | Sigma cielo (flujo) |
|------------|-----------------------|-----------------------|---------------------------|---------------------|
| cjan240199 | 13.63266              | 2.107e-09             | 300                       | 9.57e-11            |
| cjan240202 | 13.52177              | 2.104e-09             | 300                       | 9.48 e-11           |
| cjan240203 | 12.69518              | 2.104e-09             | 300                       | 8.90 e-11           |
| cjan240208 | 13.90521              | 2.104e-09             | 300                       | 9.75 e-11           |
| cjan240209 | 14.46577              | 2.104e-09             | 300                       | 1.02 e-11           |
| cjan240199 | 13.63266              | 2.107e-09             | 300                       | 9.57 e-11           |

**Tabla 4\_4** – Valores de desviación estándar del cielo calibradas utilizando el mismo factor de calibración que para las imágenes.

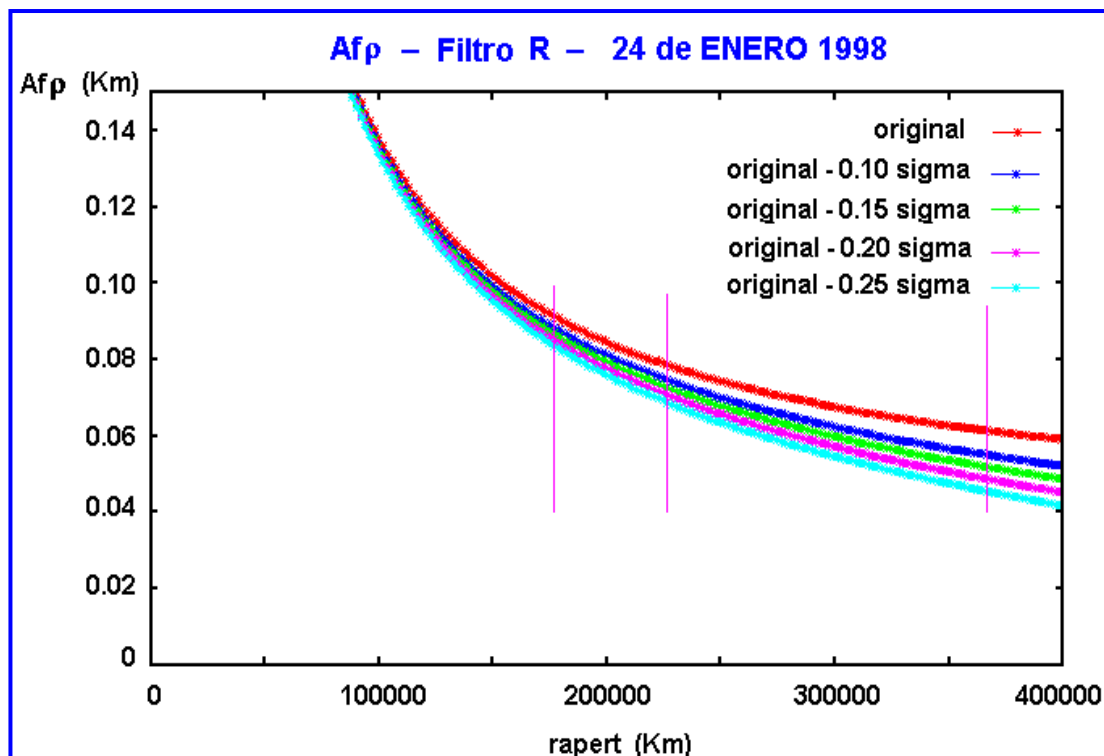
El valor promedio de estos errores en flujo se toma como el error en la determinación de cielo de la imagen final promediada, en este caso el valor obtenido es de:  $9.5723 \times 10^{-11}$ .

Entonces al graficar el perfil  $\Sigma Af$  en la imagen tomada con el filtro R, para la noche del 24 de Enero, Figuras 4\_22 y 4\_23, se podrá ajustar dicho perfil de modo que alcance el valor correspondiente al estado quiescente o de horizontalidad sumando o restando fracciones del valor promedio de error en la determinación del cielo. Esto afecta también al perfil  $Afp$ , como puede verse en las Figuras 4\_20 y 4\_21.

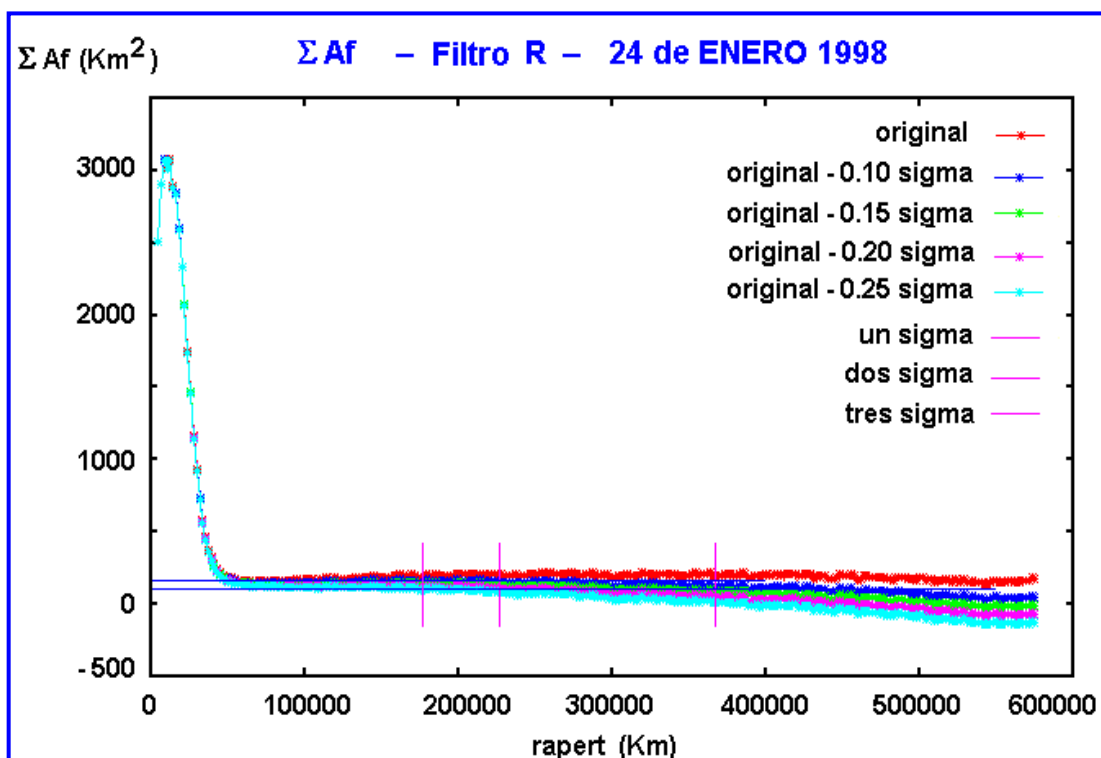
Obsérvese que una pequeña corrección en el valor del cielo es suficiente para lograr la horizontalidad.



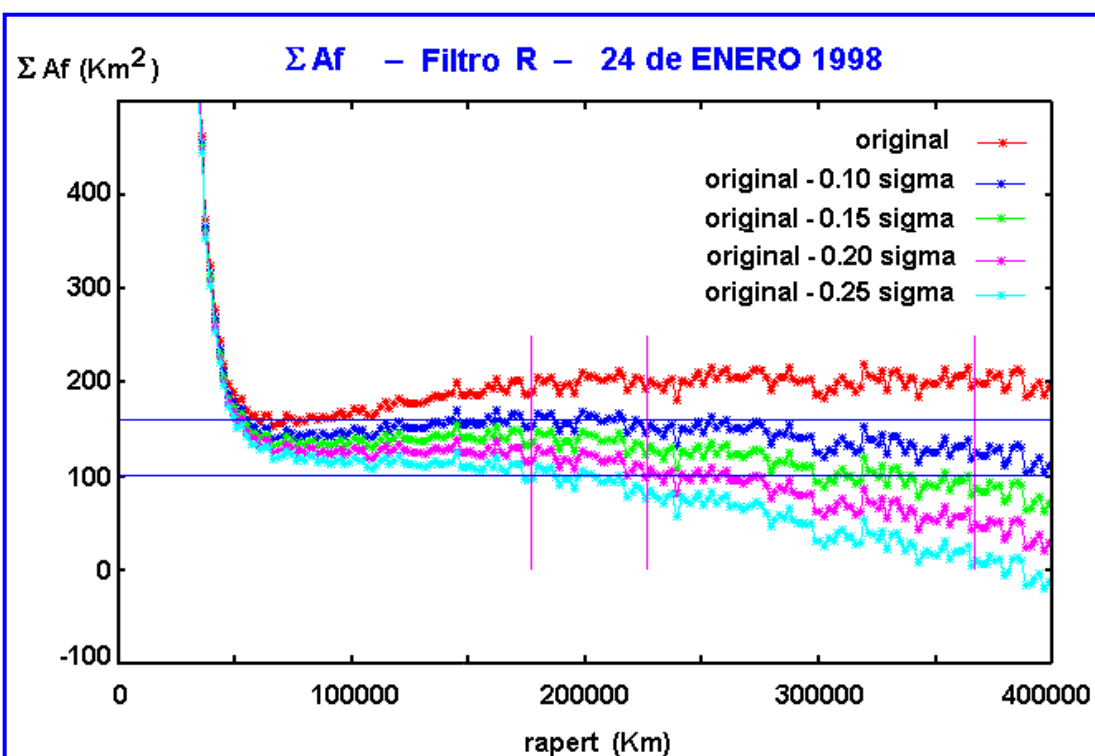
**Figura 4\_20** – Variación de los perfiles Afp para la noche del 24 de Enero al sumar o restar fracciones del error promedio del cielo ( $9.5723 \times 10^{-11}$ ). Las líneas verticales indicadas como 1, 2 y 3 sigmas corresponden a las distancias cometocéntricas para las cuales la señal se encuentra 1 2 o 3 sigmas por encima del valor del cielo.



**Figura 4\_21** – Detalle de la figura anterior donde se nota la variación en las curvas Afp al sumar o restar fracciones del error promedio del cielo.



**Figura 4\_22** – Variación de los perfiles  $\Sigma Af$  para la noche del 24 de Enero al sumar o restar fracciones del error promedio del cielo ( $9.5723 \times 10^{-11}$ ).



**Figura 4\_23** – Detalle de la curva anterior con la variación de los perfiles curvas  $\Sigma Af$  para la noche del 24 de Enero al sumar o restar fracciones del error promedio del cielo ( $9.5723 \times 10^{-11}$ ). La línea azul inferior representa el valor de  $\Sigma Af$  correspondiente al estado quiescente para las fechas de Enero – Febrero. La línea azul superior representa la línea para la cual los perfiles  $\Sigma Af$  alcanzan la horizontalidad.

#### 4.4.1 – Primer outburst – Enero 1998

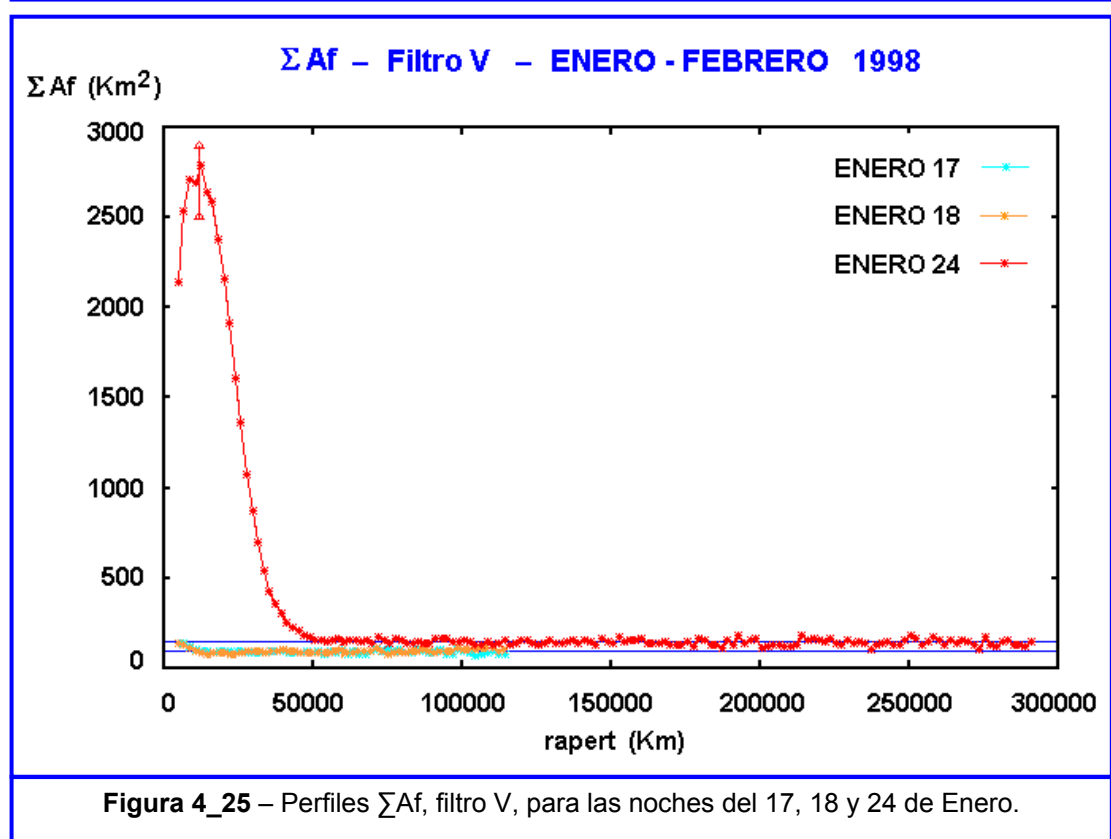
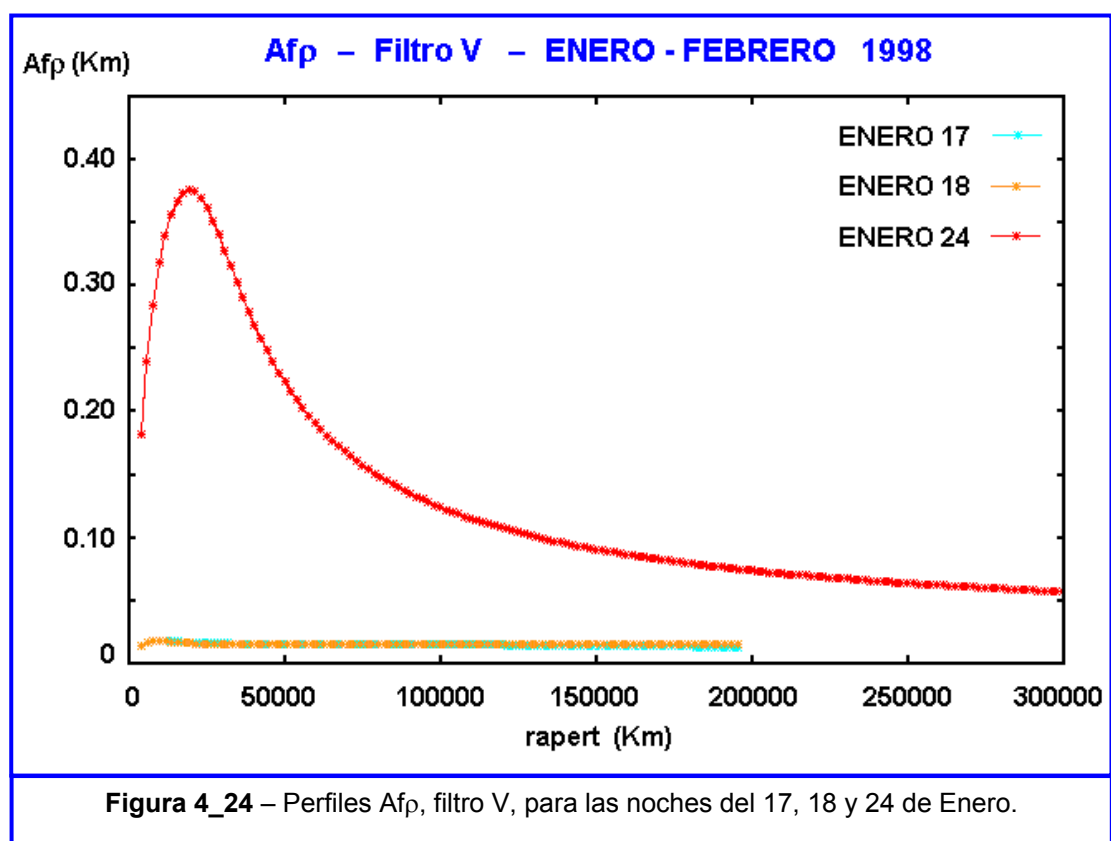
A continuación se presentan los perfiles para todas las noches post-outburst

Las Figuras 4\_24 y 4\_25 muestran el comportamiento obtenido en el filtro V en Enero. En las fechas 17 y 18 de Enero el cometa se encuentra en un estado quiescente, el valor medio de  $A_f$  es de 0.015 y el de  $\Sigma A_f$  de  $91 \text{ Km}^2$  (Tabla 4\_1)

Sin embargo, se observa un comportamiento claramente muy distinto en la noche del 24 de Enero, desde su inicio el perfil crece en forma abrupta llegando a un nivel máximo de  $A_f$  de 0.37 Km y de  $\Sigma A_f$  de  $2790 \text{ Km}^2$ . El máximo del perfil  $\Sigma A_f$  ocurre para una distancia cometocéntrica de  $1.16 \times 10^4 \text{ Km.}$ , luego la curva desciende en forma abrupta horizontalizándose a un valor  $\Sigma A_f = 150 \text{ Km}^2$  para una distancia cometocéntrica de aproximadamente  $5.95 \times 10^4 \text{ Km.}$  como se observa en la Figura 4\_25, luego el perfil se mantiene constante en dicho nivel.

En la Tabla 4\_5 se presentan los valores de  $A_f$  y  $\Sigma A_f$  en el máximo, la distancia a la que se produce el máximo de  $\Sigma A_f$  y el valor asintótico de  $\Sigma A_f$  cuando la curva se horizontaliza.

Obsérvese que en los días anteriores el valor en quiescente era de  $\Sigma A_f = 91 \text{ Km}^2$ . Este resultado y otros que se verán después parecen indicar que existe un pequeño incremento en la actividad quiescente del cometa en las etapas previas a la ocurrencia de un outburst, o sea que en las etapas previas y posteriores al outburst el valor del estado quiescente varía ligeramente, y siempre se produce un aumento previo a la ocurrencia del outburst.



Para el caso del filtro R (Figuras 4\_26 y 4\_27) se dispone de un mayor número de imágenes, esto permite visualizar con mucho más detalle el aumento súbito de actividad que se manifestaba en los perfiles correspondientes al filtro V.

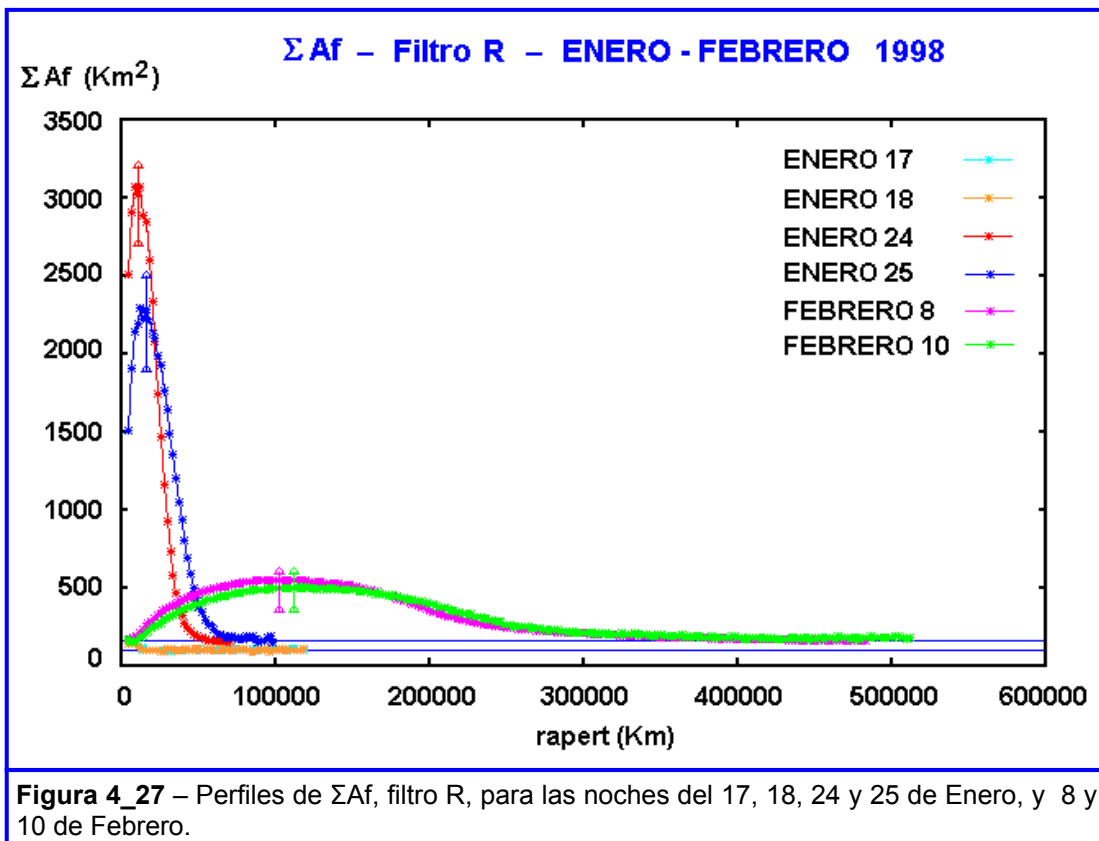
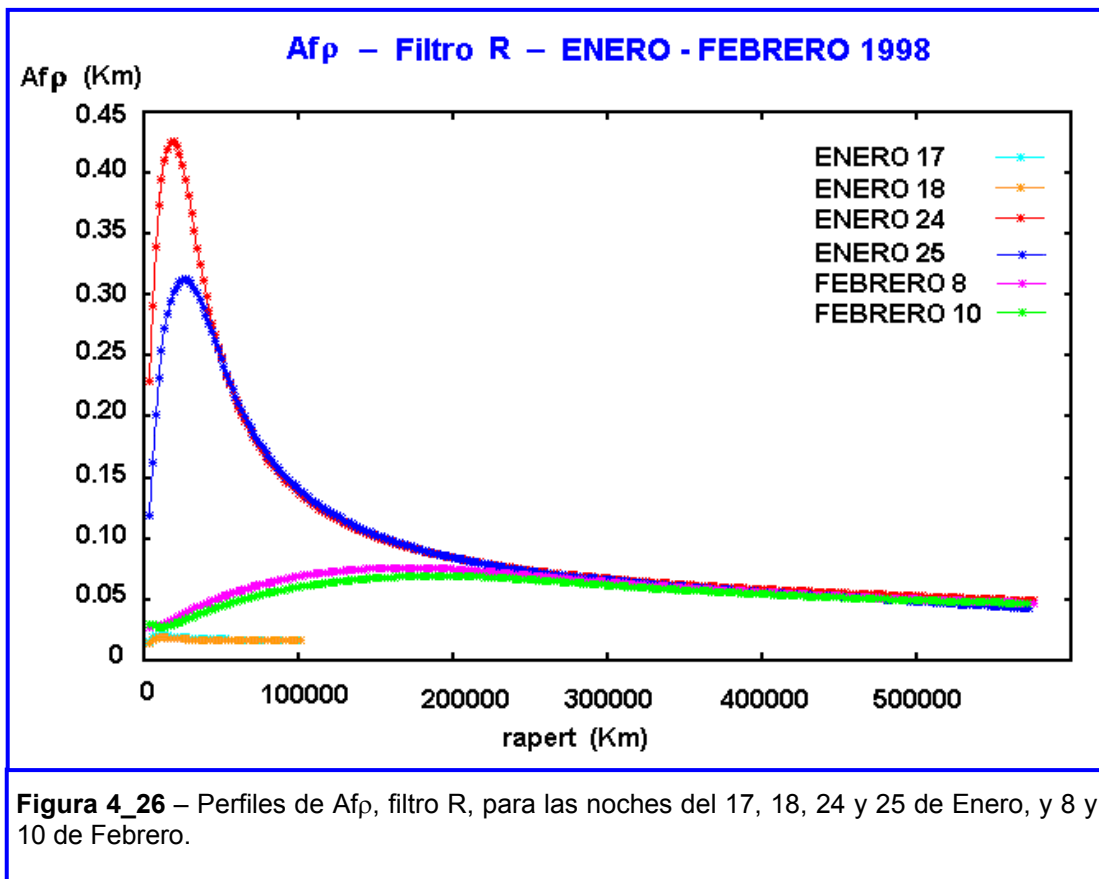
El comportamiento en la noche del 24 de Enero es similar al del filtro V, los perfiles se incrementan abruptamente hasta valores máximos de  $A_{fp} = 0.425 \text{ Km}$  y de  $\Sigma A_f = 3071 \text{ Km}^2$  a distancias cometocéntricas del orden de  $10.4 \times 10^3 \text{ Km}$ , luego la curva desciende en forma abrupta en el entorno de los  $70 \times 10^3 \text{ Km}$  y finalmente desciende más suavemente hasta llegar a los valores de inactividad previos al outburst.

Obsérvese que los valores del quiescente inmediatamente antes del outburst son levemente mayores que los determinados en las noches previas al outburst. Esto es una clara indicación de que, inmediatamente antes del outburst, la actividad del cometa se incrementa aproximadamente un 50% respecto de la del quiescente en los días anteriores, como si el cometa se preparara para el estallido de actividad.

En la curva correspondiente al 25 de Enero los valores máximos de  $A_{fp}$  son de  $0.312 \text{ Km}$  y el de  $\Sigma A_f$  de  $2292 \text{ Km}^2$ , el máximo se encuentra a unos  $16.7 \times 10^3 \text{ Km}$  y a su vez el pico no es tan estrecho como en el caso del 24 de Enero. Se observa claramente como el polvo se ha ido desplazado a distancias cometocéntricas mayores respecto al día anterior.

Pasados varios días, ya el 8 y 10 de Febrero (imágenes del N.O.T.) se observa que el máximo de la curva se ha desplazado a distancias cometocéntricas mayores y los valores máximos han descendido, lo que es coherente con la expansión de la nube de polvo eyectada en el outburst.

Se observa claramente que a medida que transcurre el tiempo las curvas se van desplazando a distancias cometocéntricas mayores y los perfiles se van suavizando.



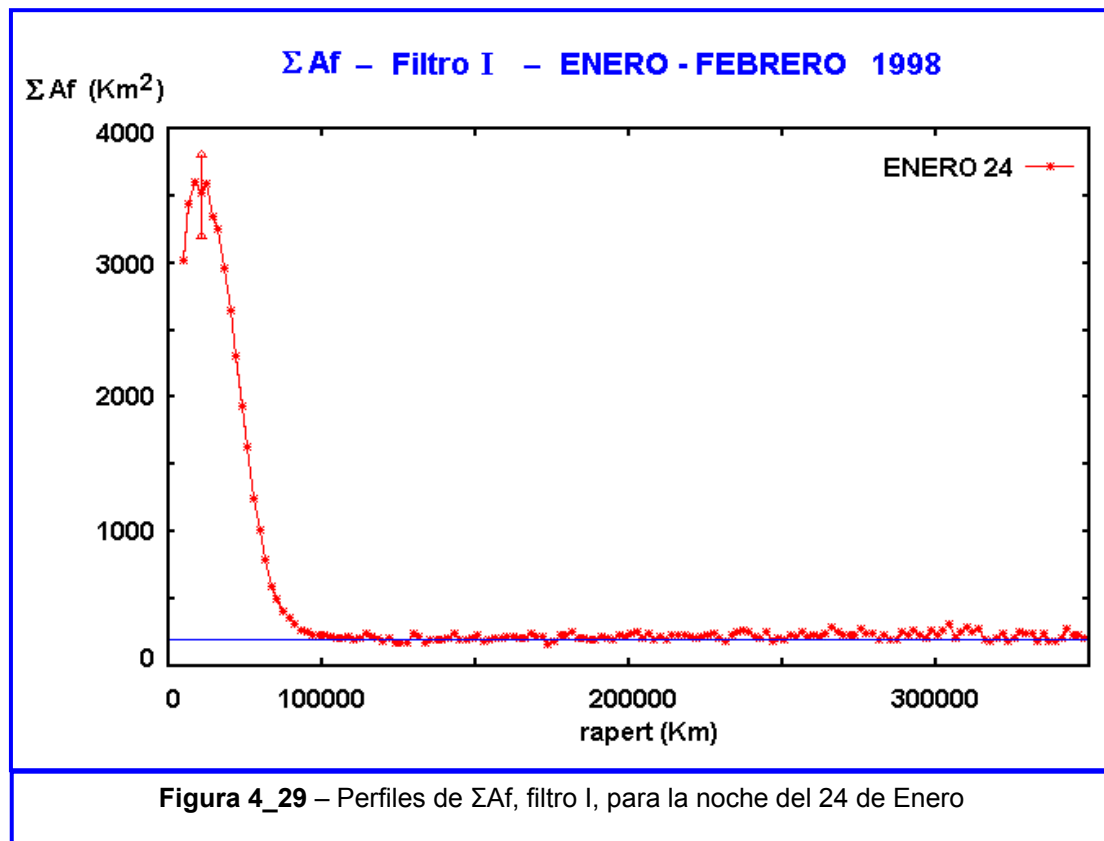
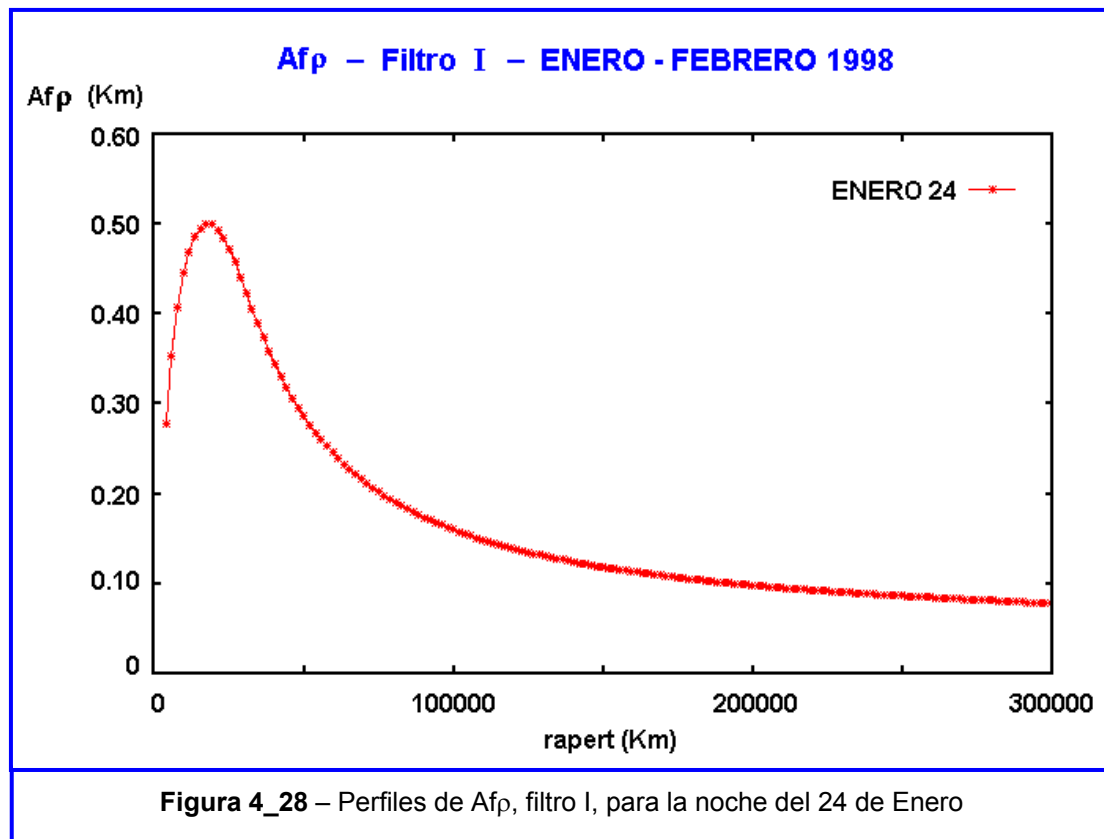
Para el caso del filtro I (Figuras 4\_28 y 4\_29) sólo se cuenta con una imagen que corresponde al 24 de Enero. El comportamiento de los perfiles  $A_{fp}$  y  $\Sigma Af$  es similar al de los otros filtros.

Los resultados se observan en la Tabla 4\_5

| <b>Valores máximos <math>A_{fp}</math> y <math>\Sigma Af</math> para las imágenes de</b> |                                     |                                                    |                                                                                       |                                                      |
|------------------------------------------------------------------------------------------|-------------------------------------|----------------------------------------------------|---------------------------------------------------------------------------------------|------------------------------------------------------|
| <b>ENERO- FEBRERO</b>                                                                    |                                     |                                                    |                                                                                       |                                                      |
|                                                                                          | <b><math>A_{fp}</math><br/>(Km)</b> | <b><math>\Sigma Af</math><br/>(Km<sup>2</sup>)</b> | <b>Distancia a la que se<br/>produce el máximo de<br/><math>\Sigma Af</math> (Km)</b> | <b><math>\Sigma Af_h</math><br/>(Km<sup>2</sup>)</b> |
| <b>FILTRO V</b>                                                                          |                                     |                                                    |                                                                                       |                                                      |
| ENERO 24                                                                                 | 0.3700                              | 2790                                               | $1.16 \times 10^4$                                                                    | 150                                                  |
| <b>FILTRO R</b>                                                                          |                                     |                                                    |                                                                                       |                                                      |
| ENERO 24                                                                                 | 0.425                               | 3071                                               | $10.4 \times 10^3$                                                                    | 163                                                  |
| ENERO 25                                                                                 | 0.312                               | 2292                                               | $16.7 \times 10^3$                                                                    | 163                                                  |
| FEBRERO 8                                                                                | 0.078                               | 238                                                | $102 \times 10^3$                                                                     | 163                                                  |
| FEBRERO 10                                                                               | 0.072                               | 220                                                | $112 \times 10^3$                                                                     | 163                                                  |
| <b>FILTRO I</b>                                                                          |                                     |                                                    |                                                                                       |                                                      |
| ENERO 24                                                                                 | 0.5                                 | 3500                                               | $10.6 \times 10^3$                                                                    | 260                                                  |

**Tabla 4\_5** – Resumen de los valores máximos de  $A_{fp}$  y  $\Sigma Af$  para los perfiles de Enero – Febrero en los filtros V, R e I

$\Sigma Af_h$ : es el valor de  $\Sigma Af$  donde se horizontalizan los perfiles correspondientes al los distintos filtros.

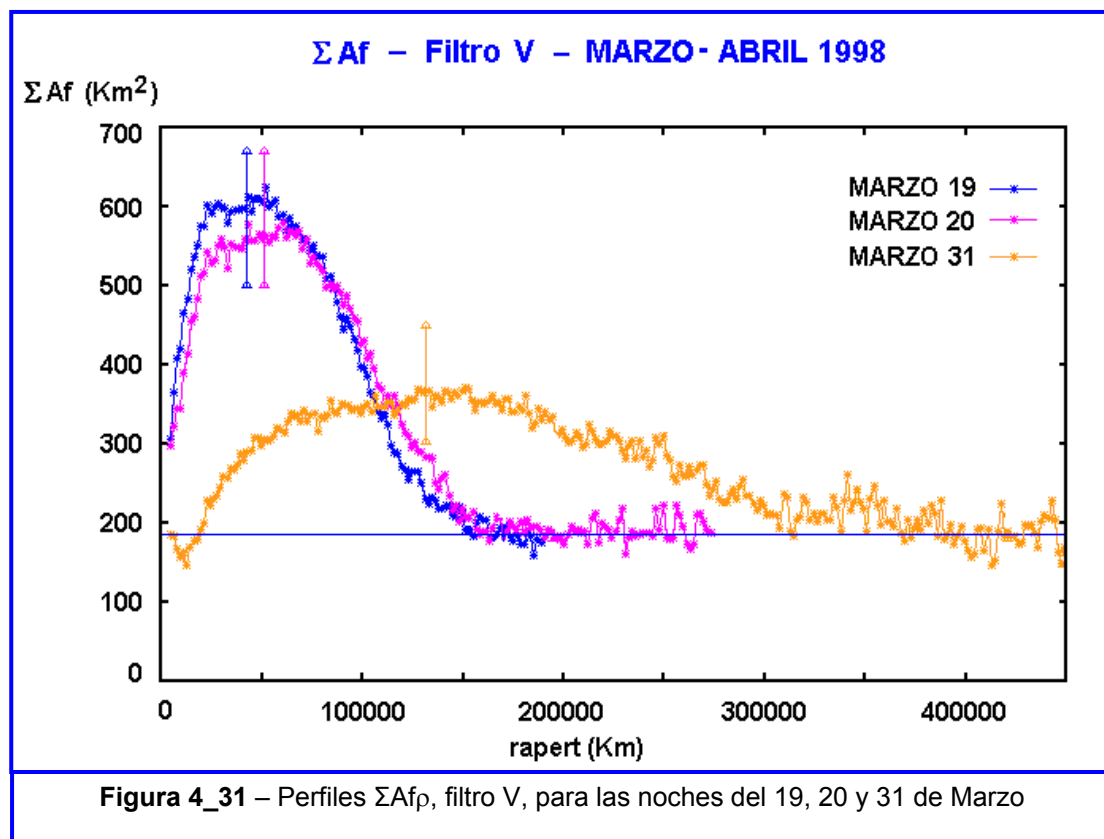
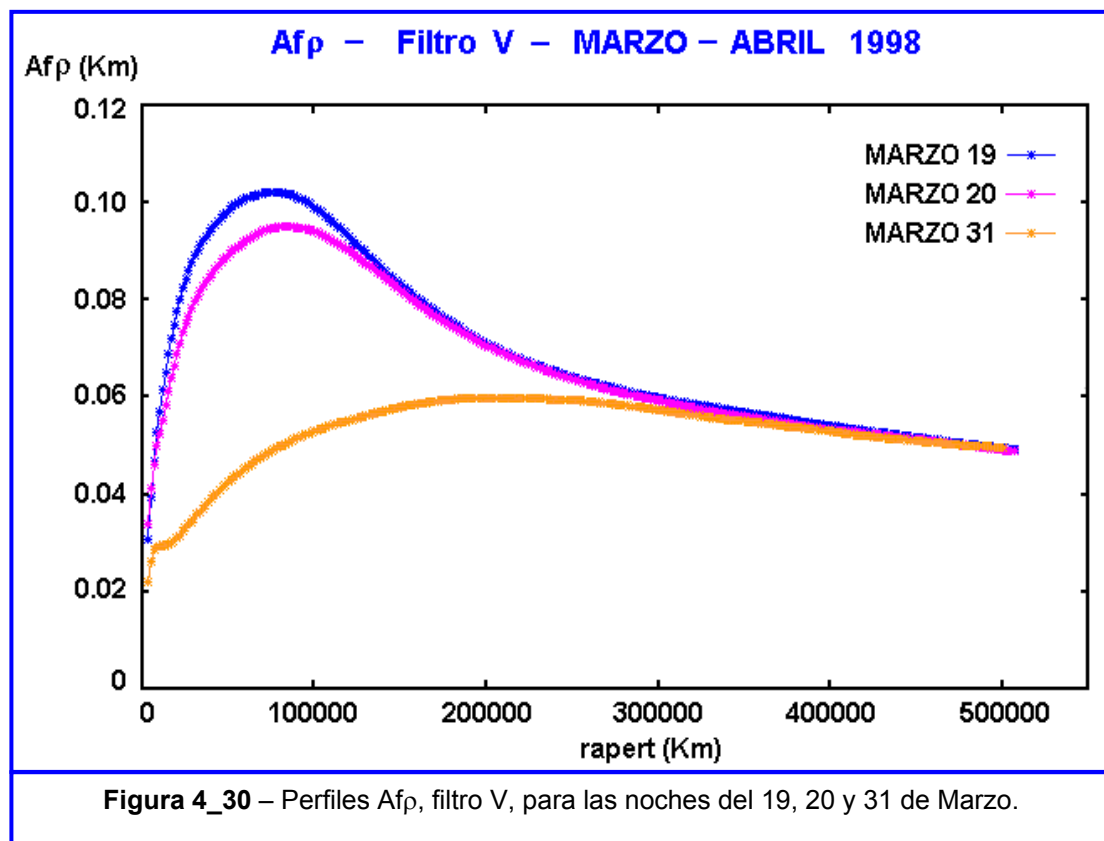


#### 4.4.2 – Segundo Outburst – Marzo 1998

Para el conjunto de imágenes correspondientes a Marzo – Abril, se dispone de imágenes en el filtro V para las noches del 19, 20 y 31 de Marzo.

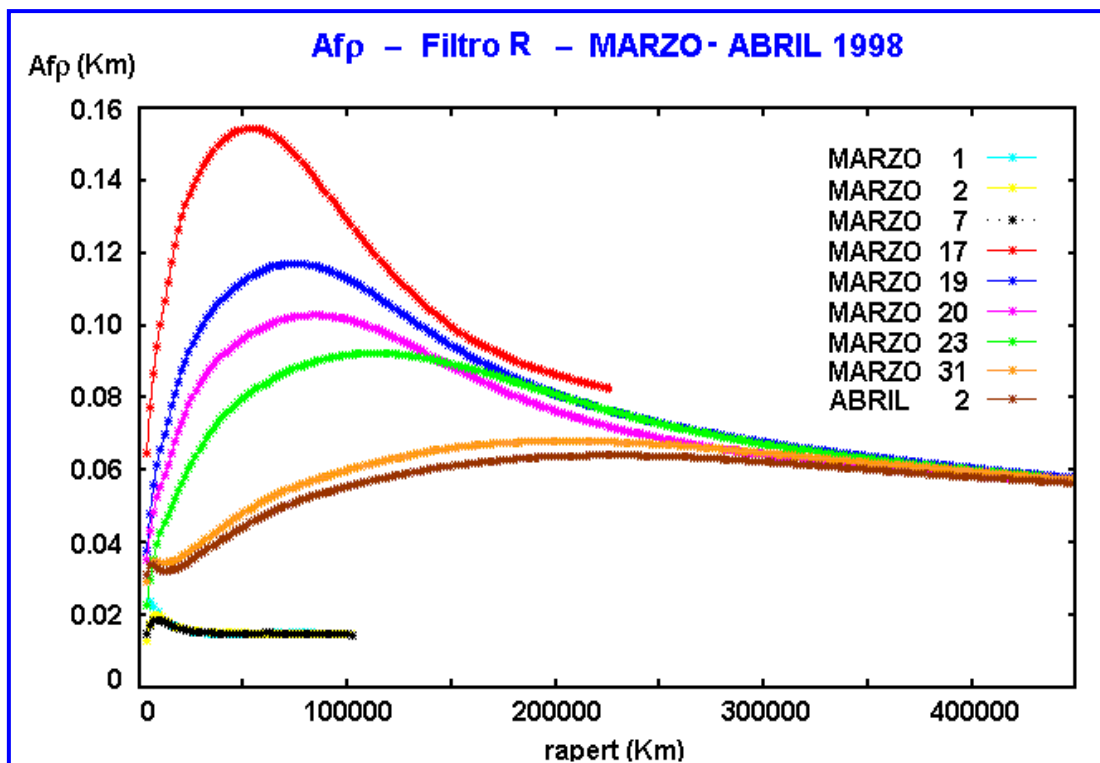
En los perfiles  $A_{fp}$  (Figura 4\_30) se observa que estas curvas van disminuyendo en altura a medida que el máximo se desplaza a distancias cometocéntricas mayores. Los perfiles  $\Sigma A_f$  (Figura 4\_31) se horizontalizan para un valor de  $185 \text{ Km}^2$ .

Los valores del máximo de  $A_{fp}$  y  $\Sigma A_f$  y la distancia cometocéntrica del máximo de  $\Sigma A_f$ , y el valor asintótico de  $\Sigma A_f$  se presentan en la tabla 4\_6.

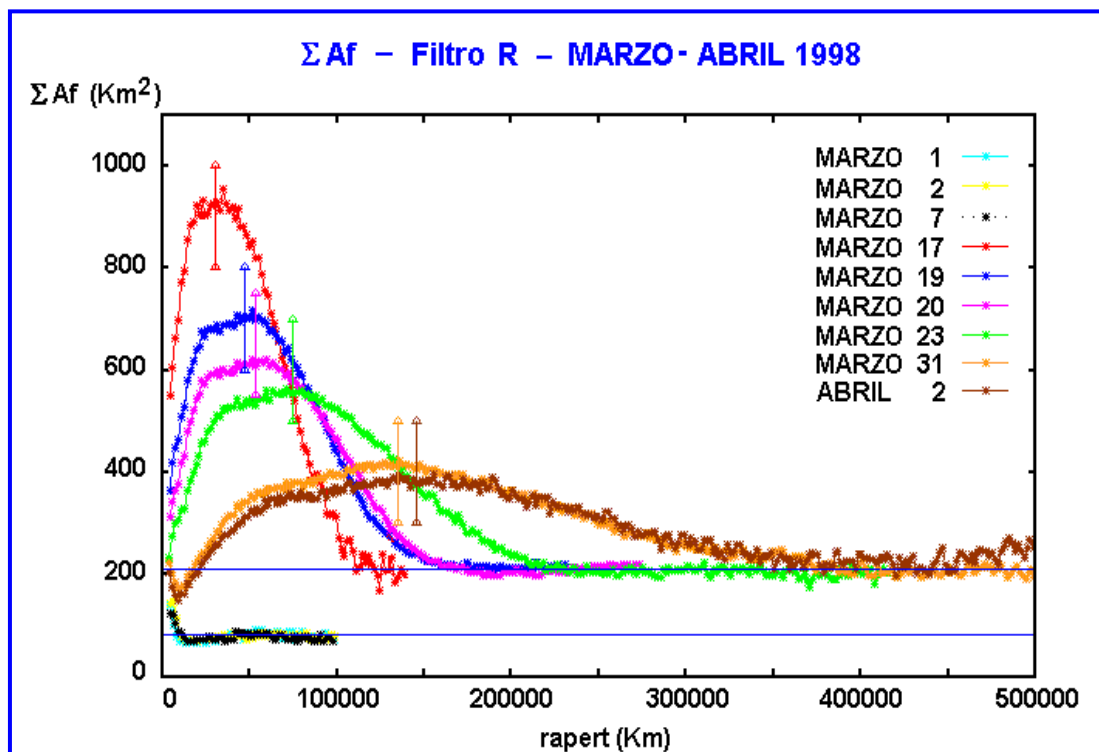


En el filtro R (Figuras 4\_32 y 4\_33) para el conjunto de imágenes de Marzo - Abril todo el proceso se observa con más evidencia. Se ve en ambos perfiles como el cometa pasa de un estado de baja actividad a un aumento súbito en la cantidad de polvo emitida. Se nota claramente el proceso del outburst, y la posterior disipación del polvo al correrse las curvas de forma tal que el máximo se desplaza a distancias cada vez mayores mientras el perfil se va ensanchando.

Además en estos perfiles se observa que la horizontalidad se alcanza para valores mayores a los que correspondían al nivel de quiescente en las primeras noches de Marzo. Según la determinación del valor de estado quiescente se obtenía un valor promedio de  $\Sigma Af = 81.4 \text{ Km}^2$  para las noches del 1, 2 y 7 de Marzo (ver Figuras 4\_14 y 4\_15). Sin embargo, los perfiles posteriores al 17 de Marzo llegan a un valor de horizontalidad para  $\Sigma Af = 210 \text{ Km}^2$ , aquí parece haber ocurrido un aumento en el nivel de actividad mínima entre la fecha del 7 de Marzo y el inicio del outburst. En ambos outburst parece ocurrió un aumento en la actividad quiescente inmediatamente antes de la eyección del material aunque en el segundo outburst este efecto es mayor que en el primero.



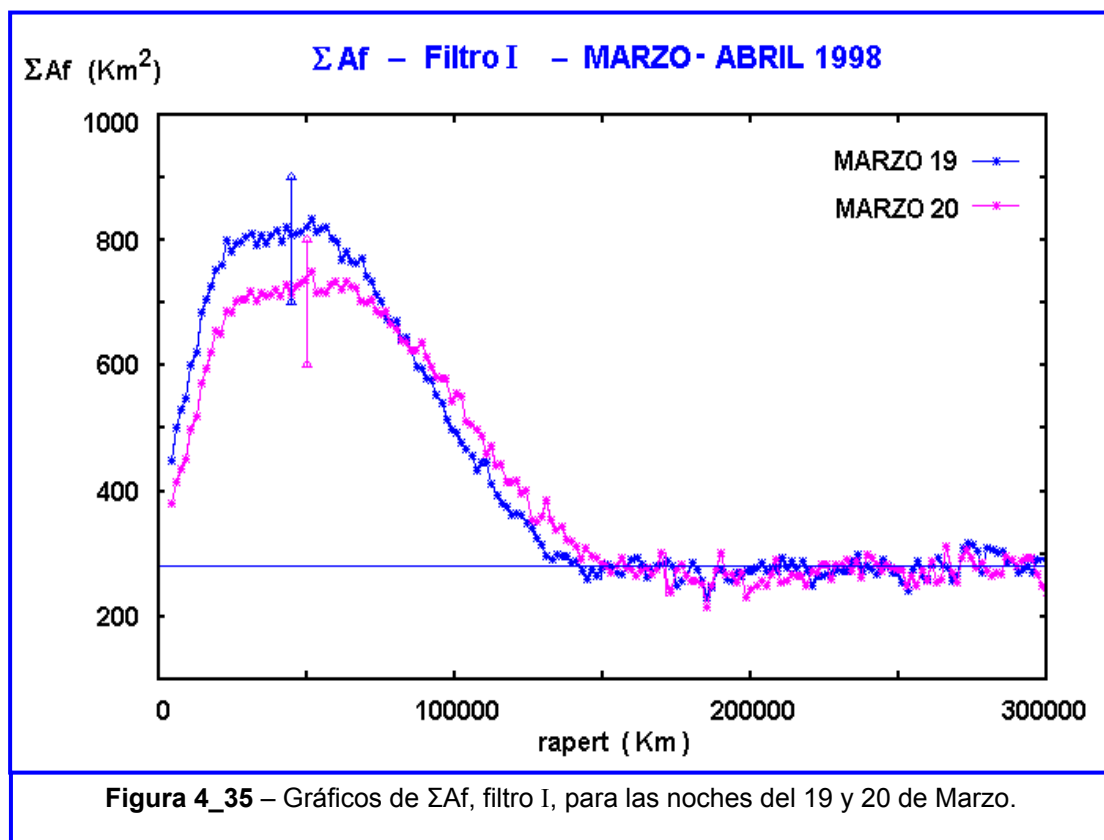
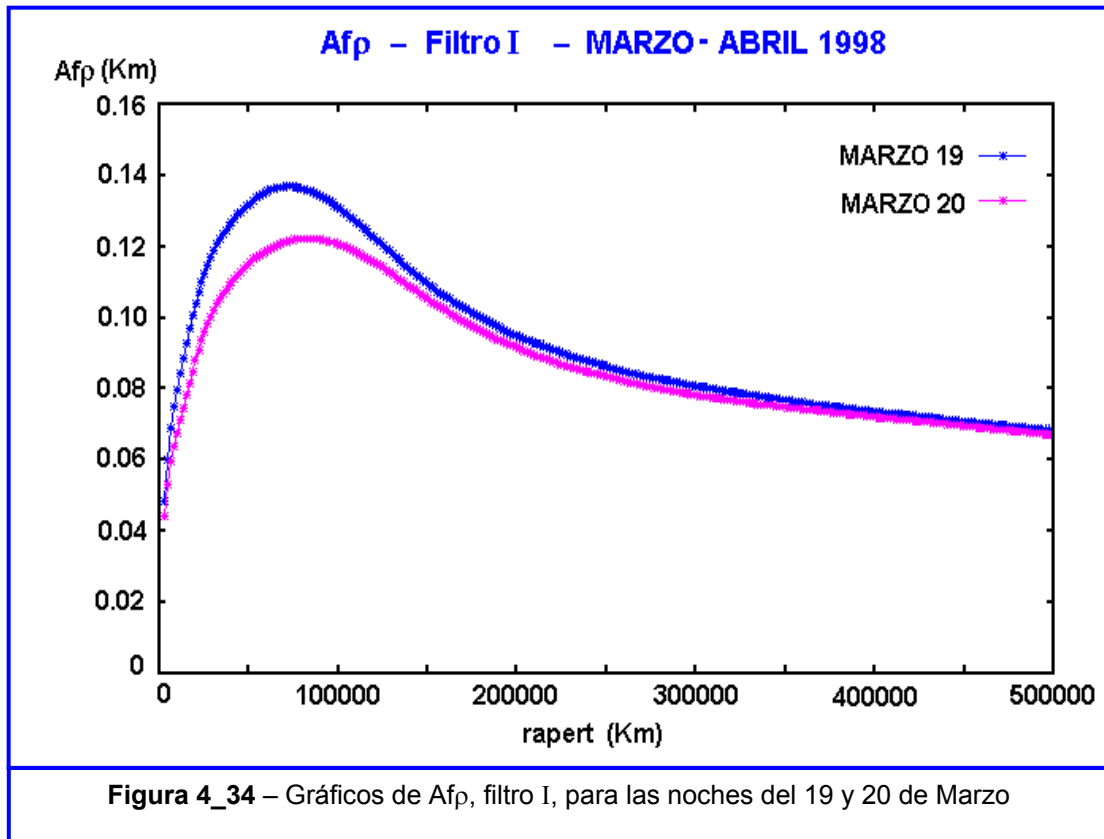
**Figura 4\_32** – Gráficos de  $Afp$ , filtro R, para las noches del 1, 2, 7, 17, 20, 23 y 31 de Marzo v 2 de Abril.



**Figura 4\_33** – Gráficos de  $\Sigma Af$ , filtro R, para las noches del 1, 2, 7, 17, 20, 23 y 31 de Marzo v 2 de Abril.

Para el caso del filtro I (Figuras 4\_34 y 4\_35) sólo se cuenta con imágenes para las fechas de 19 y 20 de Marzo. El comportamiento de estos perfiles es similar al de los otros filtros.

Los valores del máximo de  $A_{fp}$ ,  $\Sigma A_f$  y la distancia cometocéntrica a la que se produce el máximo de  $\Sigma A_f$  se presentan en la Tabla 4\_6.



| Valores máximos $A_{fp}$ y $\Sigma Af$ para las imágenes de<br>MARZO - ABRIL |                  |                                   |                                                                   |                                     |
|------------------------------------------------------------------------------|------------------|-----------------------------------|-------------------------------------------------------------------|-------------------------------------|
|                                                                              | $A_{fp}$<br>(Km) | $\Sigma Af$<br>(Km <sup>2</sup> ) | Distancia a la que se<br>produce el máximo de $\Sigma Af$<br>(Km) | $\Sigma Af_h$<br>(Km <sup>2</sup> ) |
| FILTRO V                                                                     |                  |                                   |                                                                   |                                     |
| MARZO 19                                                                     | 0.102            | 624                               | $43 \times 10^3$                                                  | 185                                 |
| MARZO 20                                                                     | 0.095            | 578                               | $51 \times 10^3$                                                  | 185                                 |
| MARZO 31                                                                     | 0.059            | 371                               | $131 \times 10^3$                                                 | 185                                 |
| FILTRO R                                                                     |                  |                                   |                                                                   |                                     |
| MARZO 17                                                                     | 0.154            | 930                               | $31 \times 10^3$                                                  | 210                                 |
| MARZO 19                                                                     | 0.115            | 710                               | $51 \times 10^3$                                                  | 210                                 |
| MARZO 20                                                                     | 0.103            | 621                               | $69 \times 10^3$                                                  | 210                                 |
| MARZO 23                                                                     | 0.092            | 560                               | $69 \times 10^3$                                                  | 210                                 |
| MARZO 31                                                                     | 0.068            | 407                               | $131 \times 10^3$                                                 | 210                                 |
| ABRIL 2                                                                      | 0.064            | 390                               | $145 \times 10^3$                                                 | 210                                 |
| FILTRO I                                                                     |                  |                                   |                                                                   |                                     |
| MARZO 19                                                                     | 0.137            | 820                               | $44 \times 10^3$                                                  | 280                                 |
| MARZO 20                                                                     | 0.122            | 750                               | $50 \times 10^3$                                                  | 280                                 |

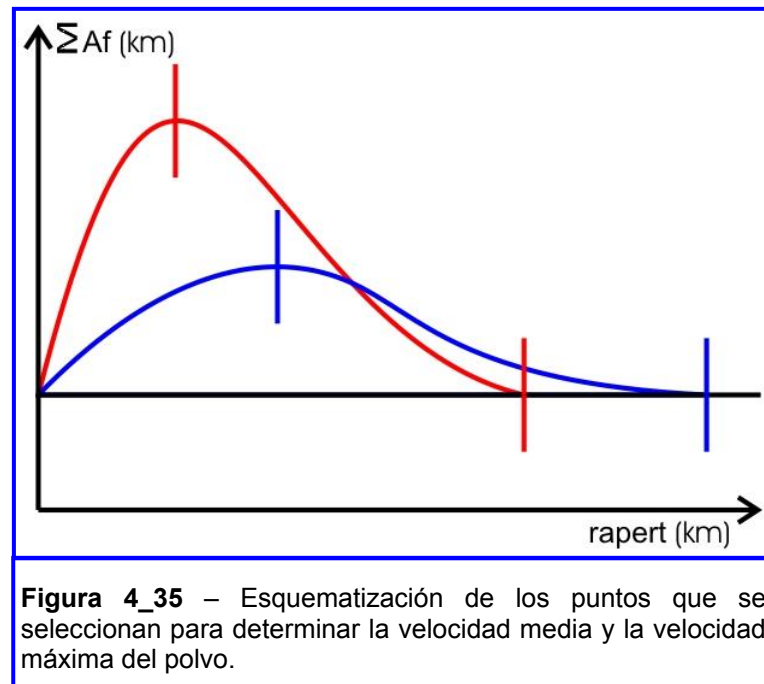
**Tabla 4\_6** – Resumen de los valores máximos de  $A_{fp}$  y  $\Sigma Af$  para los perfiles de Marzo - Abril en los filtros V, R e I.

$\Sigma Af_h$ : es el valor de  $\Sigma Af$  donde se horizontalizan los perfiles correspondientes al los distintos filtros.

## 4.5 – Distribución de la velocidad del polvo e inicio del outburst

Los perfiles  $\Sigma Af$  también permiten hacer una determinación de velocidades para el polvo, en todos los perfiles se observa que existe una posición máxima la cual se va desplazando al correr del tiempo. Este máximo corresponde al anillo donde tenemos mayor cantidad de polvo, o sea que el desplazamiento de éste máximo daría una indicación de la velocidad de la mayor parte de las partículas proyectada en el fondo de cielo la cual denominaremos velocidad media.

Por otra parte también se observa que los perfiles tienden a caer hacia el valor del estado quiescente, por lo cual el punto de corte del perfil con el valor correspondiente al estado quiescente corresponderá a las partículas que han llegado más lejos, o sea las partículas más veloces. Este punto de corte es sin embargo muy difícil de determinar por la imprecisión de su posición y por lo tanto la velocidad que podría deducirse de esta forma tendría un gran margen de error.



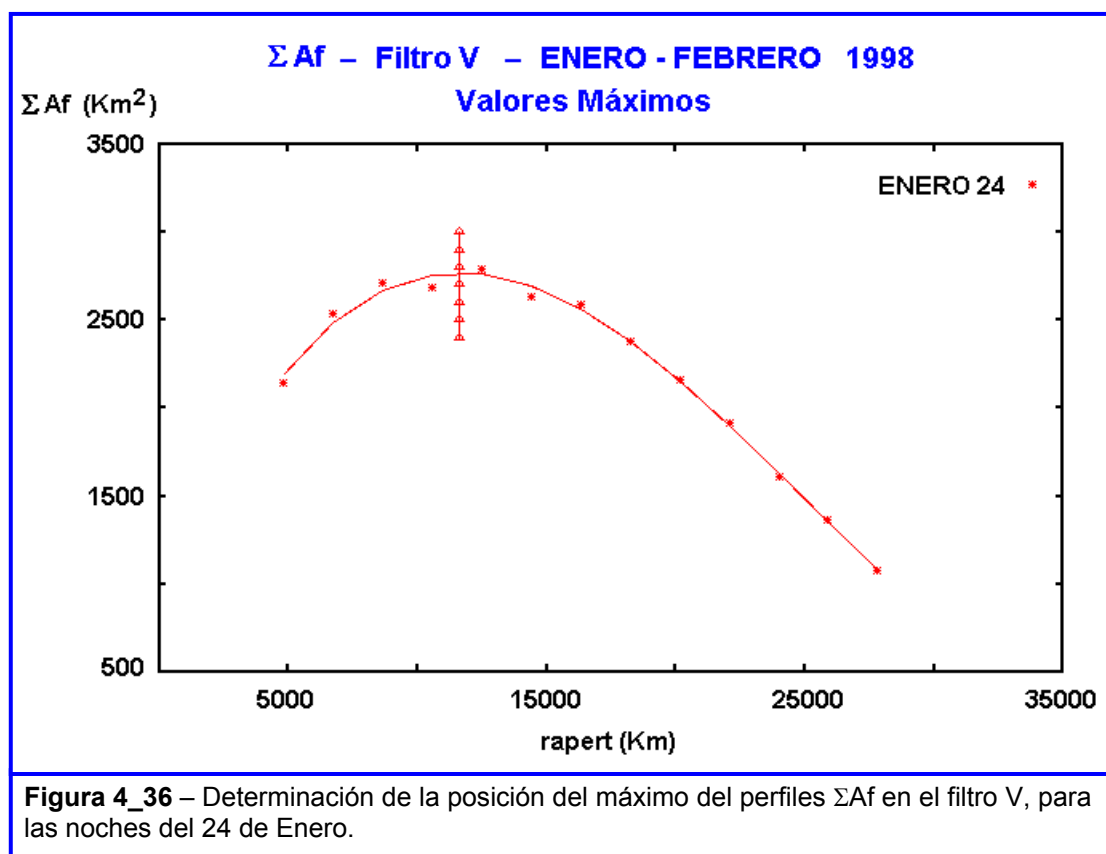
#### 4.5.1 - Determinación de las posiciones de los máximos de los perfiles $\Sigma Af$

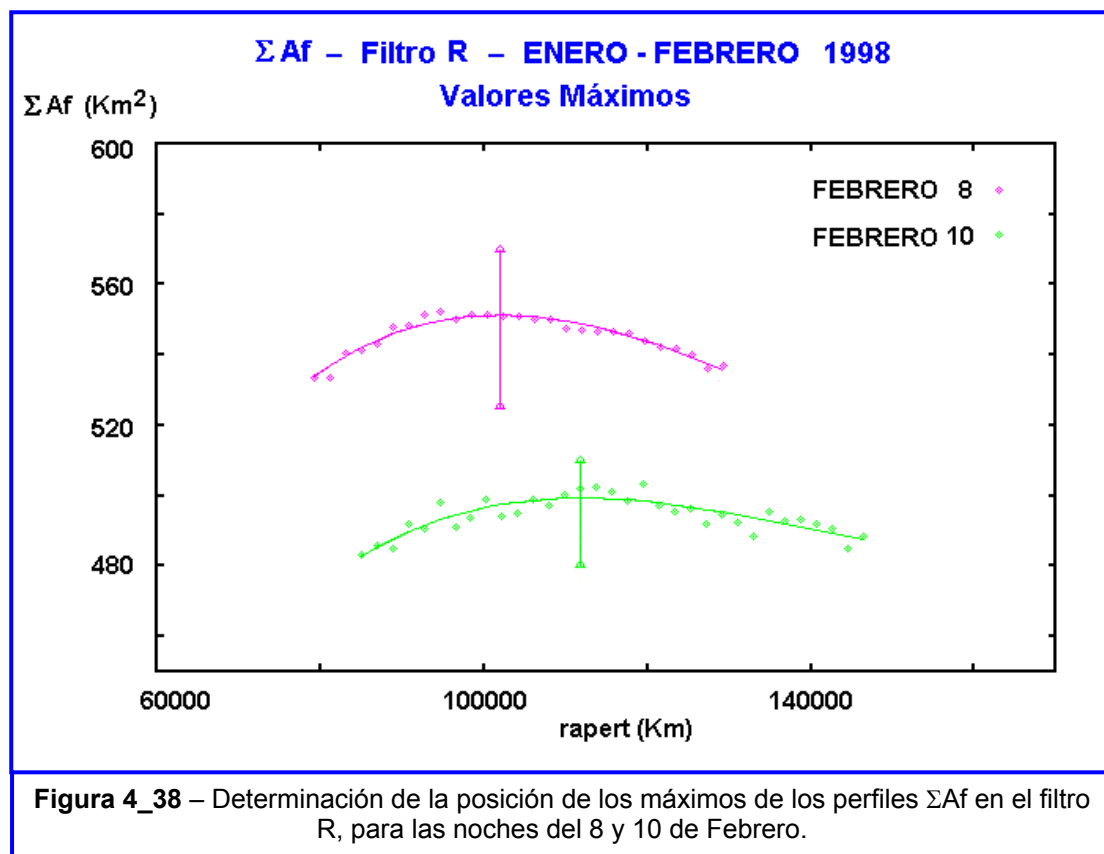
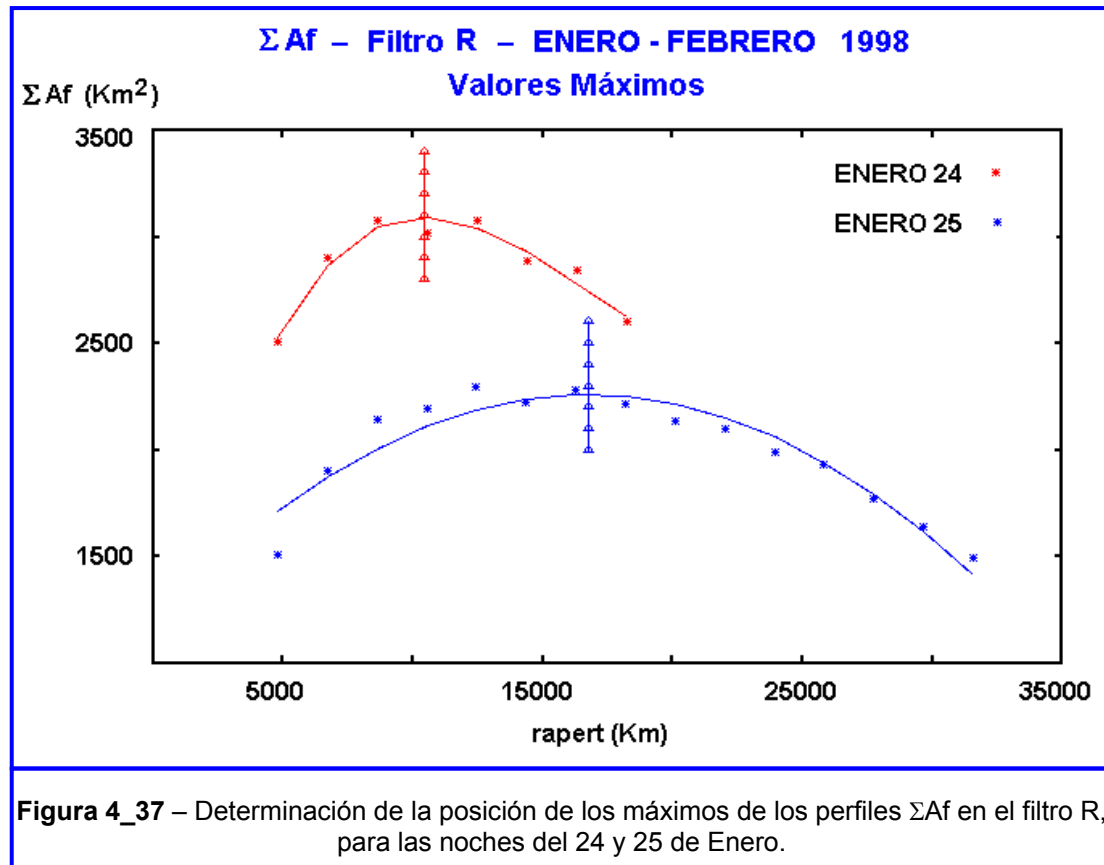
En las gráficas siguientes 4\_36 a 4\_42 se muestra el ajuste para la determinación de los máximos de los perfiles  $\Sigma Af$ .

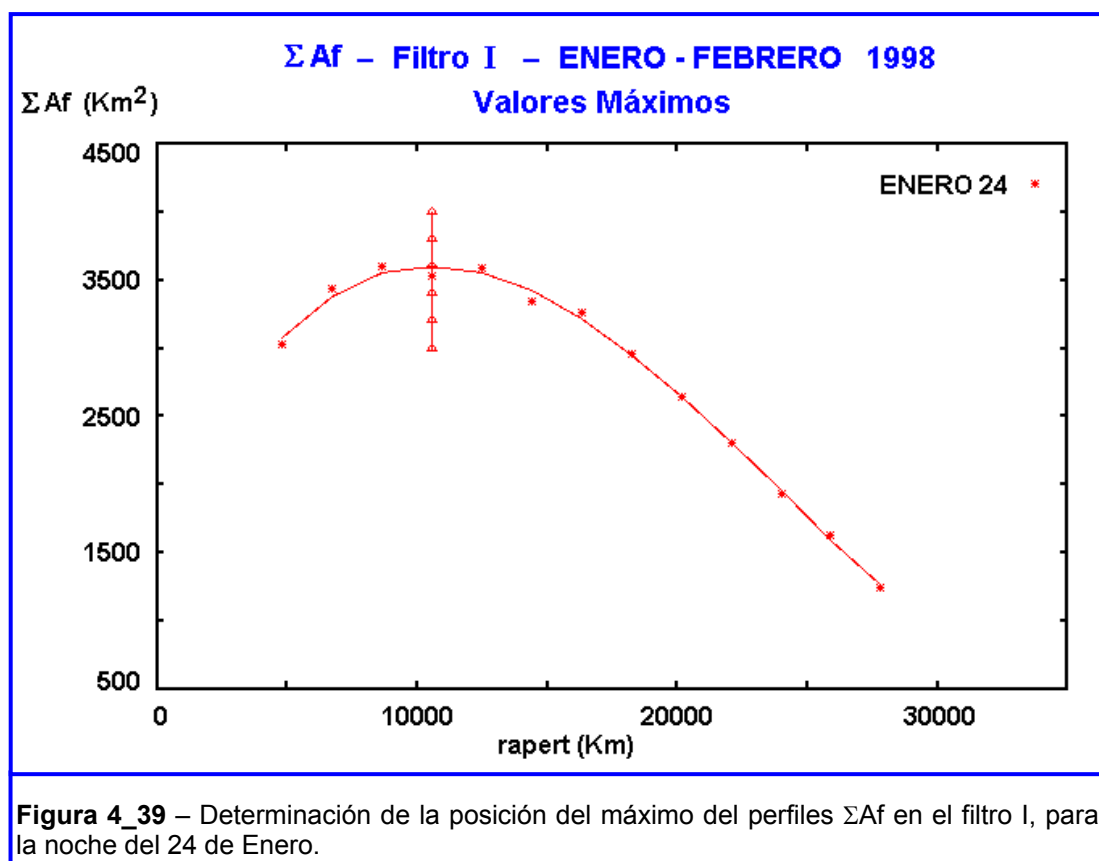
El procedimiento seguido en cada caso fue el de graficar los puntos en torno al máximo y realizar ajustes con polinomios de distintos ordenes. Simultáneamente se calculaba el residuo de los valores experimentales respecto al ajuste y se seleccionaba la curva cuya suma de los residuos fuese menor.

Para la determinación del máximo se realizó un ajuste de los puntos en torno al máximo de cada curva. Se probó ajustando polinomios de distinto orden y para el caso del mejor ajuste se busco el punto cuya derivada es cero lo cual es indicativo de la posición del máximo.

Los ajustes se muestran en las figuras y los resultados se presentan en la Tabla 4\_9 para el primer outburst y Tabla 4\_10 para el segundo outburst.

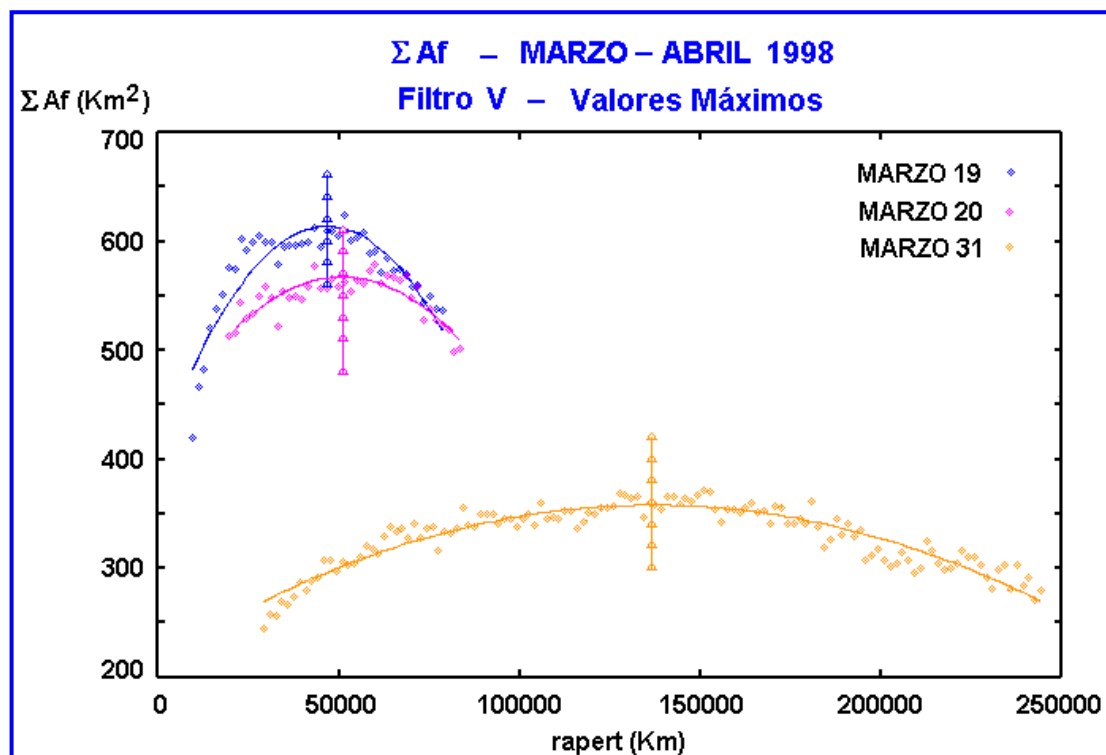




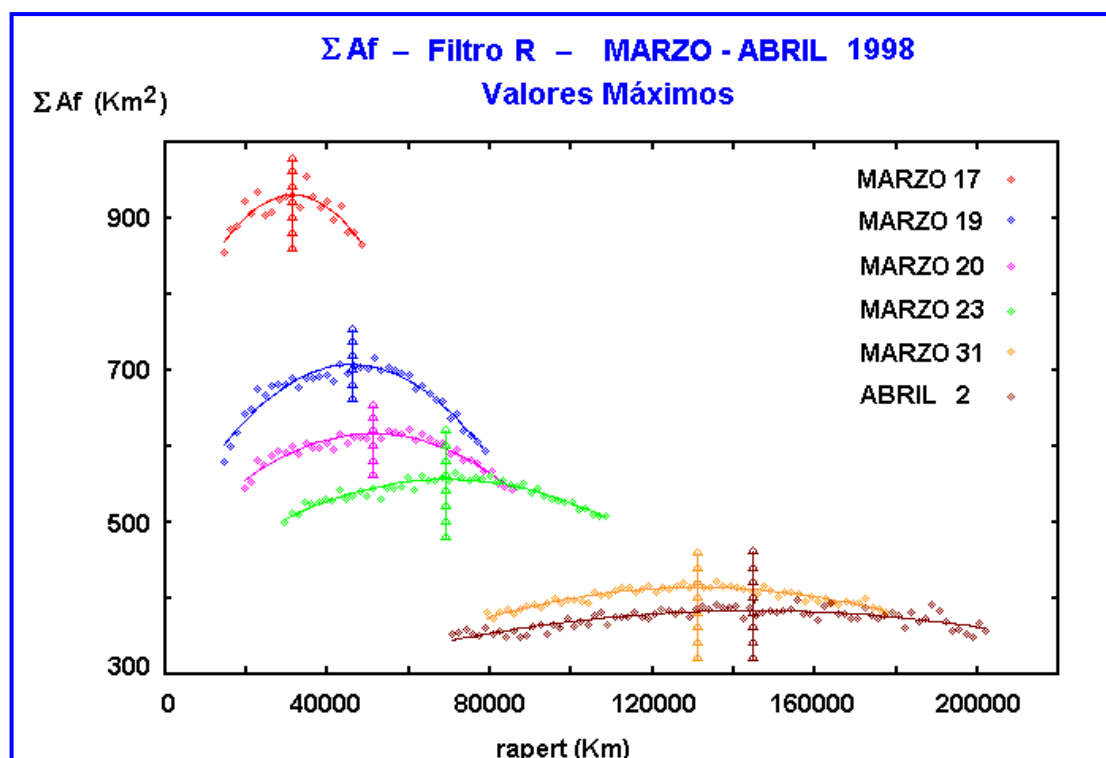


| Posiciones de los máximos de los perfiles $\Sigma Af$<br>para Enero - Febrero |            |            |                 |
|-------------------------------------------------------------------------------|------------|------------|-----------------|
| Filtro V                                                                      |            |            |                 |
| Fecha                                                                         | r (Km)     | U.T. medio | $\Delta t$ (sg) |
| Enero 24                                                                      | 1.1611e+04 | 25.262593  | NaN             |
| Filtro R                                                                      |            |            |                 |
| Fecha                                                                         | r (Km)     | U.T. medio | $\Delta t$ (sg) |
| Enero 24                                                                      | 1.0440e+04 | 25.262593  | NaN             |
| Enero 25                                                                      | 1.6734e+04 | 26.150550  | 76719.5         |
| Febrero 8                                                                     | 1.0198e+05 | 40.255914  | 1218703.5       |
| Febrero 10                                                                    | 1.1186e+05 | 42.275075  | 174455.5        |
| Filtro I                                                                      |            |            |                 |
| Fecha                                                                         | r (Km)     | U.T. medio | $\Delta t$ (sg) |
| Enero 24                                                                      | 1.0580e+04 | 25.2526852 | NaN             |

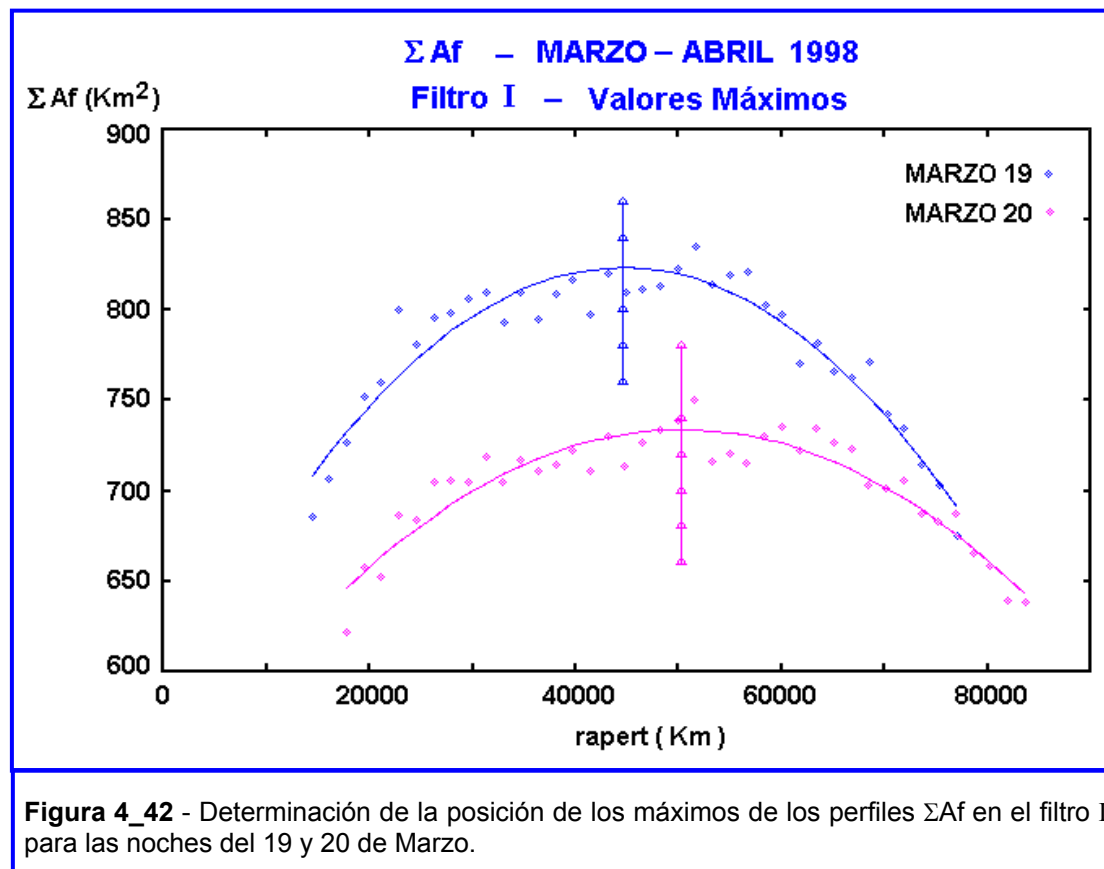
**Tabla 4\_9** – Posiciones de los máximos de los perfiles  $\Sigma Af$  para las observaciones de Enero - Febrero, filtros V R e I. El valor r (Km) corresponde a la determinación del máximo según lo explicado en el texto. El valor U.T. medio corresponde al valor medio de U.T. para todas las imágenes combinadas en esa noche considerando sus tiempos de exposición y  $\Delta t$  (sg) corresponde al intervalo en segundos respecto a la fecha inmediatamente anterior.



**Figura 4\_40** – Determinación de la posición de los máximos de los perfiles  $\Sigma Af$  en el filtro V para las noches del 19, 20 y 31 de Marzo.



**Figura 4\_41** – Determinación de la posición de los máximos de los perfiles  $\Sigma Af$  en el filtro R para las noches del 17, 19, 20, 23, 31 de Marzo y 2 de Abril.



| Posiciones de los máximos de los perfiles $\Sigma Af$<br>para Marzo - Abril |            |            |                 |
|-----------------------------------------------------------------------------|------------|------------|-----------------|
| Fecha                                                                       | r (Km)     | U.T. medio | $\Delta t$ (sg) |
| <b>Filtro V</b>                                                             |            |            |                 |
| Marzo 19                                                                    | 4.2396e+04 | 20.028293  | NaN             |
| Marzo 20                                                                    | 5.0834e+04 | 21.012448  | 85030.99        |
| Marzo 31                                                                    | 1.3135e+05 | 32.038252  | 952629.47       |
| <b>Filtro R</b>                                                             |            |            |                 |
| Marzo 17                                                                    | 3.1438e+04 | 18.148645  | NaN             |
| Marzo 19                                                                    | 4.6012e+04 | 20.184456  | 175894          |
| Marzo 20                                                                    | 5.1072e+04 | 21.090341  | 78268           |
| Marzo 23                                                                    | 6.9256e+04 | 24.165260  | 265673          |
| Marzo 31                                                                    | 1.3122e+05 | 32.141233  | 689124          |
| Abril 2                                                                     | 1.4488e+05 | 33.989624  | 159700          |
| <b>Filtro I</b>                                                             |            |            |                 |
| Marzo 19                                                                    | 4.4568e+04 | 20.164630  | NaN             |
| Marzo 20                                                                    | 5.0321e+04 | 21.098889  | 80719.97        |

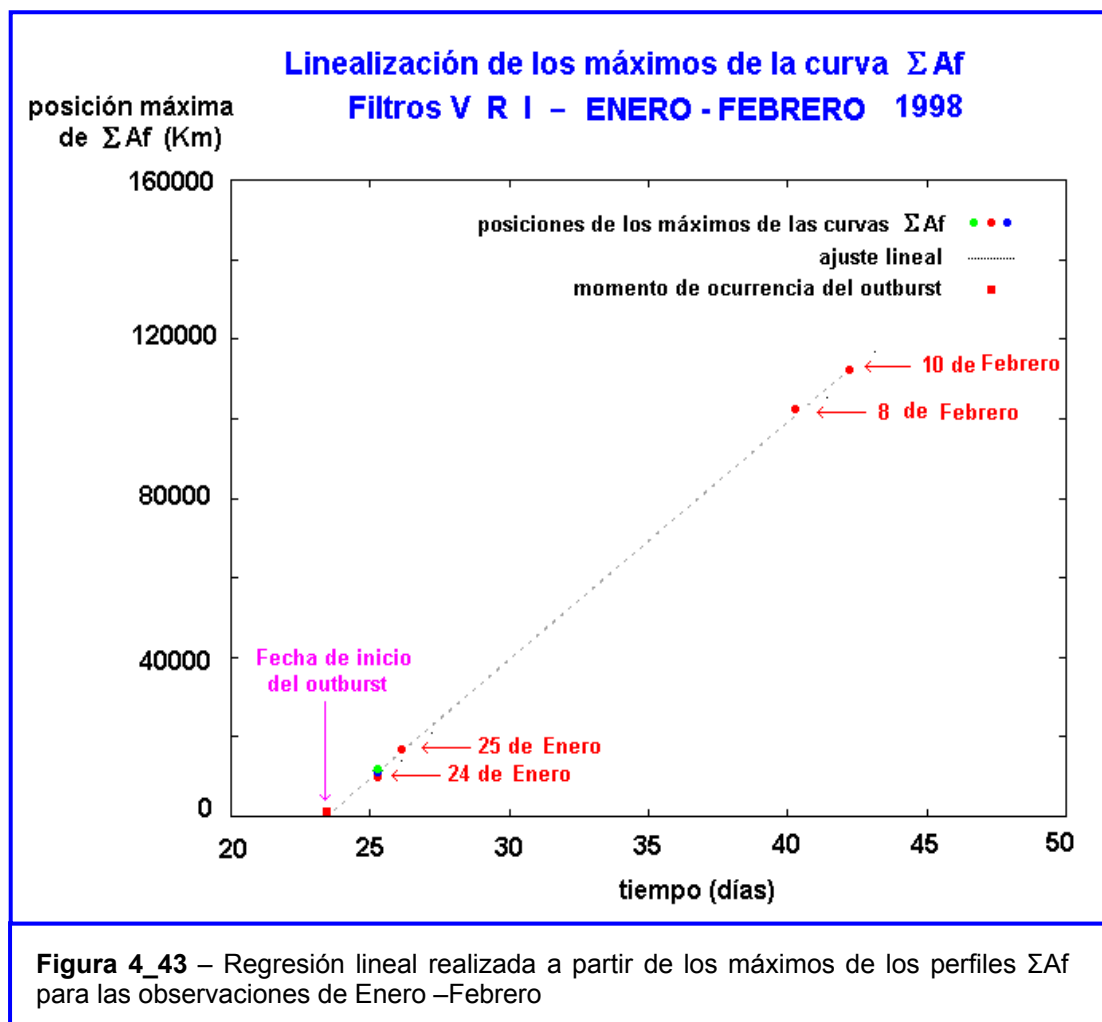
**Tabla 4\_10** – Posiciones de los máximos de los perfiles  $\Sigma Af$  en los filtros V, R e I para las observaciones de Marzo. El valor r (Km) corresponde a la determinación del máximo según lo explicado en el texto. El valor U.T. medio corresponde al valor medio de U.T. para todas las imágenes combinadas en esa noche considerando sus tiempos de exposición y  $\Delta t$  (sg) corresponde al intervalo en segundos respecto a la fecha inmediatamente anterior.

## 4.5 2 – Calculo de la velocidad media del polvo y el momento de la ocurrencia del outburst

En las Figuras 4\_43 y 4\_44 se presenta la posición del máximo de los perfiles  $\Sigma Af$  para cada outburst en función del tiempo. Ajustando los máximos por medio de una regresión lineal se determina la fecha de ocurrencia del outburst y la velocidad media de las partículas eyectadas.

Se ve que los máximos de estos perfiles presentan un desplazamiento respecto a la posición del fotocentro del cometa, como se conoce la posición de estos máximos y el tiempo transcurrido entre los distintos perfiles esto nos permite realizar una regresión lineal a fin de estimar la fecha de ocurrencia del outburst y la velocidad media de las partículas eyectadas.

Primeramente se muestra en la Figura 4\_43 el ajuste realizado para los puntos del outburst de Enero – Febrero.



El ajuste lineal realizado da como resultado:

$$y = 5985 t - 140100$$

con un coeficiente de correlación  $r = 0.99985$

El error en la pendiente es de 2 Km/día y el error en el término independiente es de 0.05 Km.

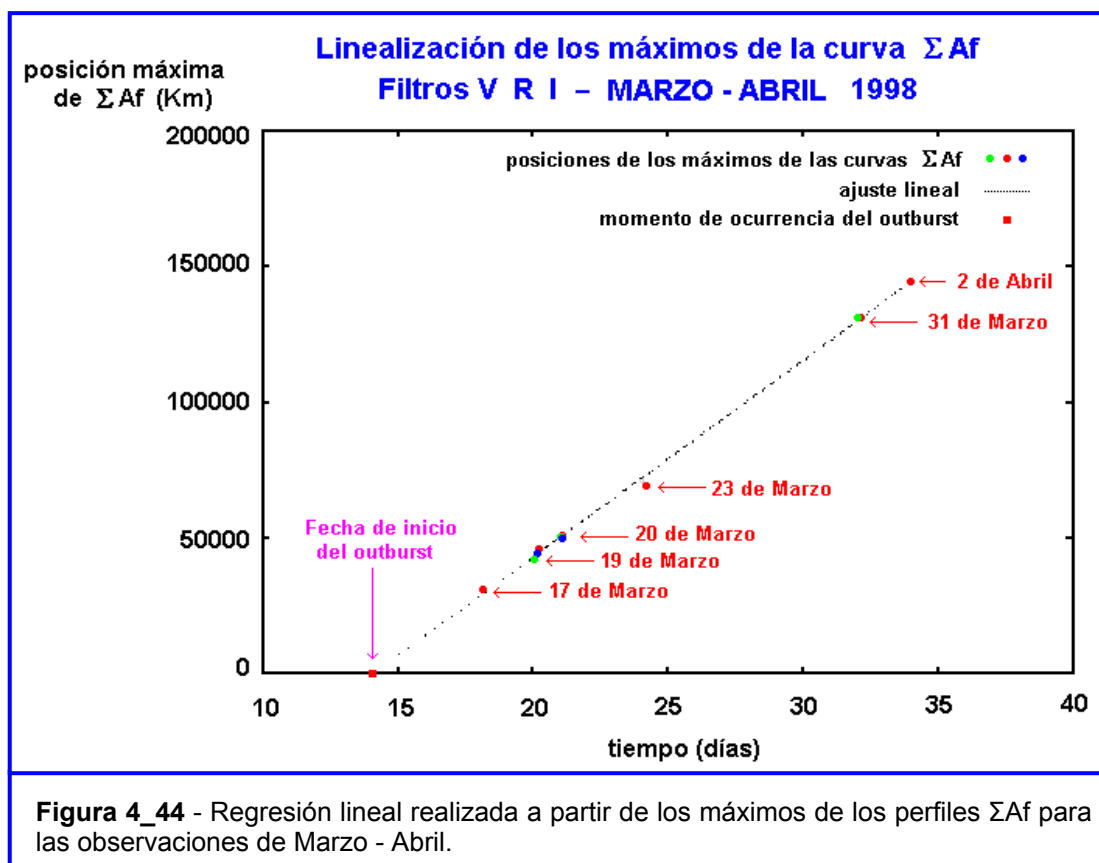
El punto de corte con el eje X representa el instante en que el máximo se encontraba a una distancia cometocéntrica de 0 Km, o sea indica el momento en que se produjo la eyección del outburst. El resultado obtenido para el caso de las observaciones de Enero – Febrero es de  $T_0 = 23.411 \pm 0.006$ .

Este resultado indica que el inicio del outburst correspondería a la fecha del 23 de Enero a las 9 h 52m.

Esto a su vez estaría indicando que las observaciones del outburst en la fecha 24 de Enero distan menos de dos días (1.85 días) de ocurrido el evento.

Como la recta está construida con los valores máximos de  $\Sigma Af$  en función del tiempo, la pendiente de esta recta nos está indicando la velocidad promedio a la que se mueven las partículas (ver Fig 4\_44). Según el resultado obtenido en este caso tenemos que la velocidad media de las partículas es de 0.07 Km/s.

El ajuste lineal para el caso de las observaciones correspondientes al outburst de Marzo – Abril se presenta en la Figura 4\_44.



El ajuste lineal realizado da como resultado la curva:

$$y = 7246 t - 101800$$

el error en la pendiente es de  $0.05 \text{ Km}^2$  y el error en el término independiente es de  $1 \text{ Km}^2/\text{s}$ . El coeficiente de correlación es  $r = 0.99930$ .

El punto de corte con el eje X está dado por  $T_0 = 14.052 \pm 0.003$ , este resultado indica que el inicio del outburst correspondería a la fecha del 14 de Marzo a las 01 h 15m.

Según este resultado tenemos que la velocidad media de las partículas es de  $0.084 \text{ Km/s}$ , algo mayor que la del primer outburst.

Esto a su vez estaría indicando que las observaciones de la fecha 17 de Marzo distan aproximadamente unos 4.10 días del momento de ocurrencia del outburst. Las observaciones del 19 de Marzo distan 6.13 días del momento del outburst, las del 20 de Marzo 7.04 días, las del 23 de Marzo 10.11 días, las del 31 de Marzo 18.1 días y las del 2 de abril 19.9 días. O sea que si bien en este caso no se cuenta con observaciones tan próximas al outburst como en el caso de Enero-Febrero, la cobertura para fechas posteriores es mayor.

Los resultados obtenidos en las Fig. 4\_43 y 4\_44 nos permiten ver que: la velocidad es lineal, no se ven efectos de aceleración por presión de radiación, esto se debe a la geometría del problema, la presión de radiación es casi perpendicular al plano del cielo. Además podemos notar que la velocidad media del outburst de Marzo es mayor que la del outburst de Enero.

Los resultados obtenidos en las Fig. 4\_43 y 4\_44 nos permiten ver que:

(1) la velocidad es lineal, no se ven efectos de aceleración por presión de radiación. Esto se debe a la geometría del problema, donde el cometa está muy alejado respecto de la Tierra y el Sol, lo que hace que la presión de radiación sea casi perpendicular al plano del cielo. Por tanto la aceleración de los granos de polvo proyectada en el plano del cielo es prácticamente cero.

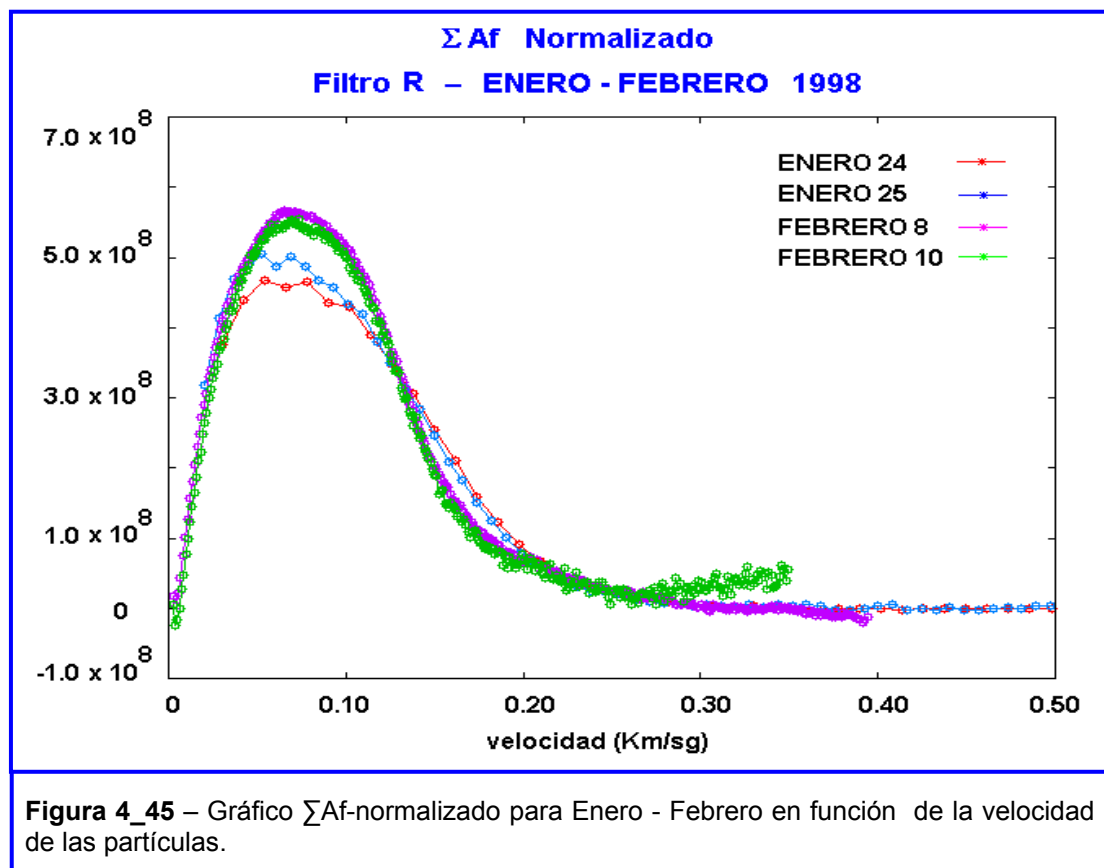
(2) la velocidad media del outburst de Marzo es mayor que la del outburst de Enero.

### 4.5.3 – Curvas de Distribución de Velocidad

A partir del dato obtenido para el momento de ocurrencia del outburst, es posible calcular el tiempo transcurrido entre cada una de las noches de observación y el momento en que se produjo el outburst, esto nos permite construir gráficos “ $\Sigma Af$  normalizados a tiempo cero”, para ello a partir de los gráficos  $\Sigma Af$  vs. distancia, realizamos la siguiente operación: dividimos el eje de las distancias entre los tiempos transcurrido entre cada perfil y el outburst y multiplicamos el eje  $\Sigma Af$  por el mismo valor a fin de mantener constante el área bajo la curva.

Este tipo de grafico nos brindará otra información ya que en este caso tendremos una distribución de la cantidad de polvo en función de la velocidad de las partículas, asumiendo que el outburst ocurre en un tiempo corto, y por lo tanto podemos apreciar gráficamente para que rango de velocidades tenemos el mayor número de partículas y cual es el límite superior de velocidad de las partículas.

En la Figura 4\_45 se muestran los perfiles obtenidos para Enero-Febrero:



Las curvas correspondientes al 8 y 10 de Febrero distan 16.8 y 18.9 días de ocurrido el outburst, además estas observaciones corresponden al telescopio NOT. Lo que se observa en esta curva es que la velocidad para la cual se presenta el máximo de las partículas está en el entorno de 0.07 Km/s lo cual concuerda con la pendiente hallada en la linealización (ver Figura 4\_43).

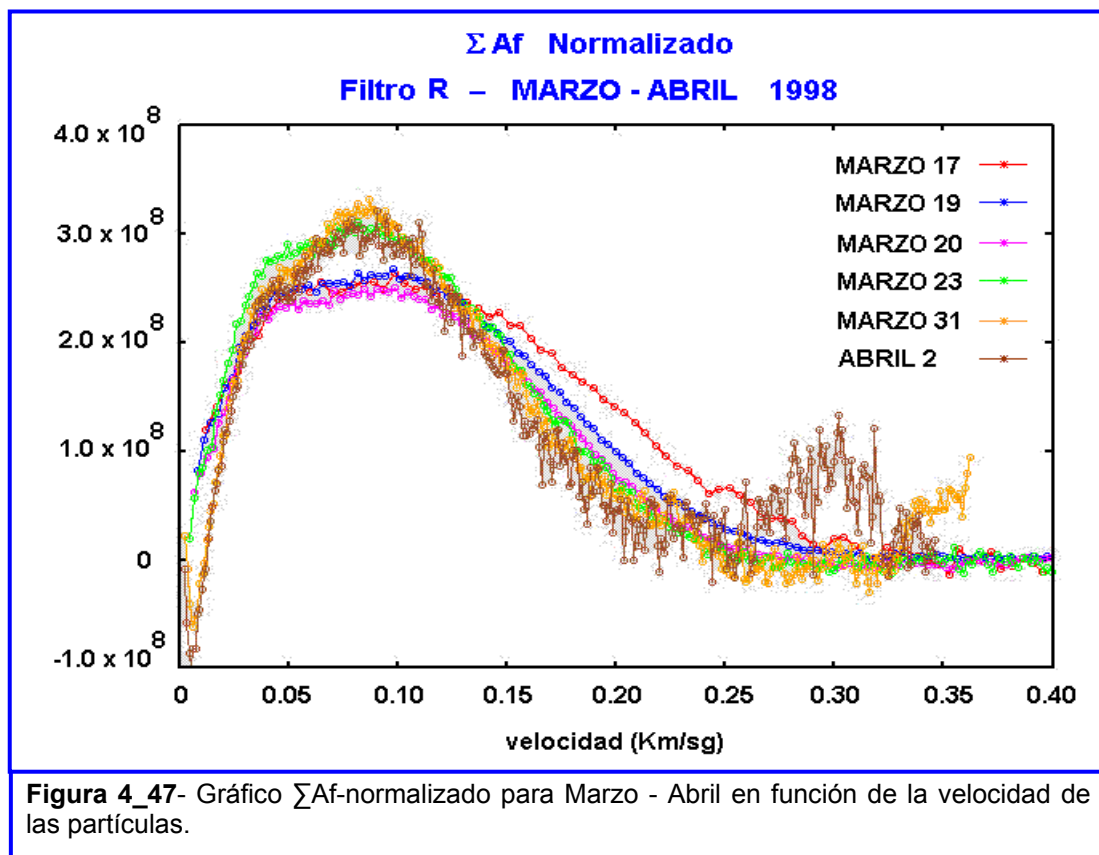
Por otra parte las curvas del 24 y 25 de Enero se encuentran por encima de las del 8 y 10 de Febrero en el entorno de velocidades 0.12 a 0.2 Km/s, o sea que en las fechas del 24 y 25 tenemos mayor abundancia de partículas de mayor velocidad. Para los perfiles del 8 y 10 de Febrero el número de partículas en este rango disminuye pero aumenta el número de partículas en torno a la velocidad media. Esto acepta dos interpretaciones:

(1) al transcurrir de los días cierto número de partículas se van enlenteciendo. De ser esto correcto, la única aceleración posible se debería a la presión de radiación que, como vimos, debería ser casi cero.

(2) una vez que las partículas han sido eyectadas quedan expuestas al flujo solar, si estas partículas estuvieran compuestas parcialmente por hielo, parte de este se sublimaría y habría fragmentación tal como sugiere para SW1 Stansberry (2004). La fragmentación de partículas pequeñas daría lugar a partículas mucho más pequeñas que serían invisibles en el rango de longitudes de onda en el que estamos trabajando, lo que se reflejaría en una bajada del  $\Sigma Af$  en la región de las partículas mas rápidas. Por el contrario, la fragmentación de partículas mas grandes (mas lentas) produciría un incremento de partículas lentas que se reflejaría en un incremento del  $\Sigma Af$  para velocidades menores."

En todos los casos se observa que para valores mayores a 0.3 Km/s el perfil se hace 0 lo cual significa que ya no hay más partículas, o sea que el límite máximo de velocidad de las partículas esta dado por 0.3 Km/s

El perfil  $\Sigma Af$  normalizado para el caso de Marzo – Abril, filtro R, es el siguiente:



Las curvas correspondientes a las fechas 17 de Marzo. 19 de Marzo y 20 de Marzo se superponen perfectamente en la posición máxima, y por otra parte las curvas del 23 y 31 de Marzo y del 2 de abril se superponen entre ellas en la posición del máximo.

La posición del máximo para todas las curvas cae en el valor de velocidad 0.08 Km/s lo cual concuerda con la pendiente calculada anteriormente (ver Figura. 4\_44).

O sea que en el caso de este outburst la velocidad media de eyección de las partículas es ligeramente superior al outburst de Enero-Febrero.

Como en el caso del outburst de Enero, se observa que el perfil correspondiente al 17 de Abril indica un mayor número de partículas en el rango 0.12 a 0.3 Km/s, esto podría corresponder a partículas con mayor velocidad que fueron eyectadas en el momento del outburst, con el correr de los días las curvas, en este rango de velocidades, van descendiendo hasta que coinciden totalmente podríamos decir que a partir del 23 de Marzo. En los casos particulares de los perfiles correspondientes al 31 de Marzo y al 2 de Abril, para grandes distancias cometocéntricas las curvas se vuelven muy ruidosas.

Nuevamente al igual que en el outburst anterior se observa que las curvas correspondientes al 23 y 31 de Marzo y 2 de Abril, son mas altas que el resto para la velocidad correspondiente a la velocidad media, nuevamente esto

estaría indicando que al transcurrir el tiempo la cantidad de partículas con velocidades menores aumenta.

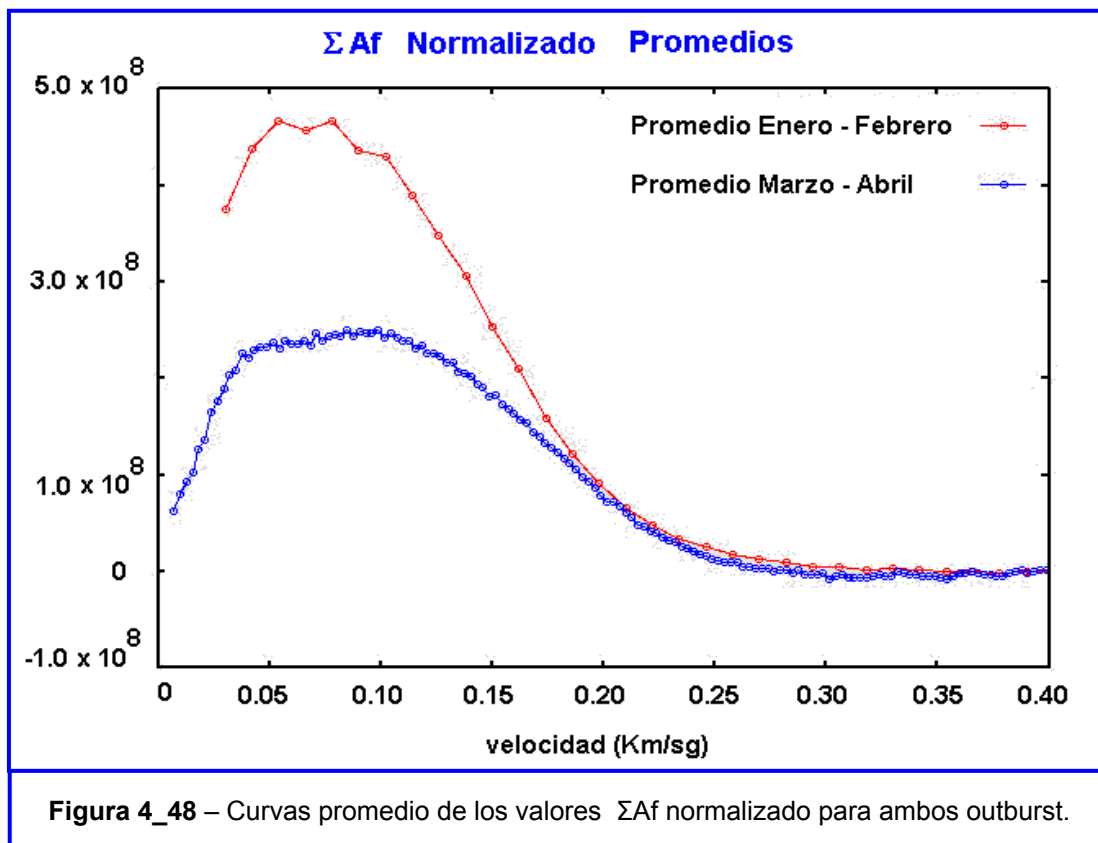
Finalmente al igual que en el outburst de Enero-Febrero vemos que en este caso no existen partículas con velocidades superiores a 0.3 Km/s

Cualitativamente podríamos decir que el área comprendida entre la curva correspondiente al 17 de Marzo y las curvas correspondientes a las otras fechas en el rango de velocidades 0.12 a 0.3 Km/s, no se compensa con el área en que se han incrementado los perfiles del 23 y 31 de Marzo y el del 2 de Abril. Es más este incremento es similar en el caso del outburst de Enero-Febrero y en el de Marzo-Abril.

Las similitudes de la evolución de las curvas de distribución de velocidades del primer y segundo outburst sugieren que la causa de esto, discutida anteriormente, en ambos casos es la misma.

Nuevamente las curvas no coinciden pero podemos estimar un valor máximo promedio que da del orden de  $3.0 \times 10^8 \text{ Km}^2$ , si ahora calculamos el ancho promedio del perfil a un 70% de esa altura máxima obtenemos un valor de 0.12 Km/s.

En la Fig. 4\_48 se comparan las curvas de velocidad del polvo eyectado en el primer y segundo outburst. Comparando ambos perfiles  $\Sigma Af$  normalizado, se realizó a modo representativo un promedio de las curvas correspondientes al 24 y 25 de Enero y al 19 y 20 de Marzo. Las curvas promedio obtenidas se muestran en la Figura 4\_48.



Comparando la altura de ambos perfiles vemos que la cantidad de partículas eyectadas en el outburst de Enero-Febrero es mayor que en el caso de Marzo-Abril.

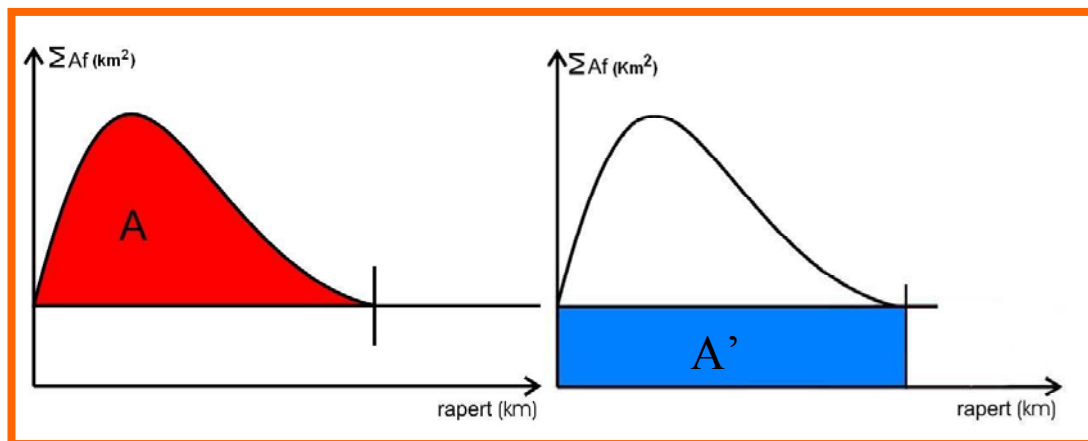
El perfil de Enero-Febrero es más estrecho que el de Marzo-Abril y ello nos estaría dando una indicación sobre la duración del evento, aparentemente el evento de Marzo-Abril fue de mayor duración ya que el pico de la curva es mucho más ancho.

En resumen podríamos decir que si bien la velocidad media de eyección en el outburst de Marzo-Abril es mayor que en el caso del outburst de Enero-Febrero, la cantidad de partículas eyectadas en el outburst de Enero-Febrero es mucho mayor que en el caso de Marzo-Abril y además el fenómeno de Enero-Febrero parece haber sido de más corta duración que el de Marzo-Abril.

## 4.6 – Determinación de la cantidad relativa de polvo emitida durante el outburst

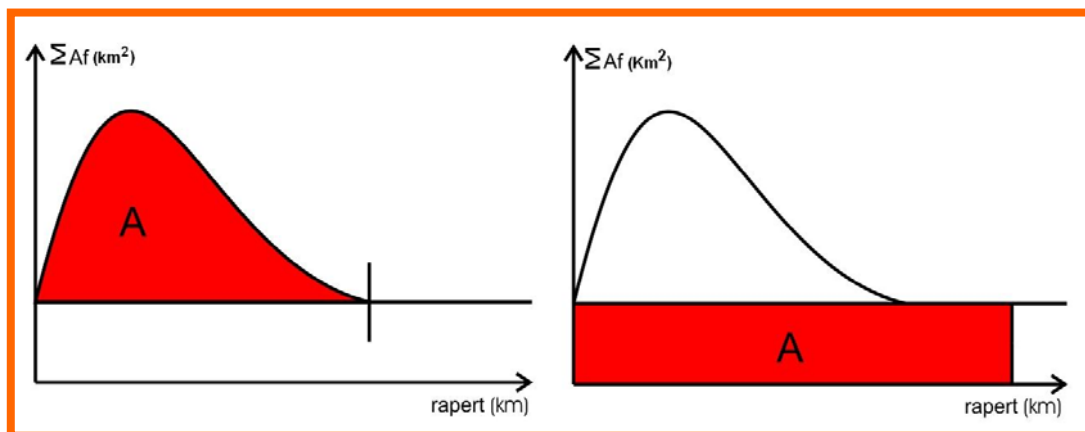
La cantidad de polvo emitida durante el outburst puede relacionarse con la cantidad de polvo que emite el cometa en su estado quiescente, comparando las áreas bajo de los perfiles  $\Sigma Af$ , Figura 4\_49

Como estos perfiles representan la cantidad de polvo en anillos en torno al fotocentro del cometa, la integral comprendida entre el perfil  $\Sigma Af$  y el nivel correspondiente al estado quiescente dará una medida relativa de la cantidad de polvo emitida. En el caso de éste trabajo estos cálculos sólo se realizan para el caso del filtro R.



**Figura 4\_49** – Esquematización de la relación de polvo emitida durante el outburst en relación con la cantidad de polvo presente durante el estado quiescente.

Para el cálculo de éstas integrales se utilizó el método de aproximación por áreas de base por altura, el inconveniente de este método es que el paso de integración varía de una noche a otra ya que todas equivalen a 1 píxel y el valor en Km del píxel varía con la posición del cometa.

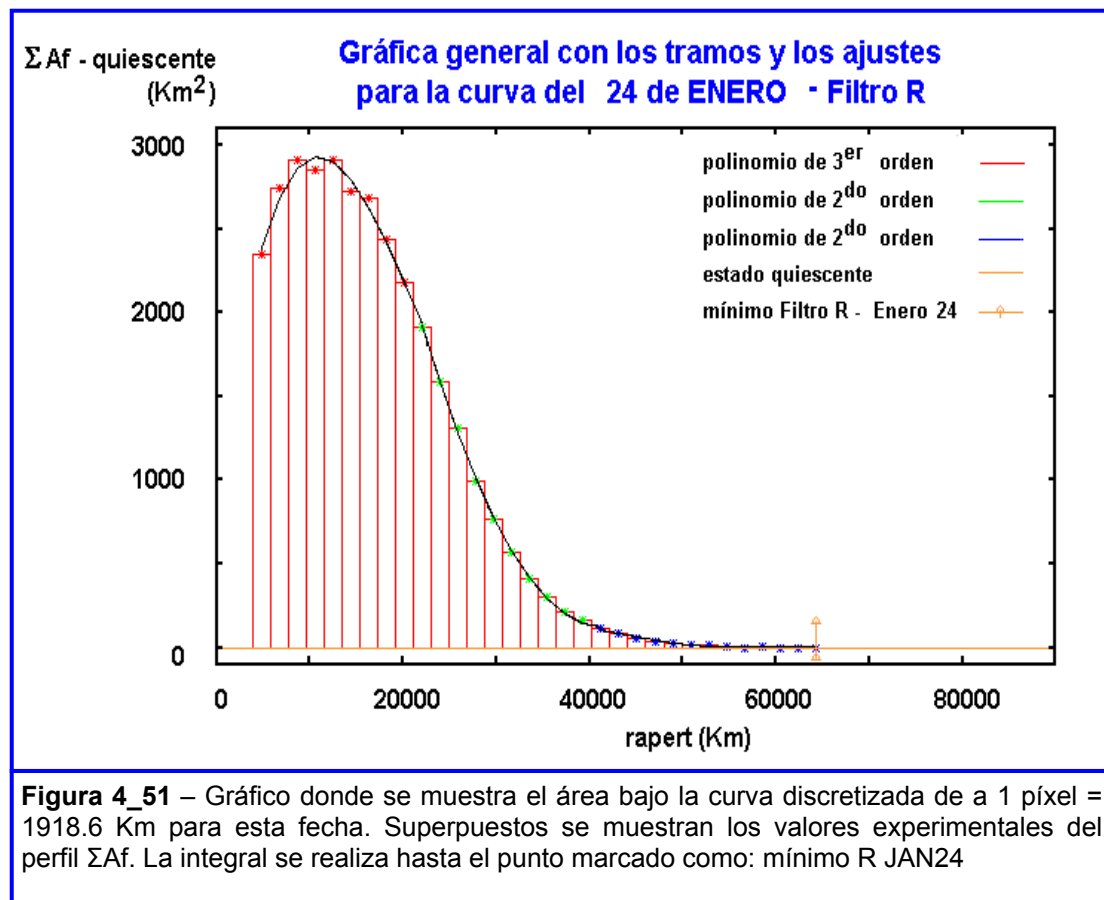


**Figura 4\_50** - Cálculo de la cantidad relativa de polvo emitida durante el outburst en relación con el tiempo necesario para emitir esa misma cantidad de polvo en el estado quiescente.

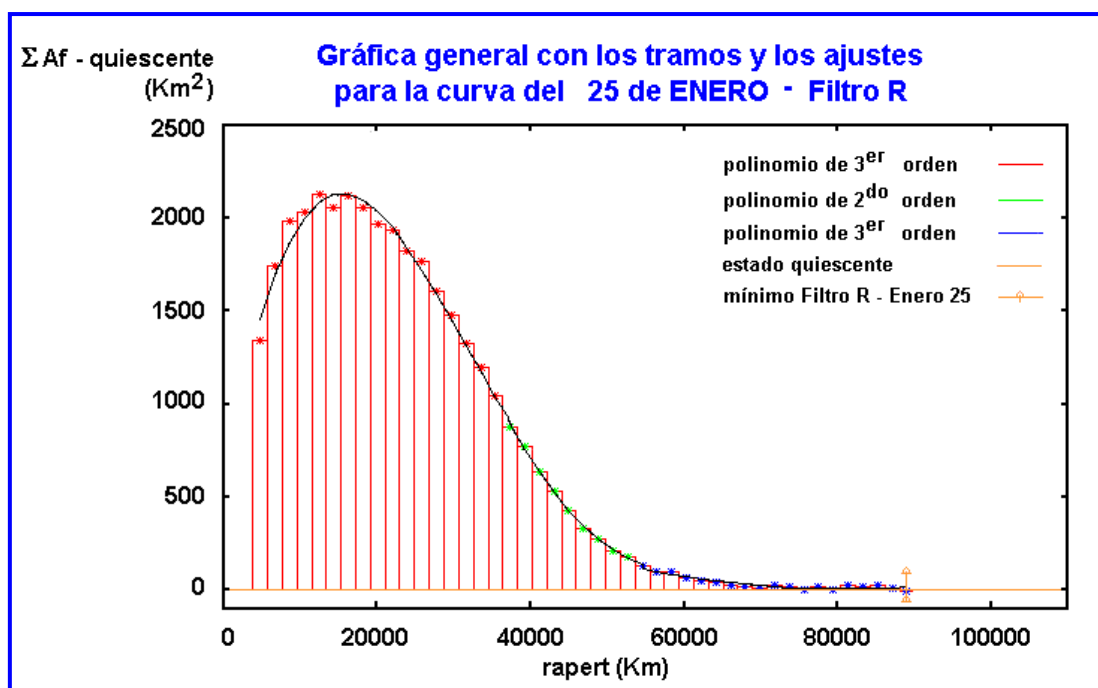
Por otra parte a partir de los valores obtenidos para los valores de velocidad media es posible estimar en unidades de tiempo cuál fue la cantidad de polvo emitida con relación a lo que es la producción de polvo en el estado quiescente. Para ello se busca el valor del área equivalente para el estado quiescente y se calcula el tiempo necesario para producir dicha cantidad de polvo, según se esquematiza en la Figura 4\_50

## Enero – Febrero

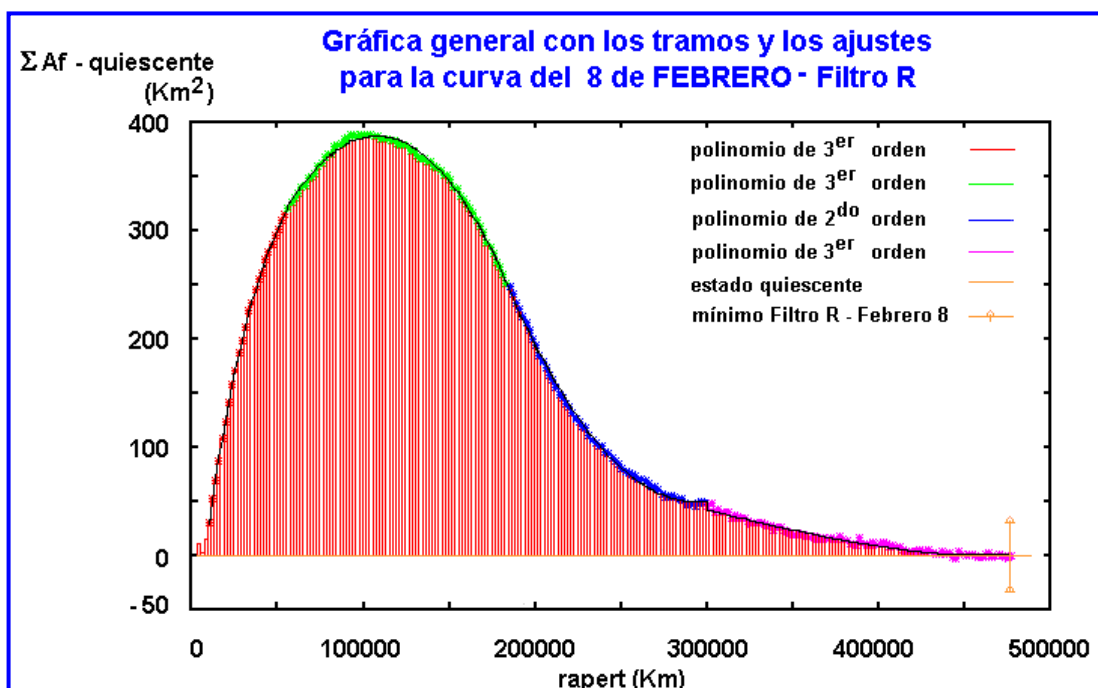
En la figura 4\_51 se muestra la integral correspondiente al 24 de Enero.



En la figura 4\_52 se muestra la integral correspondiente al 25 de Enero y en la 4\_53 la del 8 de Febrero. Nótese la diferencia en el paso de integración entre estos dos casos.

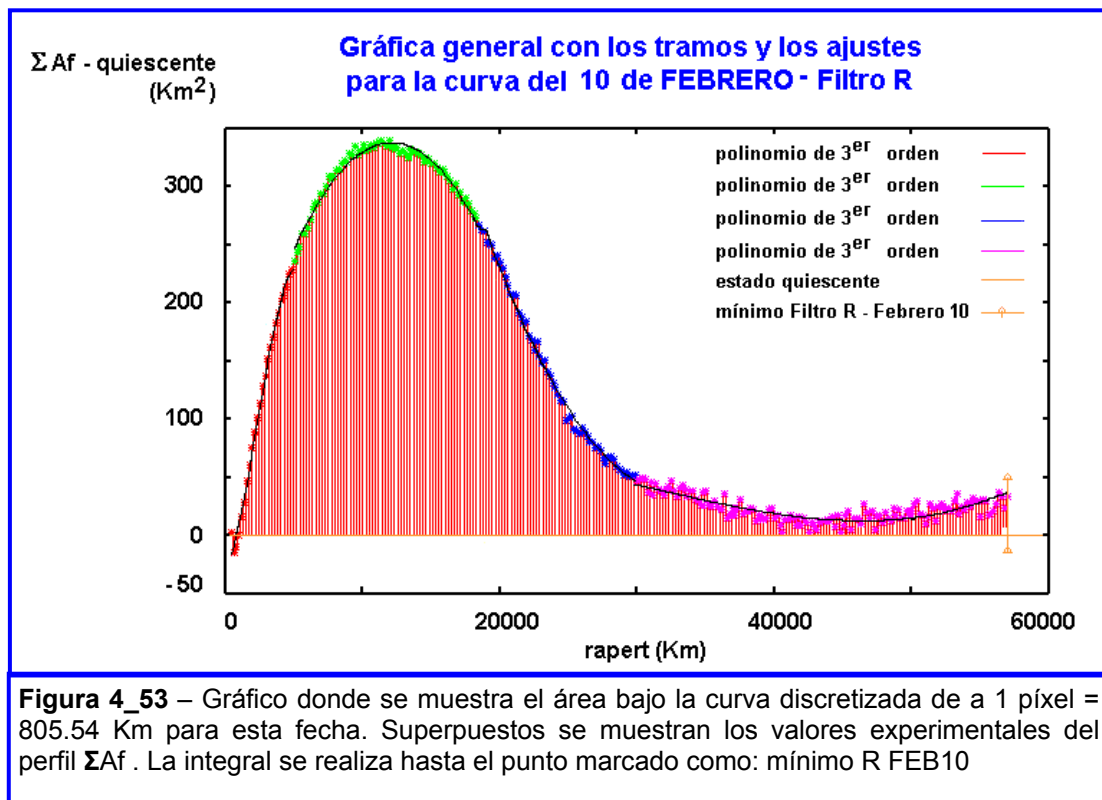


**Figura 4\_52** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1913.9 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R JAN25



**Figura 4\_53** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 809.83 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R FEB8

En la Fig 4\_53 se muestra la integral correspondiente al 25 de Enero



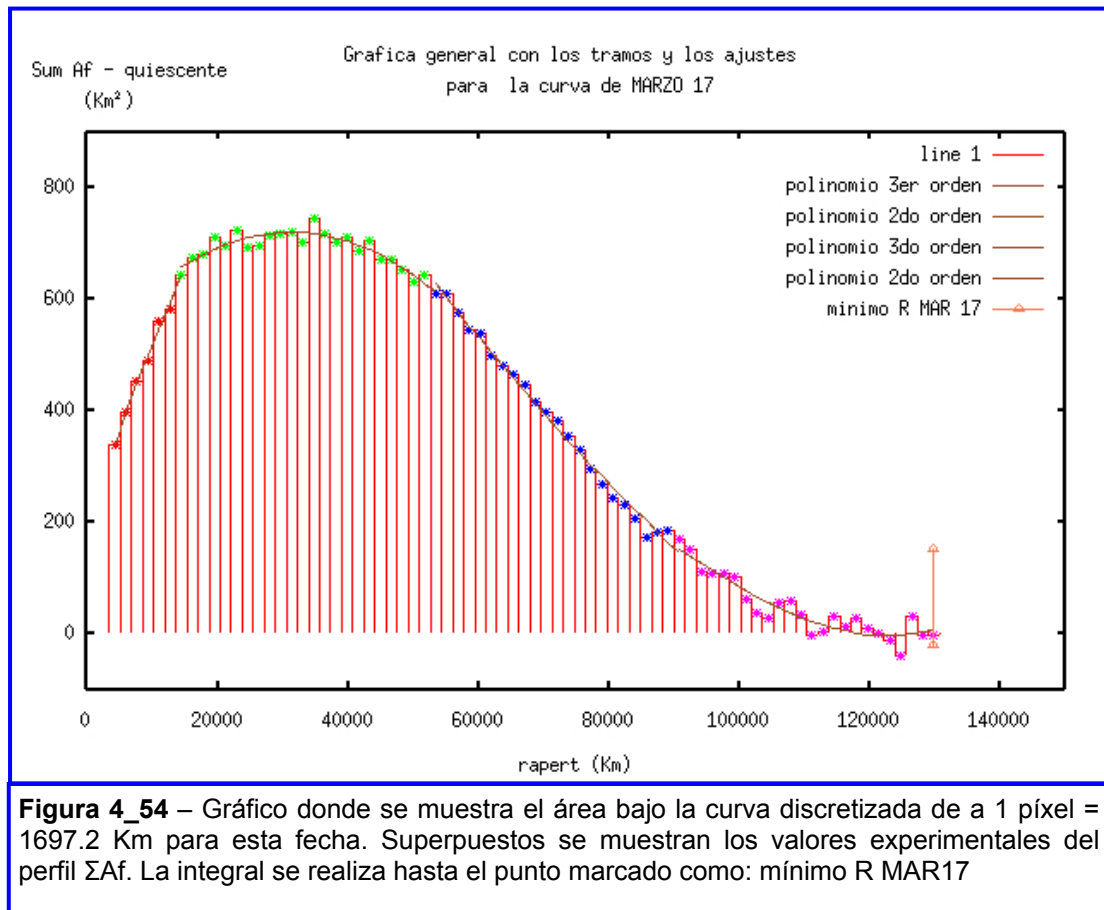
En la tabla 4\_11 se muestran los resultados de las integrales para este outburst.

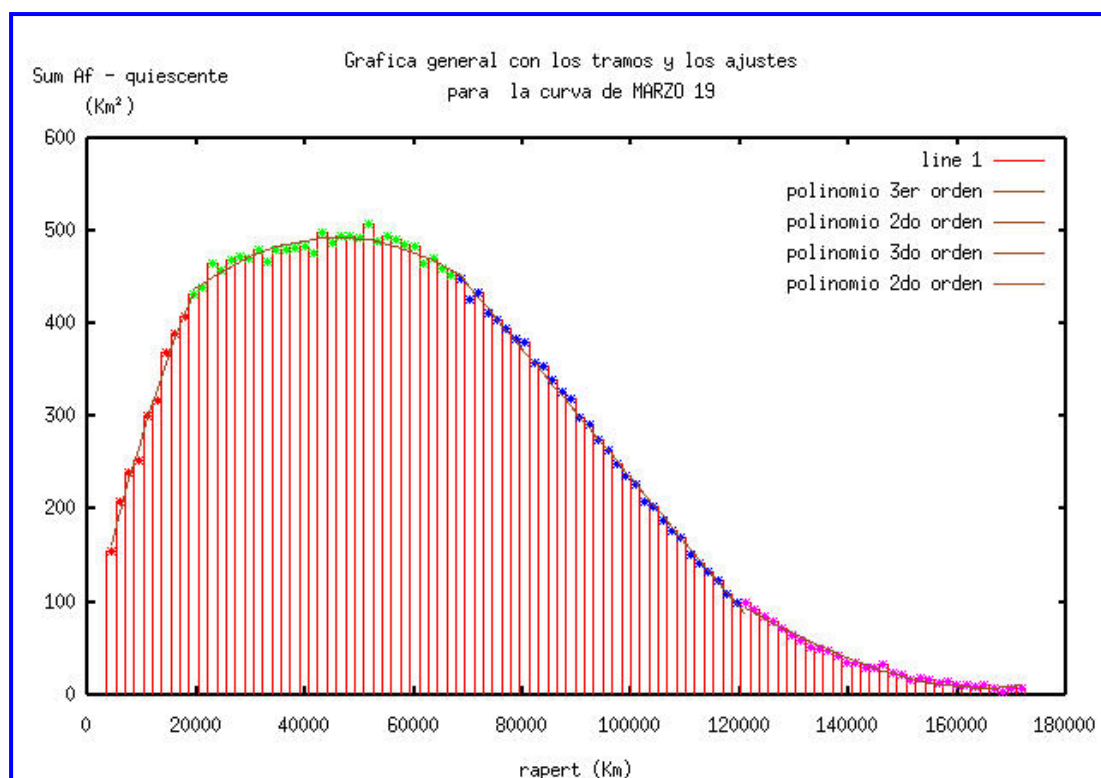
| Cálculo de la cantidad de polvo emitida Enero- Febrero |                   |                     |
|--------------------------------------------------------|-------------------|---------------------|
|                                                        | Integral          | Equivalente en días |
| 24 Enero                                               | 6.2129e+07        | 51.570              |
| 25 Enero                                               | 6.6159e+07        | 63.568              |
| 8 Febrero                                              | 7.0114e+07        | 67.367              |
| 10 Febrero                                             | 6.9174e+07        | 66.465              |
| <b>Promedio</b>                                        | $6.7 \times 10^7$ | 62                  |
| <b>Desviación Estándar</b>                             | $0.4 \times 10^7$ | 7                   |

**Tabla 4\_11** – Resumen de los valores de las integrales y del calculo del equivalente en días de la cantidad de polvo emitida en el outburst en relación con el estado quiescente.

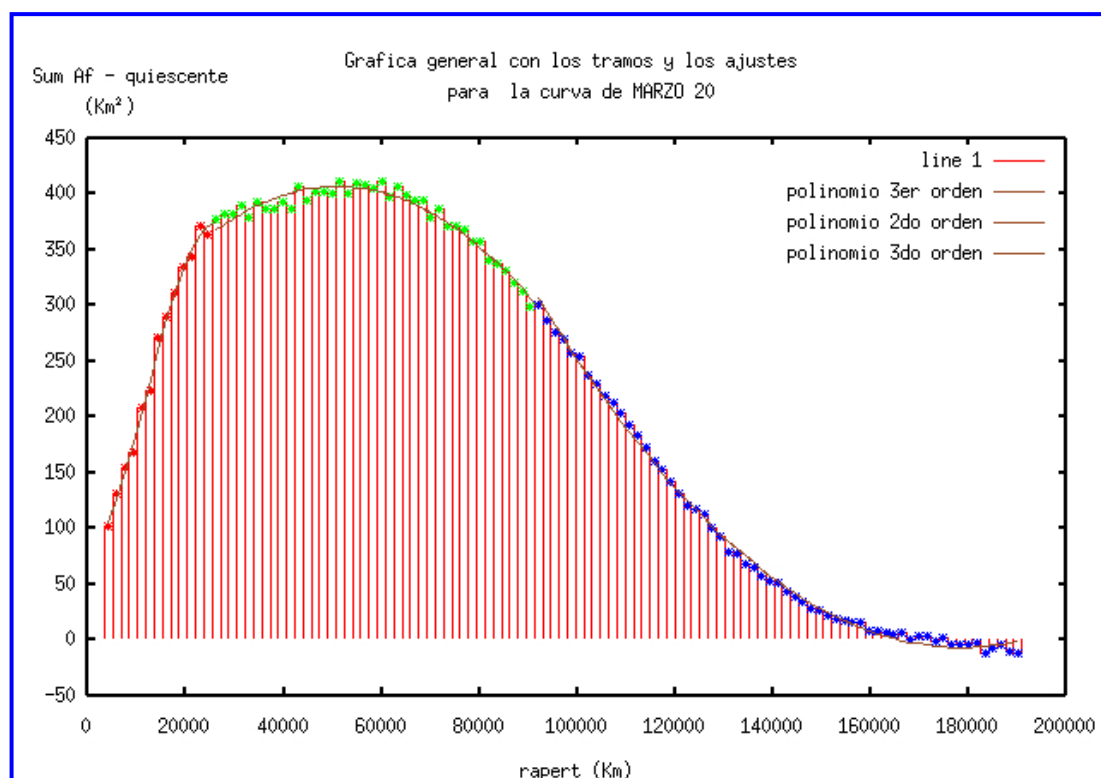
## Marzo – Abril

En las figuras 4\_54 y 4\_55 se observan las integrales correspondientes al 17 y 19 de Marzo.

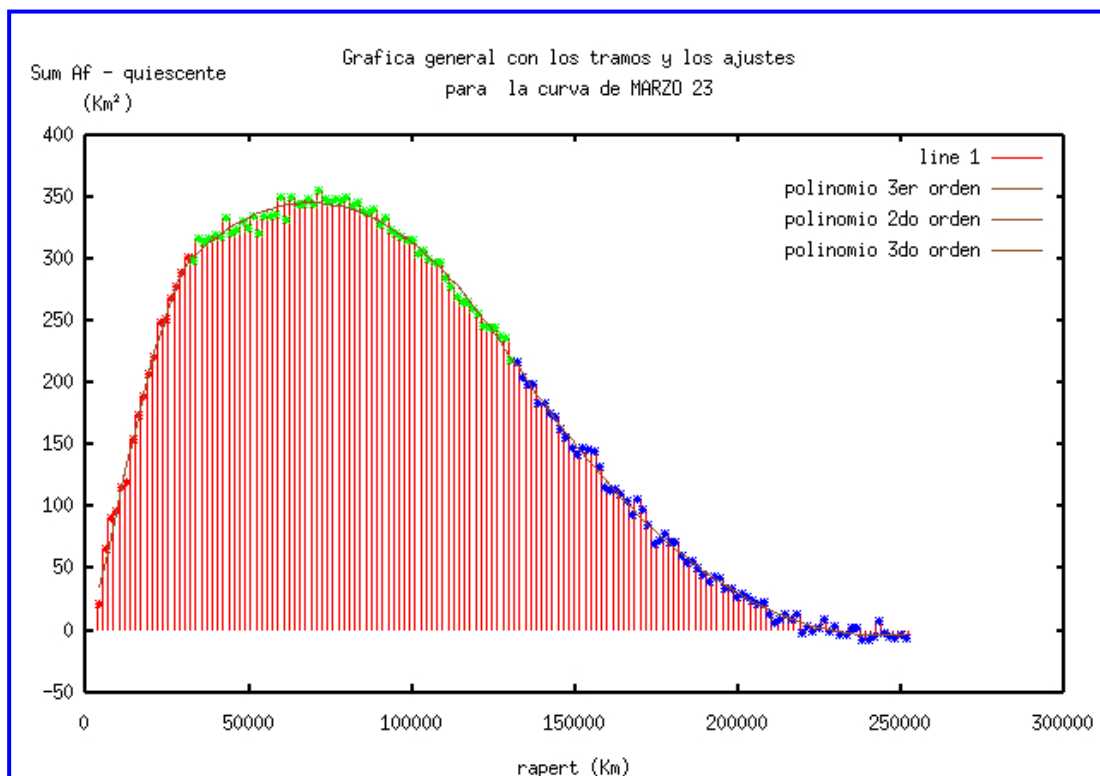




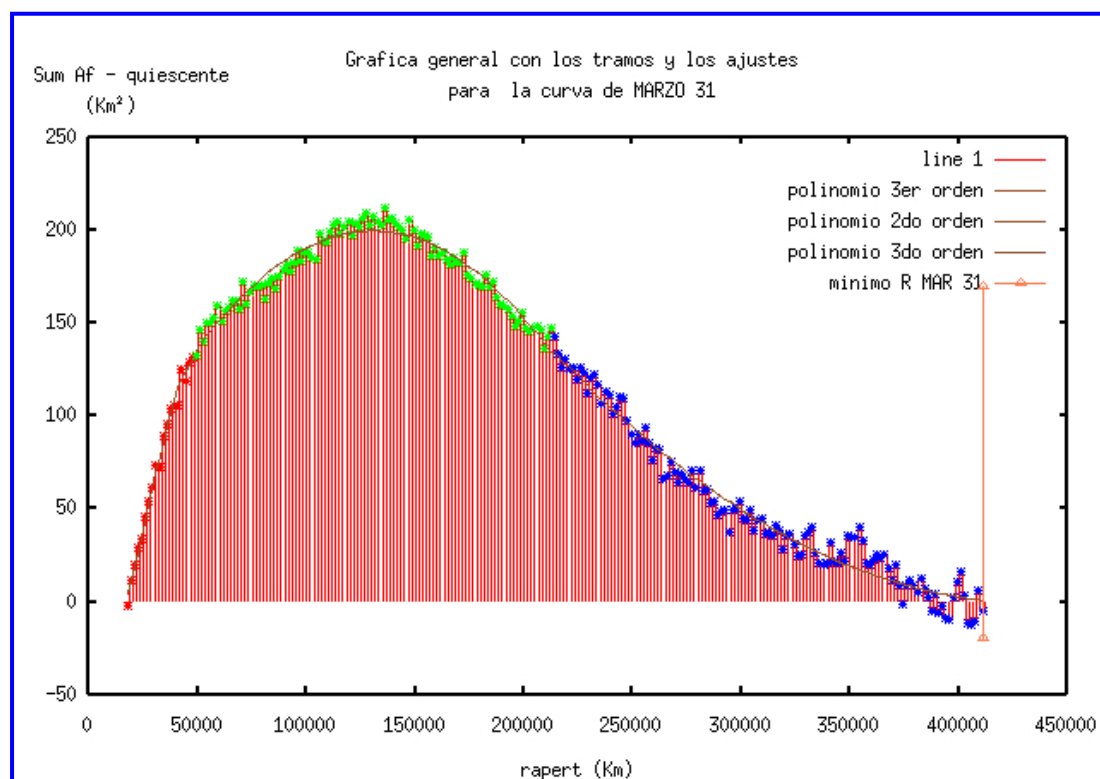
**Figura 4\_55** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1692.5 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R MAR19



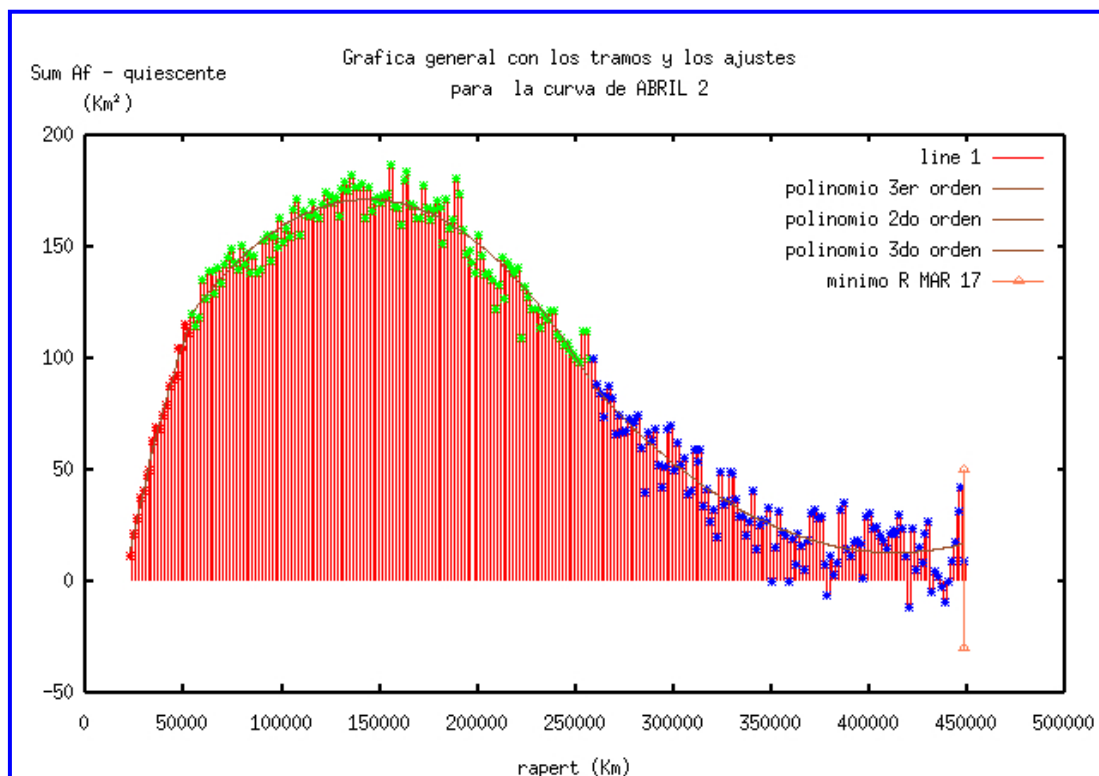
**Figura 4\_56** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1689.3 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R JMAR20



**Figura 4\_57** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1682.1 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R MAR23



**Figura 4\_58** – Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1666.6 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R MAR31



**Figura 4\_59**– Gráfico donde se muestra el área bajo la curva discretizada de a 1 píxel = 1666.8 Km para esta fecha. Superpuestos se muestran los valores experimentales del perfil  $\Sigma Af$ . La integral se realiza hasta el punto marcado como: mínimo R JAN25

En la tabla 4\_12 se muestran los resultados obtenidos para las integrales.

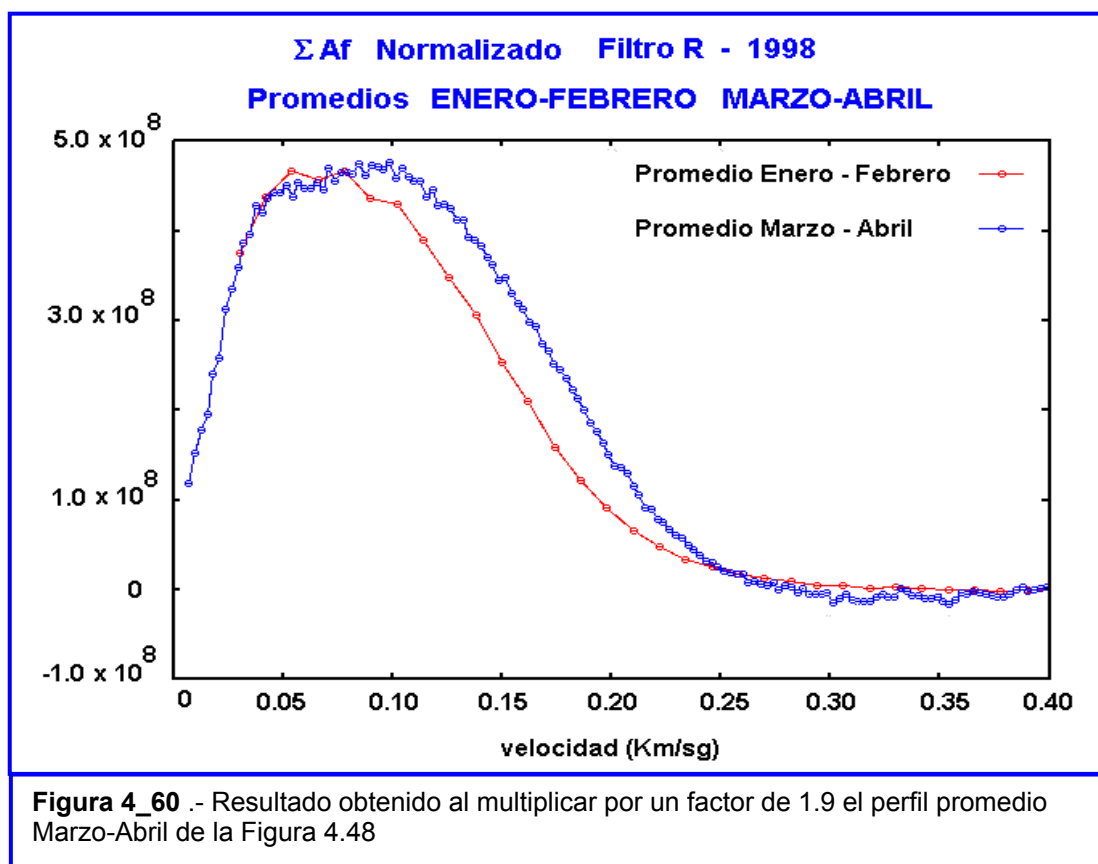
| Cálculo de la cantidad de polvo emitida Marzo -Abril |                      |                     |
|------------------------------------------------------|----------------------|---------------------|
|                                                      | Integral             | Equivalente en días |
| 17 Marzo                                             | 4.8023e+07           | 33.228              |
| 19 Marzo                                             | 4.4078e+07           | 30.498              |
| 20 Marzo                                             | 3.9236e+07           | 27.148              |
| 23 Marzo                                             | 4.4155e+07           | 30.551              |
| 31 Marzo                                             | 4.1521e+07           | 28.729              |
| 2 Abril                                              | 3.8941e+07           | 26.944              |
| <b>Promedio</b>                                      | $4.2659 \times 10^7$ | 29                  |
| <b>Desviación Estándar</b>                           | $0.3 \times 10^7$    | 2                   |

**Tabla 4\_12** – Resumen de los valores de las integrales determinados por ambos métodos y del calculo del equivalente en días de la cantidad de polvo emitida en el outburst en relación con el estado quiescente.

Comparando las tablas 4\_10 y 4\_11 vemos que la cantidad de polvo emitida en el outburst de Enero-Febrero es un poco más del doble de la emitida en el outburst de Marzo-Abril.

El hecho de que las áreas estén indicando un mayor número de partículas eyectadas durante el outburst de Enero-Febrero coincide con lo calculado en la sección 4.5. La cantidad de polvo emitida en relación al quiescente en el outburst de Enero-Febrero corresponde a 62 días y en el outburst de Marzo-Abril corresponde a 29 días. Si bien en el caso de Marzo la eyección parece haber sido más violenta en cuanto a la velocidad de las partículas se refiere, un factor 2.5 mayor en la velocidad media de eyección en el caso de Marzo-Abril; considerando el número total de partículas en la eyección de Enero-Febrero representa un factor 2.14 veces mayor que en la eyección de Marzo-Abril.

Por otra parte la variación de magnitud respecto al quiescente parece ser mayor en el caso del outburst de Marzo-Abril que en el caso del outburst de Enero-Febrero.



A partir de la Fig 4\_60 se comprueba que existe un factor de 2 entre la emisión del outburst de Enero respecto al de Marzo. Por otra parte el pico superior en la curva de Enero es mas estrecho que en el caso de Marzo, eso podría estar indicando que el evento de Marzo fue de más larga duración que el de Enero. Otras posibles explicaciones se discutirán en el capítulo final.

### 5.1 – Perfiles de $A_f$ y $\sum A_f$ en distintos filtros, pendiente espectral $S'$ y el color del polvo.

En este capítulo se estudia el color del polvo de la coma cometaria utilizando las imágenes obtenidas en diferentes filtros. Este sólo se puede hacer en aquellas noches fotométricas en las que hay imágenes en V, R, I o al menos en dos de estos filtros.

El color se puede medir o utilizando los índices de color V-R, R-I, o utilizando el parámetro conocido como pendiente espectral ( $S'$ ).  $S'$  es un parámetro ampliamente utilizado en espectroscopía y es la pendiente de la reflectancia espectral del objeto relativa a la del Sol normalizada a cierta longitud de onda. Esta se determina dividiendo el espectro del objeto por el de una estrella análoga solar (obtenida en similares condiciones inmediatamente antes o después del objeto) y normalizando el resultado a una determinada longitud de onda. Lo que se obtiene es la fracción relativa de luz solar reflejada a cada longitud de onda.

Cuando se utilizan filtros lo que tenemos es el flujo reflejado en un rango de longitudes de onda limitados por el filtro. Si consideramos la longitud de onda central de los filtros, podemos considerar que es el flujo obtenido en esa longitud de onda central. Si  $F_V$ ,  $F_R$  y  $F_I$  son los flujos obtenidos para las longitudes de onda centrales de los filtros V, R, I (5.440, 6.410 y 8100Å respectivamente),  $S'$  se calcula como:

$$S'(V-R) = ((F_{Rc}/F_{Rs}) - (F_{Vc}/F_{Vs})) / (F_{Rc}/F_{Rs}) / (6.41 - 5.44) \quad (5\_1)$$

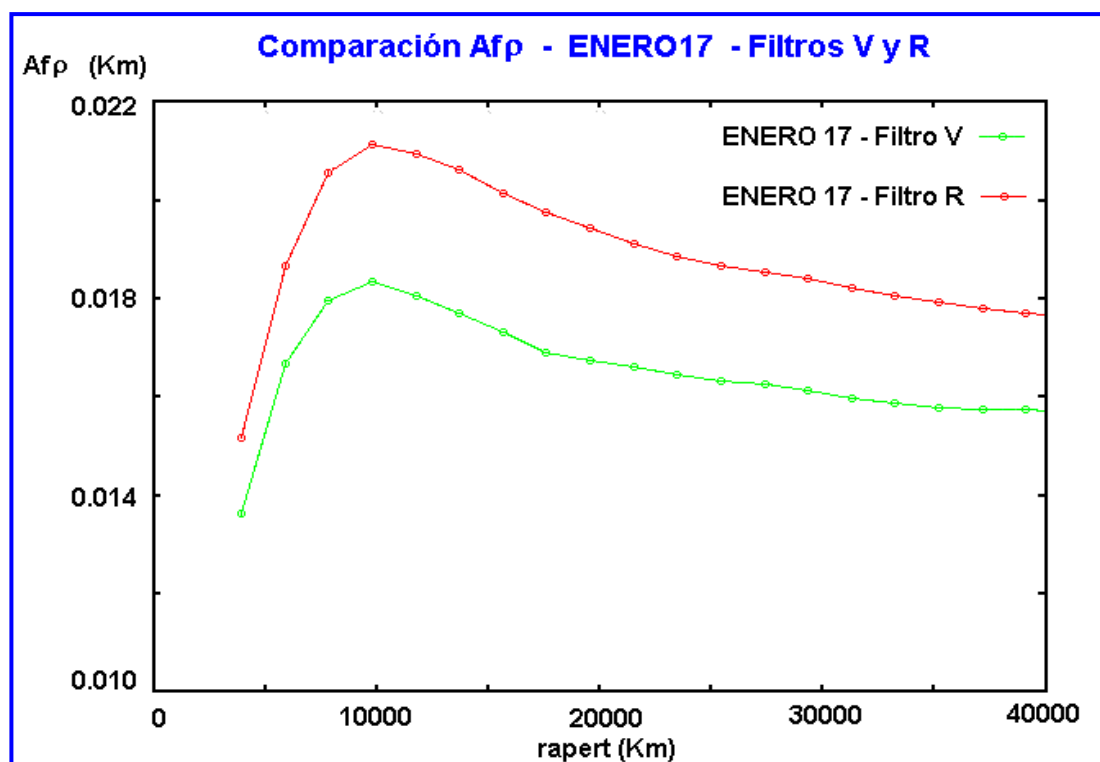
$$S'(R-I) = ((F_{Ic}/F_{Is}) - (F_{Rc}/F_{Rs})) / (F_{Rc}/F_{Rs}) / (8.1 - 6.41) \quad (5\_2)$$

Donde  $F_{Rc}$  y  $F_{Rs}$  son el flujo en R del cometa y del Sol respectivamente.  $S'$  se expresa en unidades de  $\%/1000\text{\AA}$ .  $S'=0$  indica un objeto de color neutro,  $S'>0$  es un objeto enrojecido, mientras que  $S'<0$  es indicador de un objeto de color azulado. En el caso del polvo los colores se asocian al tamaño de las partículas más que a la composición de las mismas. El scattering múltiple de la luz solar en partículas de diferentes tamaños, pero igual composición, resulta en colores diferentes, cuanto mayores las partículas el color de la coma será más rojo.

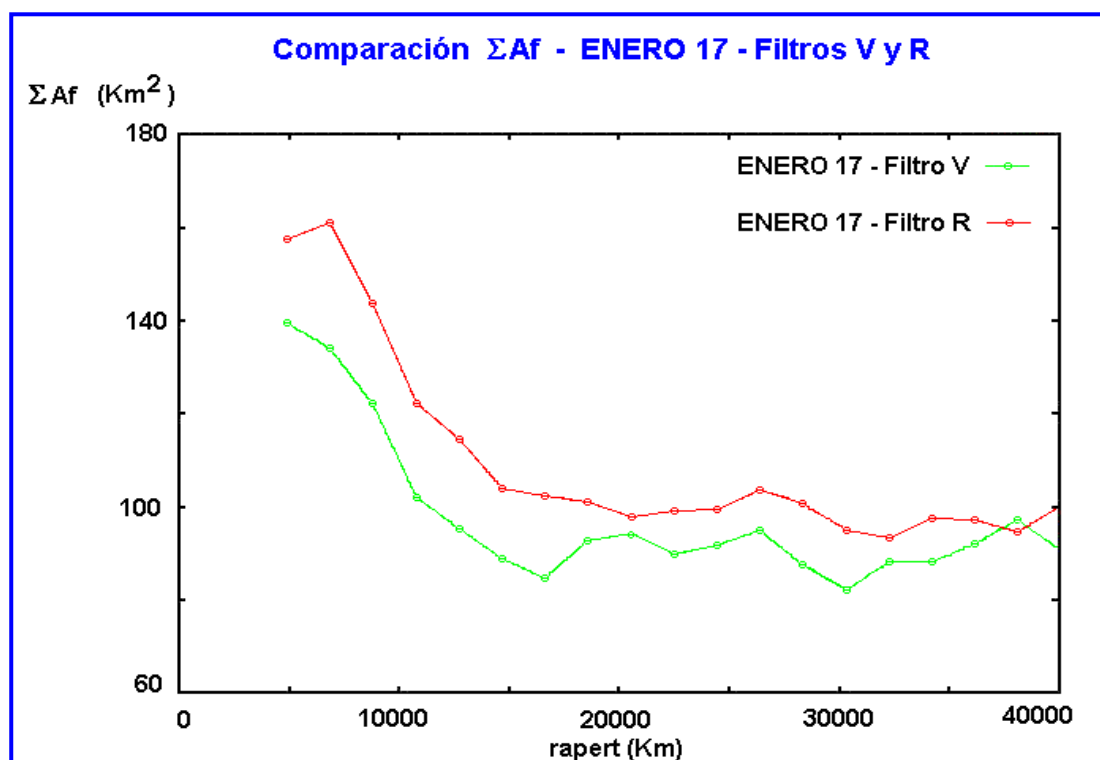
Utilizando los perfiles de  $\sum A_f$  y considerando la ec. 4\_6 podemos calcular los perfiles de  $S'$  con la distancia cometocéntrica como

$$S'(V-R) = (\sum A_f(R) - \sum A_f(V)) / \sum A_f(R) / (6.4 - 5.5) \quad (5\_3)$$

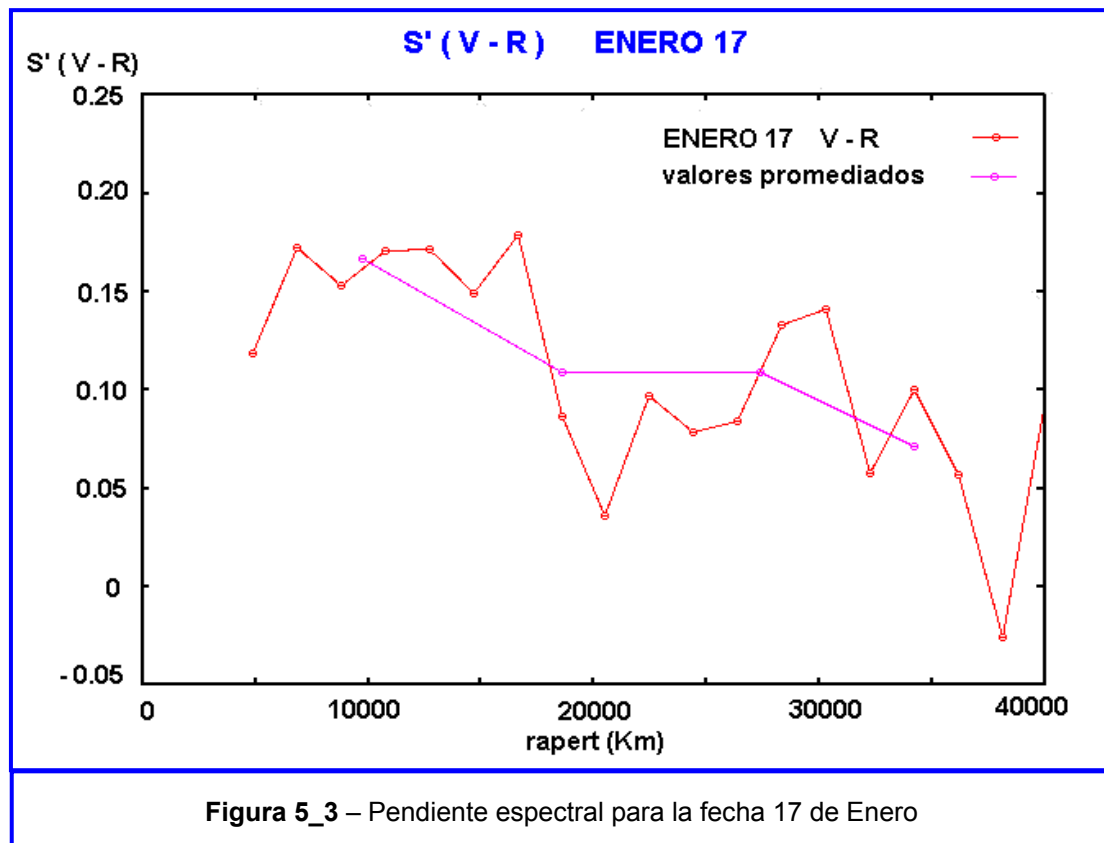
$$S'(R-I) = (\sum A_f(I) - \sum A_f(R)) / \sum A_f(R) / (8.1 - 6.4) \quad (5\_4)$$



**Figura 5 1** – Perfiles  $A_{fp}$  en los filtros V y R para la noche del 17 de Enero.



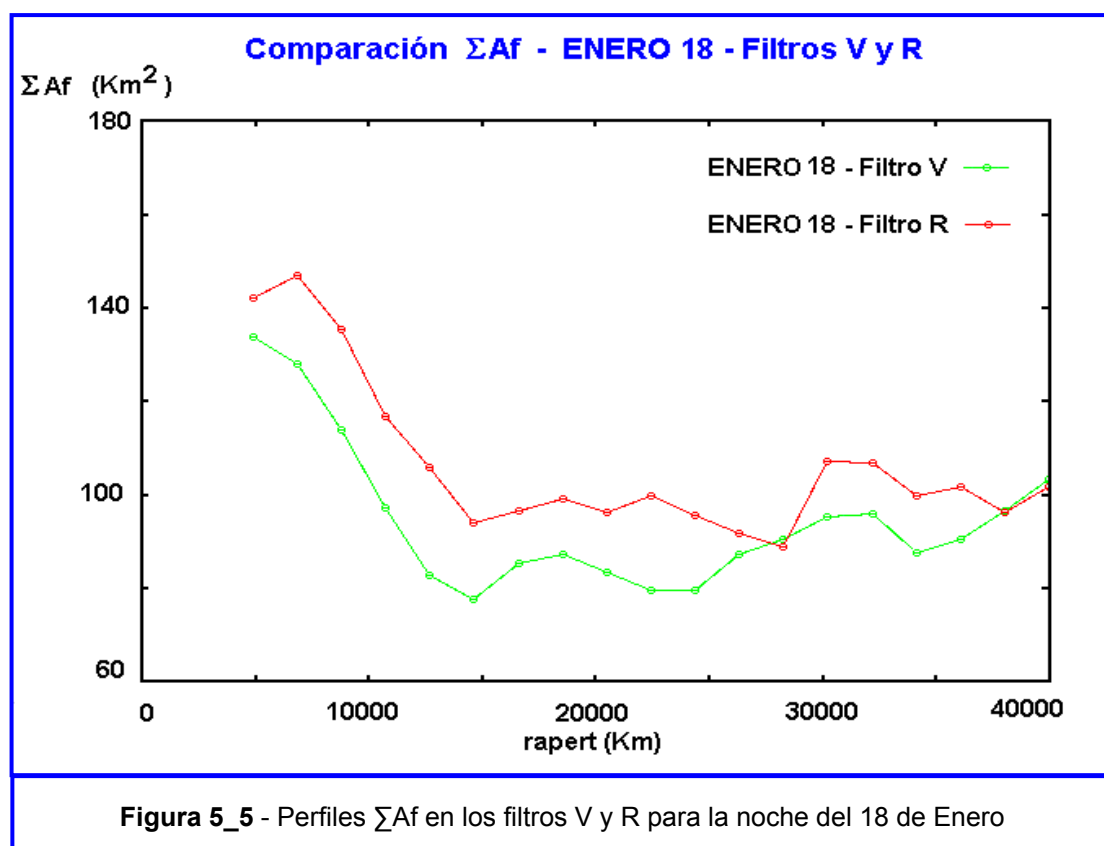
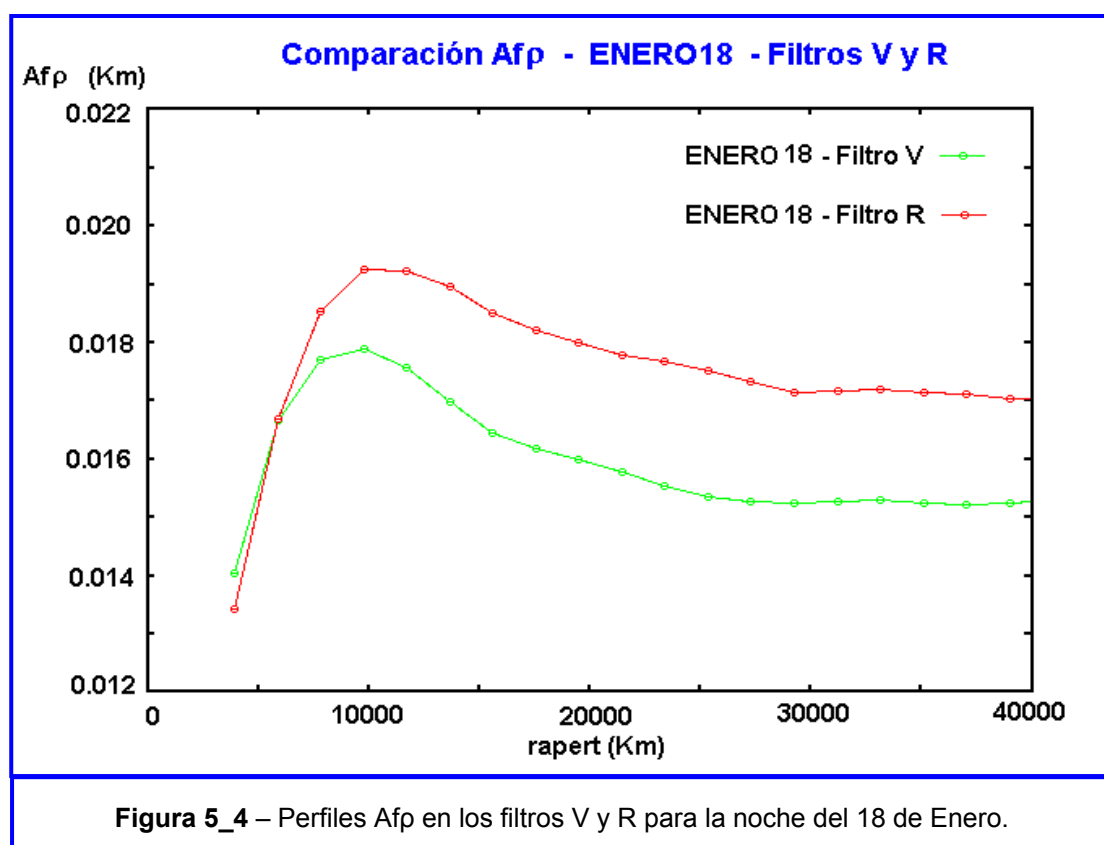
**Figura 5\_2** - Perfiles  $\Sigma A_f$  en los filtros V y R para la noche del 17 de Enero

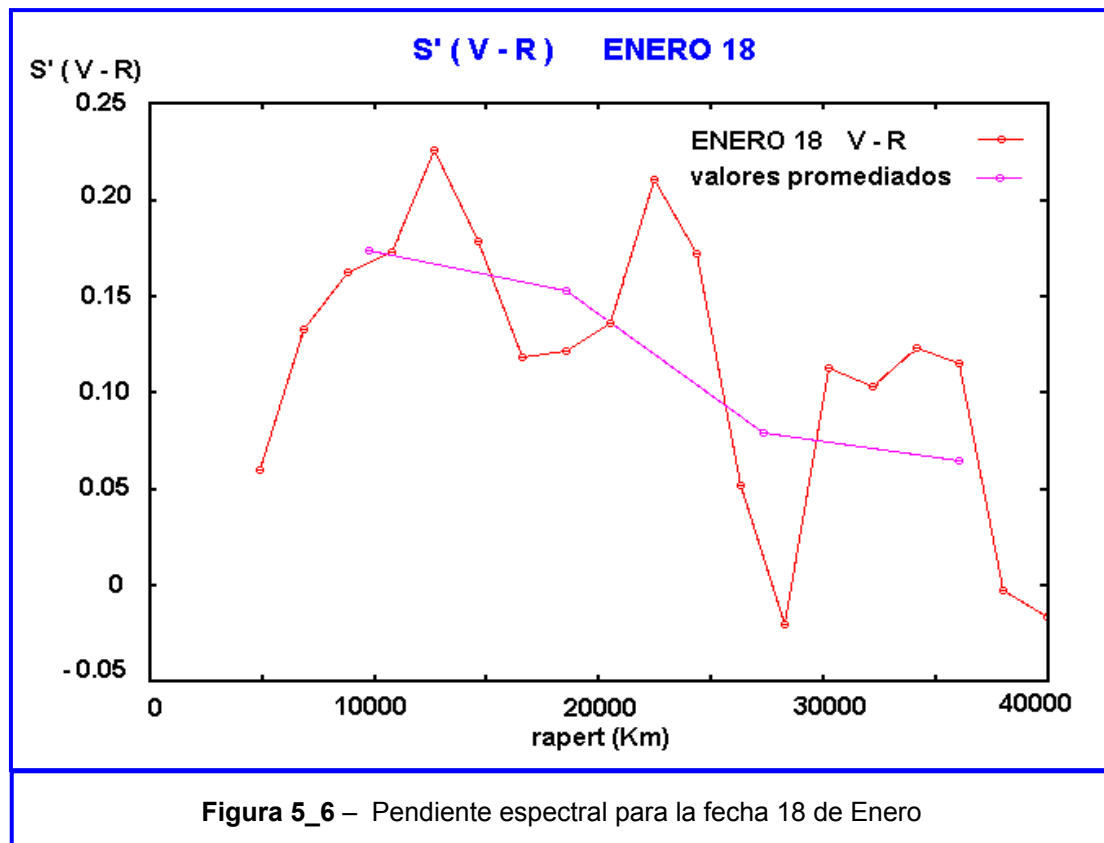


En las Figura 5\_1, 5\_2 y 5\_3 se muestran los perfiles  $A_{fp}$ ,  $\Sigma A_f$  y  $S'$  con la distancia cometocéntrica correspondientes al 17 de Enero obtenidos a partir de las imágenes V y R. El cometa se encontraba en estado quiescente. Obsérvese que los perfiles  $A_{fp}$ ,  $\Sigma A_f$  son siempre más intensos en R que en V. Este es, como veremos, un comportamiento general. Los valores de I son mayores que los de R y estos mayores que los de V, lo que indica que el polvo es de un color rojo. Por otra parte el perfil espectral  $S'$  presenta bastante dispersión pero podría decirse que en la región próxima al núcleo el  $S'(V-R)$  es del orden de 0.15 (es decir, muestra un enrojecimiento de un 15%/1000Å) y que a medida que nos vamos alejando del núcleo existe una tendencia a que este valor disminuya. En la figura 5\_3 los puntos rojos representan los valores experimentales y los valores violetas se obtienen promediando cada 4 o 5 puntos experimentales descartando el primer punto el cual está muy contaminado por el núcleo. Si observamos la curva violeta podría decirse que tenemos una pendiente decreciente de entre un 15 y un 8%/1000Å entre los puntos mas próximos al cometa y los que se encuentran a unos 40000 Km.

Esto estaría significando que el enrojecimiento disminuye al alejarnos del núcleo o sea que las partículas más lejanas serían de menor tamaño que las más próximas al núcleo.

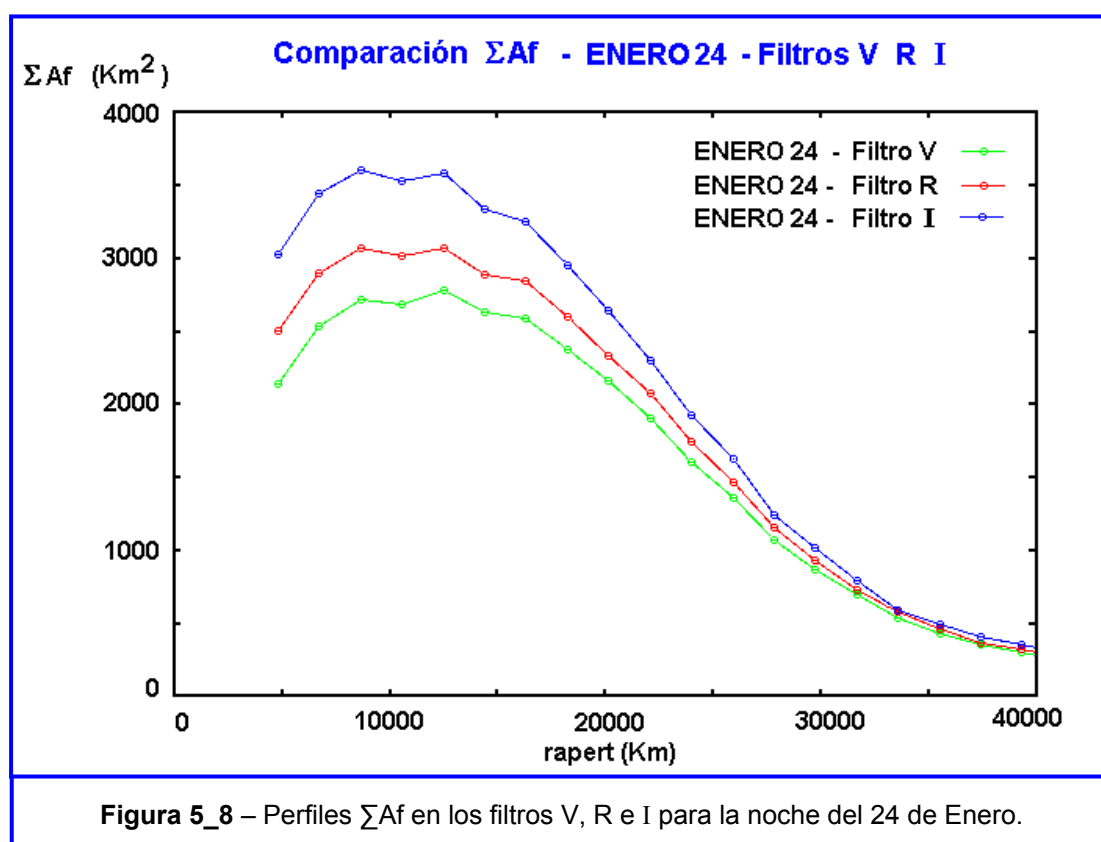
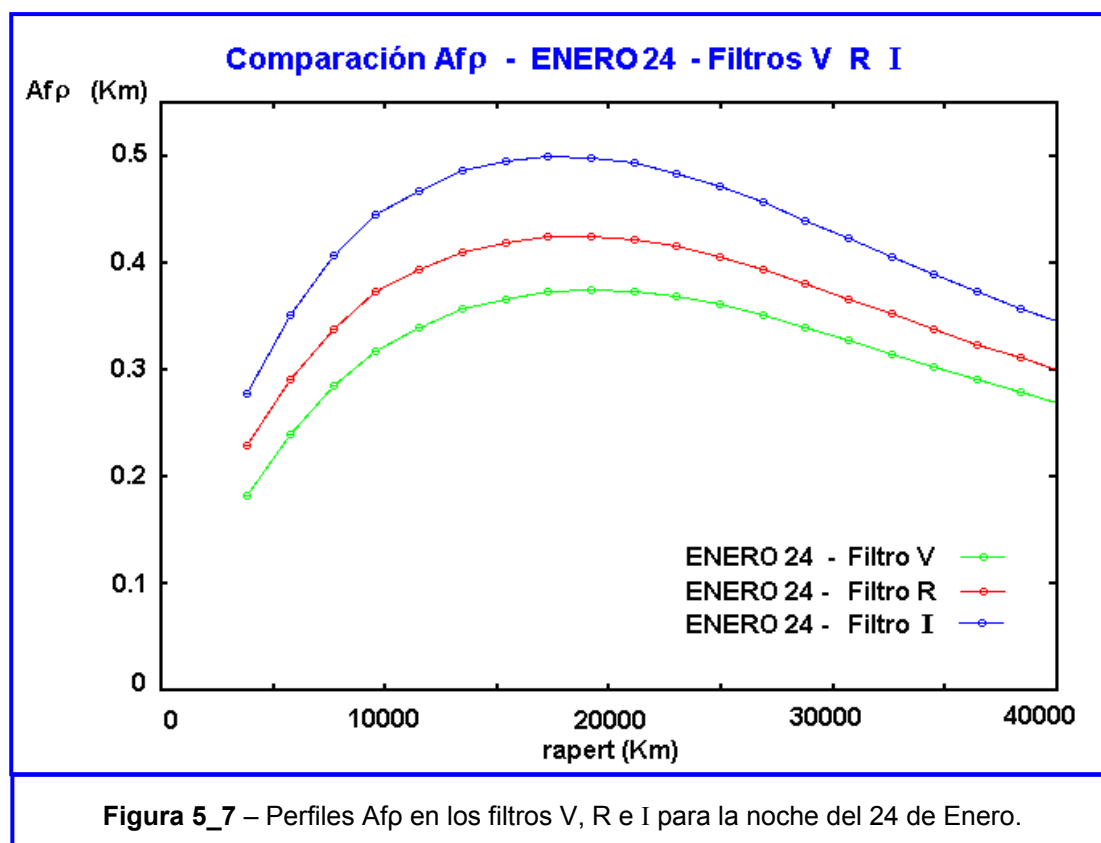
A continuación se presentan los mismos perfiles obtenidos para el resto de las noches fotométricas.

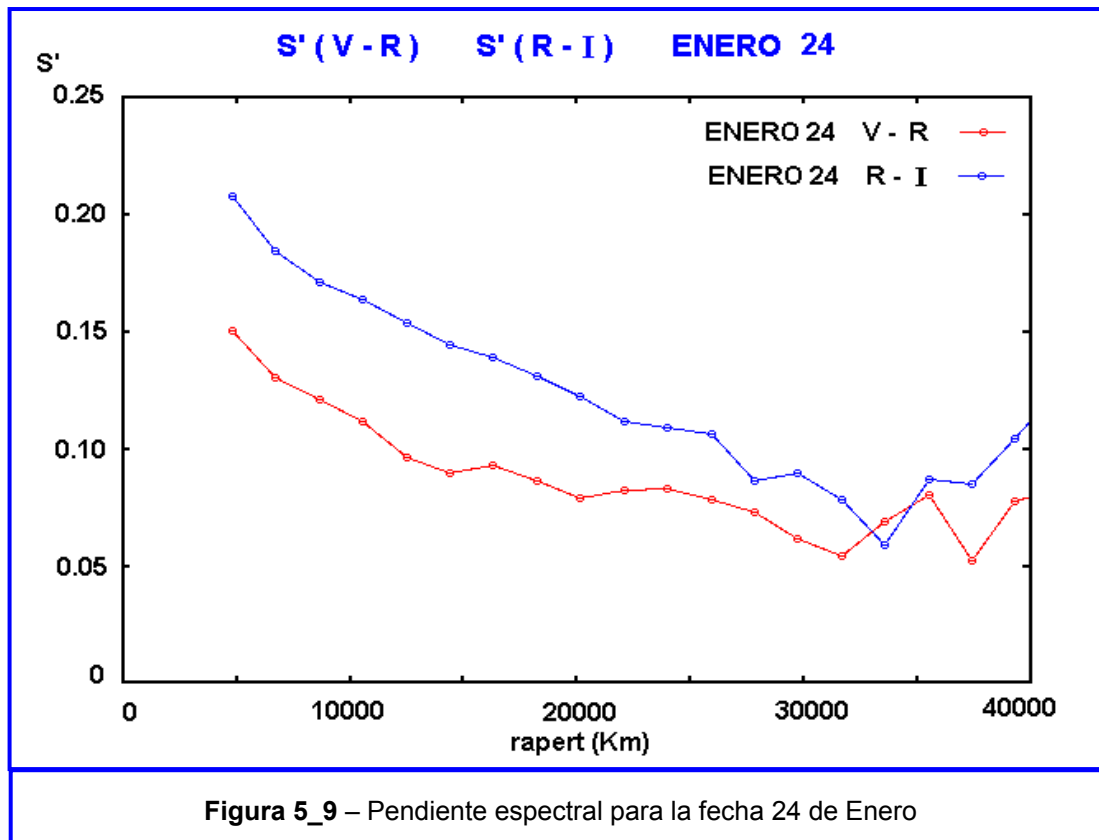




Las figuras 5\_4 a 5\_6 muestran los perfiles  $A_{fp}$  y  $\sum A_f$  y  $S'$  respectivamente para los filtros V y R correspondientes al 18 de Enero, fecha en la cual el cometa se encontraba en estado quiescente. El perfil de pendiente espectral muestra una gran dispersión lo cual no permitiría deducir un valor para el índice de color, sin embargo más allá de esa enorme dispersión y, análogamente a lo que se observa el 17 de Enero, podría notarse una leve tendencia a que los valores vayan bajando a medida que nos alejamos del núcleo. En la figura 5\_6 los puntos rojos representan los valores experimentales y los valores violetas se obtienen promediando cada 4 o 5 puntos experimentales descartando nuevamente el primer punto el cual está muy contaminado por el núcleo. Si observamos la curva violeta podría decirse que tenemos una pendiente decreciente de entre un 15% y un 5% entre los puntos mas próximos al cometa y los que se encuentran a unos 40000 Km.

Esto estaría significando que el enrojecimiento disminuye al alejarnos del núcleo o sea que las partículas más lejanas serían de menor tamaño que las más próximas al núcleo.





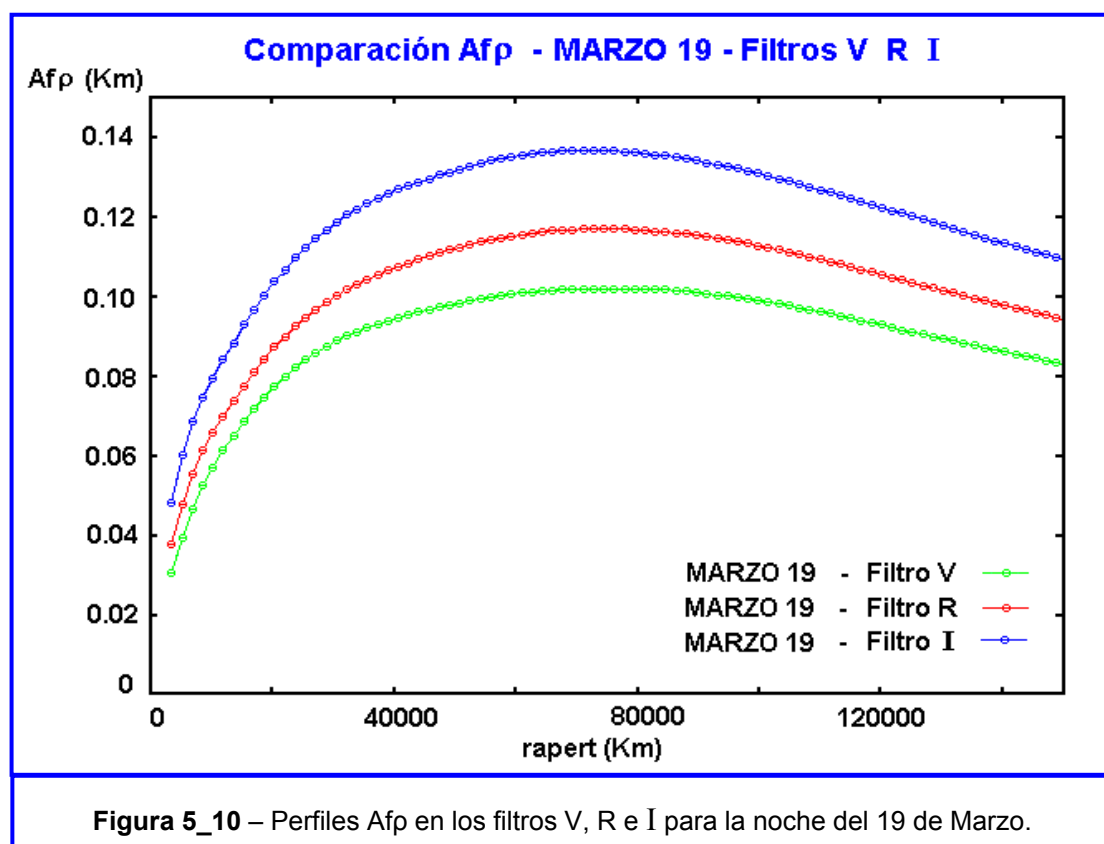
En las figuras 5\_7 a 5\_9 se observan los perfiles  $A_{fp}$ ,  $\Sigma A_f$  y  $S'$  para los filtros V, R e I. Estos perfiles tienen el comportamiento típico luego de ocurrido un outburst, o sea, presentan un pico muy pronunciado donde los valores de  $A_{fp}$  y de  $\Sigma A_f$  se han incrementado enormemente respecto a los valores del quiescente. En rasgos generales estos perfiles se mantienen a una distancia constante uno del otro, excepto en el caso de los filtros R y V que se cruzan a grandes distancias cometocéntricas, esta superposición puede considerarse dentro de los márgenes de error.

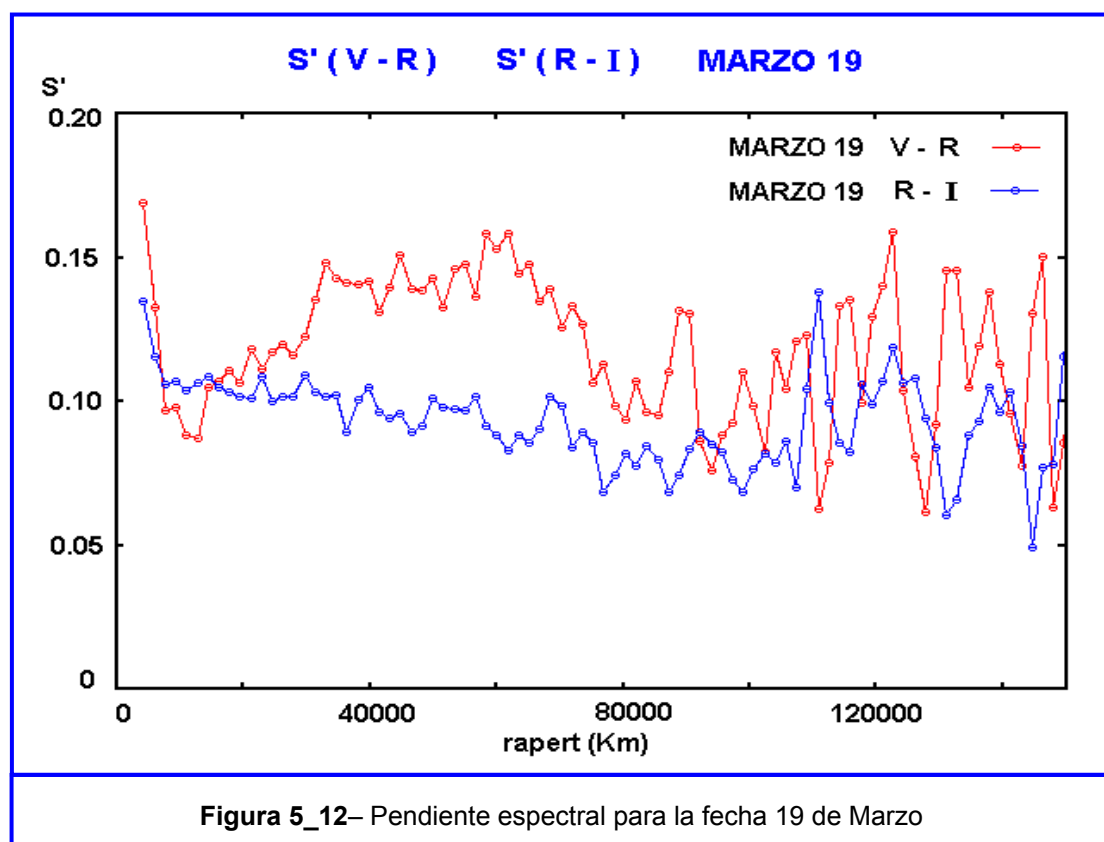
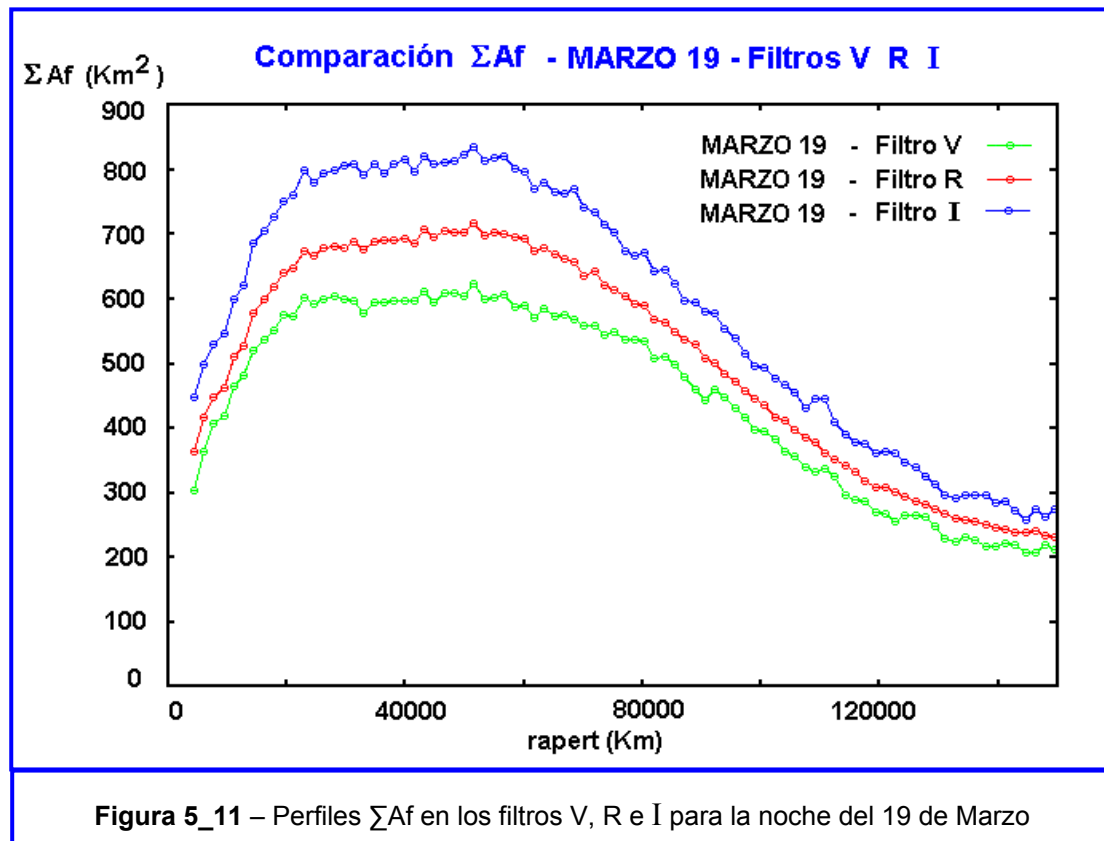
En cuanto a los perfiles de  $S'$  (V-R y R-I) se observa claramente que tanto los valores de V-R como R-I disminuyen en forma uniforme a partir del centro y hasta distancias cometocéntricas de 30000 Km. Esta variación en el índice de color nos indica una variación en el tamaño de las partículas, como  $S'$  va disminuyendo con la distancia al cometa tenemos nuevamente el comportamiento anterior, un azulamiento a medida que nos alejamos del cometa lo cual indica que las partículas van disminuyendo de tamaño conforme nos alejamos del núcleo.

En el perfil de la pendiente espectral V-R se nota una mayor dispersión que en el caso del R-I lo cual coincide con lo observado en las imágenes 5\_5 y 5\_6 y en este caso la pendiente pareciera ser un poco menor.

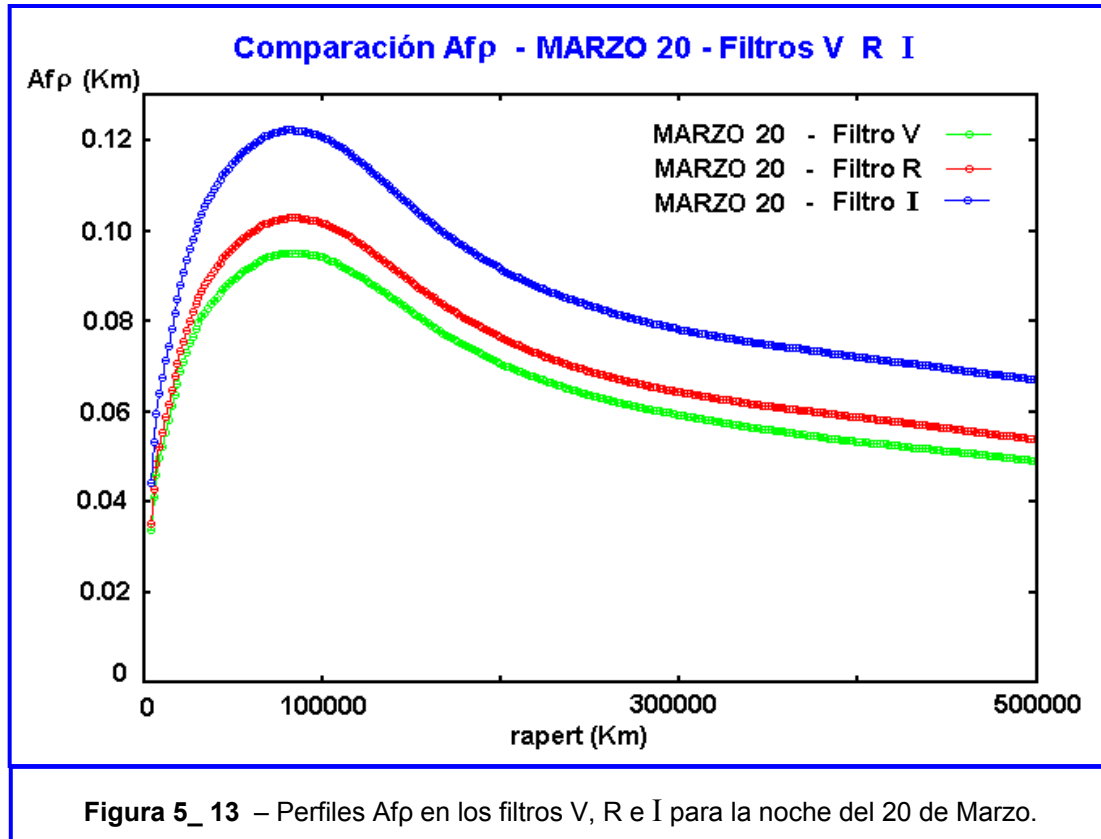
Las figuras 5\_10 y 5\_12 muestran los mismos perfiles para la noche del 19 de Marzo, donde el cometa esta en fase pos-outburst. Los perfiles de pendiente espectral para el caso R-I no muestran variaciones con la distancia al cometa se mantiene en el entorno del 10% aunque con un leve descenso a medida que nos alejamos del cometa, pero no se trata de un descenso tan brusco como el observado el 24 de Enero, en este caso casi podría decirse que el valor es casi constante.

Por otro lado el perfil V-R es demasiado ruidoso como para obtener alguna conclusión a partir de él, sin embargo a grandes rasgos podría decirse que al comienzo el valor tiende a aumentar en un rango que iría del 10 al 15% y luego se estabilizaría en el entorno de un 10%.

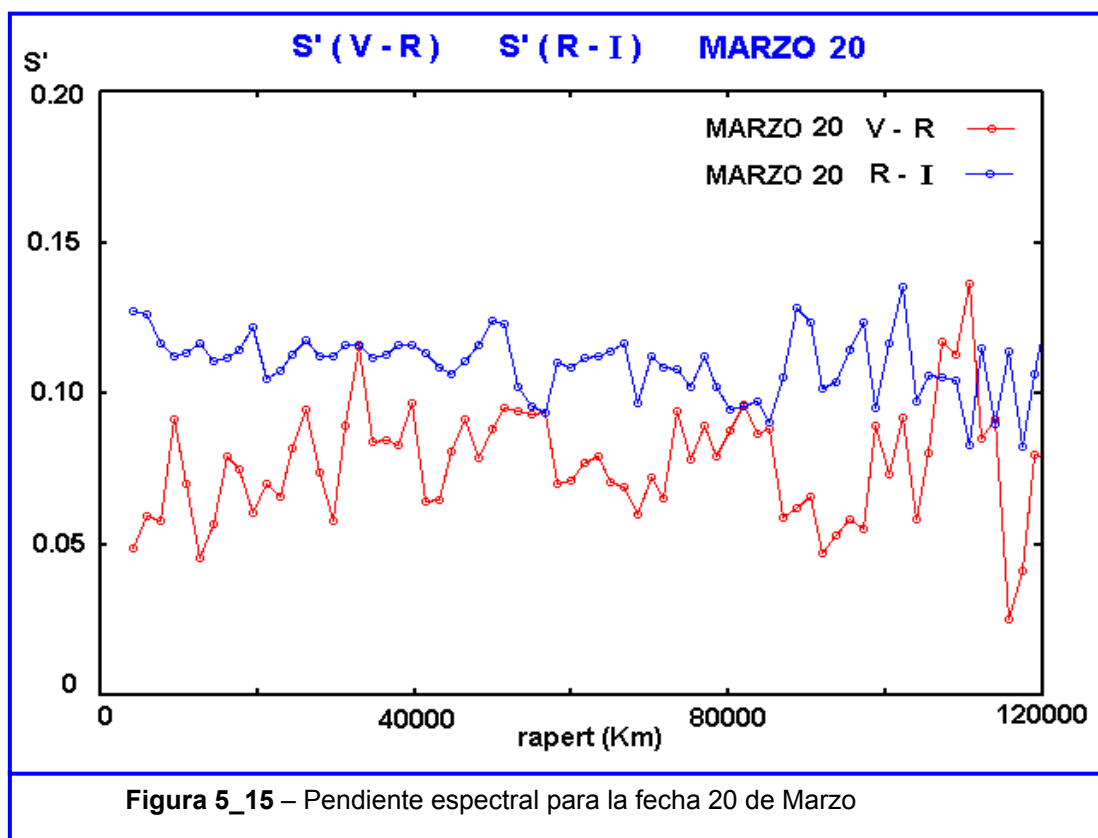
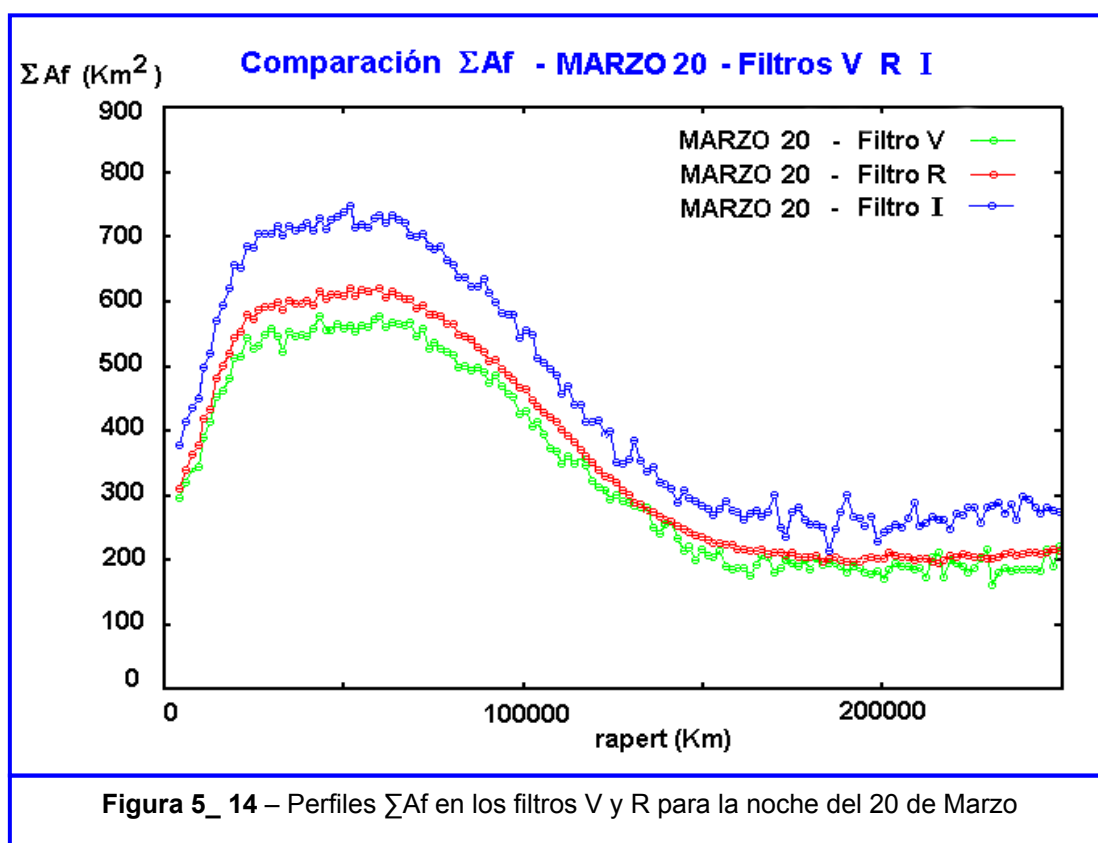




Las figuras 5\_13 a 5\_15 siguen mostrando el comportamiento típico de estas curvas para la evolución post-outburst. Las  $S'(R-I)$  se mantiene constante en el entorno de un 12%, mientras que en el caso V-R parecería haber un ligero aumento al principio comenzando en el entorno de un 5% y que finalmente se estabiliza para un 7 u 8%.

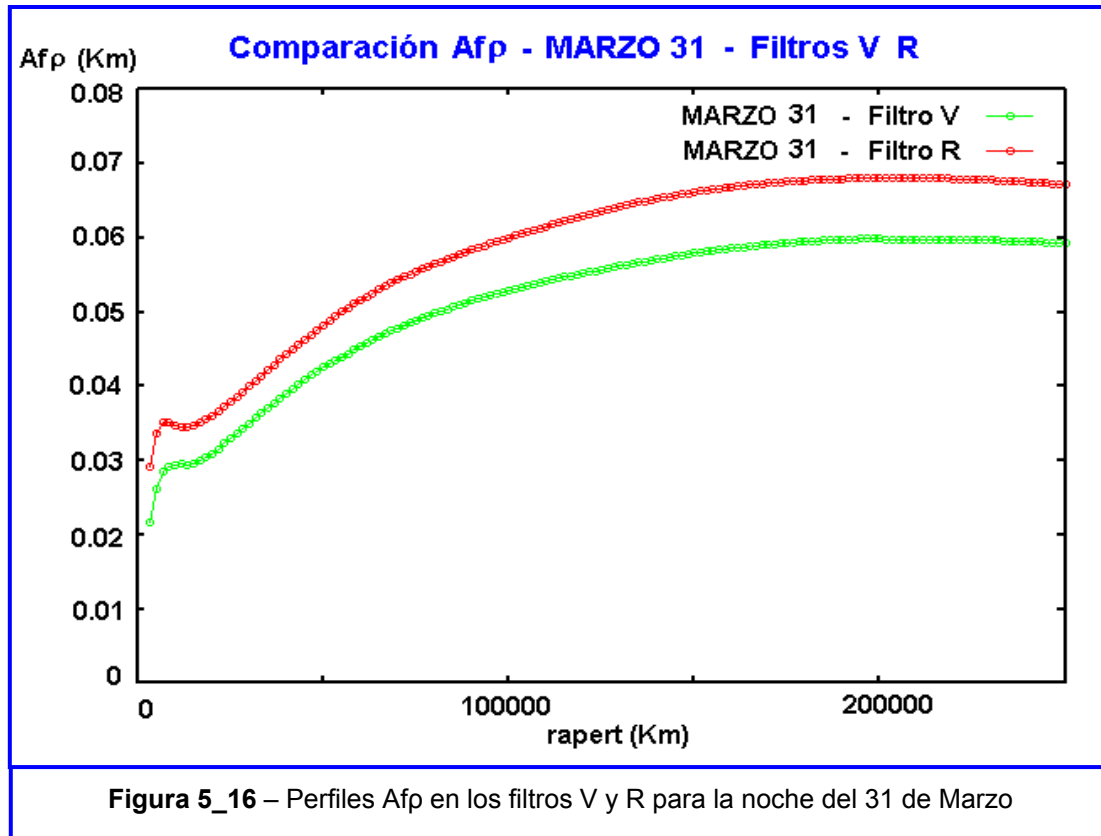


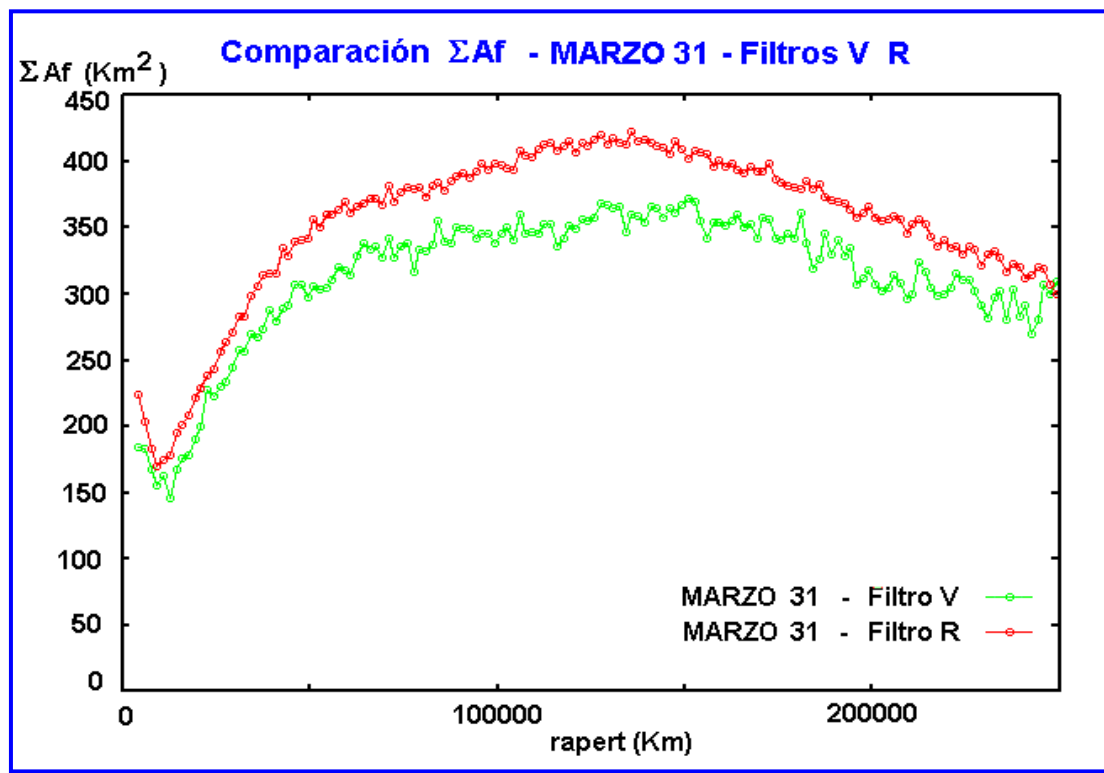
Los perfiles  $S'$  de 19 y 20 no muestran la caída correspondiente al post-outburst de Enero. Puede deberse a la mezcla de partículas de diferentes tamaños porque el outburst duro más.



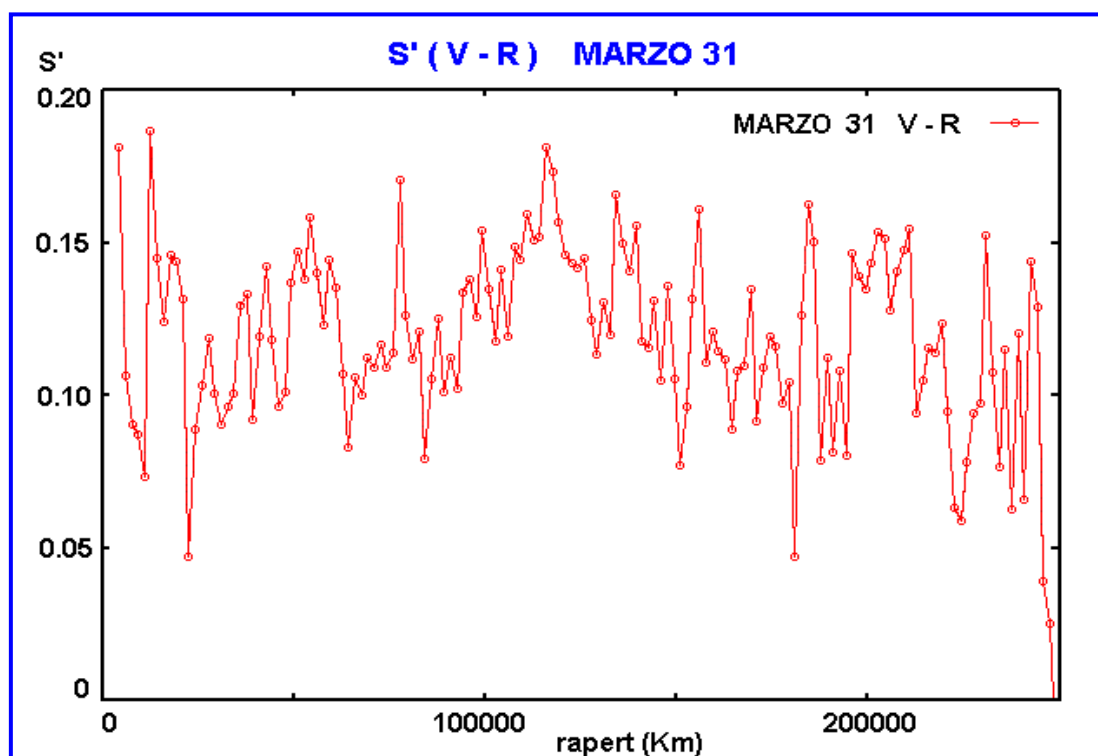
Las figuras 5\_16 a 5\_18 muestran los perfiles  $A_{fp}$ ,  $\Sigma A_f$  y  $S'$  con el polvo eyectado en el outburst ya bastante alejado del núcleo.

En el perfil de pendiente espectral se observa que la dispersión es muy grande aunque se mantiene en el entorno de una constante que estaría a la altura de un 12% aproximadamente.





**Figura 5\_17** – Perfiles  $\Sigma Af$  en los filtros V y R para la noche del 31 de Marzo



**Figura 5\_18** – Pendiente espectral para la fecha 31 de Marzo

Desafortunadamente son pocas las noches para los cuales se tienen colores bien definidos, en particular no tenemos colores para la fase quiescente inmediatamente anterior al segundo outburst.

Sin embargo hay información que se puede derivar de estos datos. La primera es que el color de la coma en fase quiescente es rojizo, con un  $S'(V-R)$  de entre 7 y 15%/1000Å. Luego del primer outburst, que como hemos visto en el Capítulo 4, es de menor duración que el segundo, la distribución del color del polvo muestra un cambio de color con la distancia al núcleo muy marcado.

En la parte externa de la nube de polvo eyectada durante el outburst el color es más azulado, tanto en el rango V-R como en el R-I, lo que indica que abunda los granos de polvo son de menor tamaño en relación con la región próxima al núcleo. Esto es coherente con el hecho de que los granos pequeños se mueven a mayor velocidad.

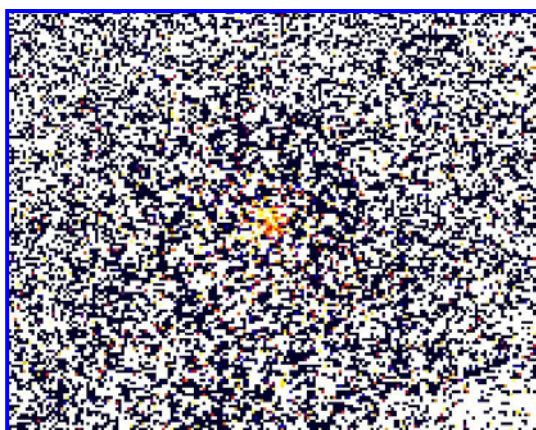
Pero por el contrario esto no ocurre en las noches inmediatamente posteriores al segundo outburst. En este caso la distribución de color es bastante uniforme con la distancia en el rango R-I mientras que presenta una variación inusual en el rango V-I. Esto es indicador de una mezcla mayor de los granos de polvo de diferentes tamaños. Esto es coherente con que la duración del segundo outburst fue bastante mayor que el primero y la producción de polvo durante el outburst parece no ser uniforme sino tener al menos dos picos. El 31 de Marzo, con el polvo eyectado en el outburst bastante disipado en el espacio, el color es muy similar al pre-outburst y con una distribución bastante uniforme.

En cualquier caso el polvo eyectado en fase quiescente y el eyectado durante el outburst parece tener una distribución de tamaños y composición similar, dado que no hay un cambio de color demasiado marcado. En la fase post outburst  $S'(V-R)$  también está en un rango entre un 7 y un 15 %/1000 Å.

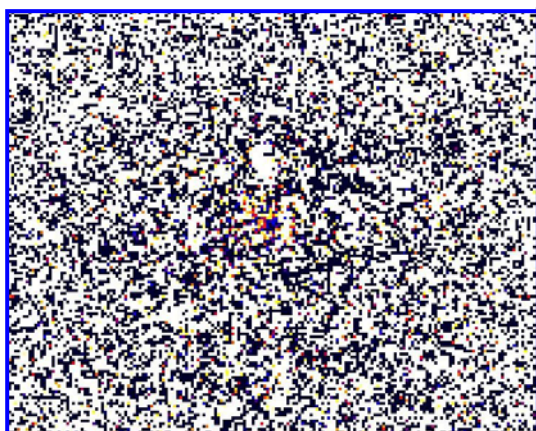
## 5.2 – Mapas bidimensionales de color

Para las noches fotométricas en que se cuenta con imágenes del cometa en distintos filtros, se construyeron los mapas de color bidimensional  $S'(V-R)$  y  $S'(R-I)$  calculados a partir de las imágenes calibradas en flujo utilizando la ec. 5\_1. Esto permite estudiar la distribución del tamaño del polvo en diferentes partes de la coma en busca de regiones diferenciadas de color. Los mapas de color se presentan en las Figuras 5\_19 a 5\_24.

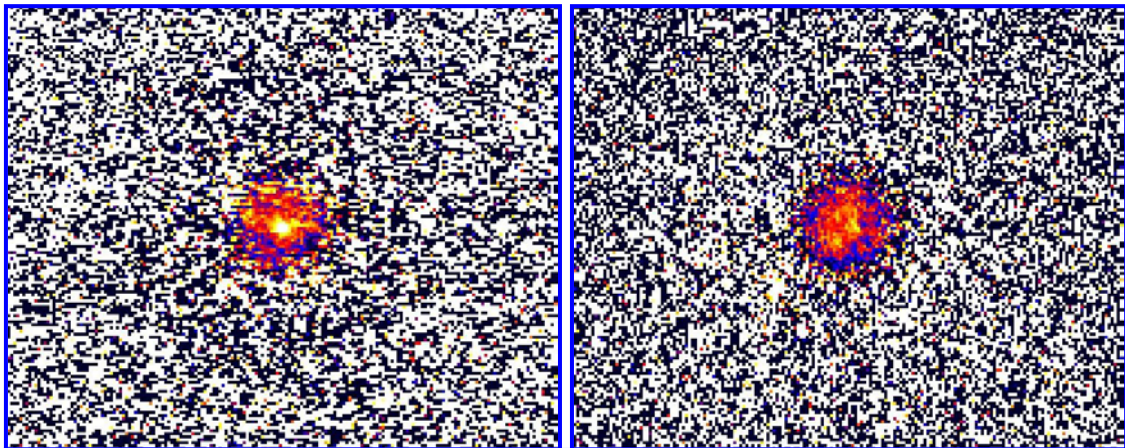
En estos mapas de color no se observan estructuras destacables, y se confirman las conclusiones obtenidas en #5.1. Poco se puede decir de los mapas de color en quiescente (Fig. 5\_19 y 5\_20). Pero los mapas post-outburst son bastante indicativos. Luego del primer outburst la distribución es muy simétrica y el color de la coma se va azulando con la distancia al núcleo. El segundo outburst es bien diferente, la nube de polvo emitida es de color bastante uniforme. Como se hizo notar en #5.1 el gradiente de color observado en el primer outburst podría explicarse por la corta duración del mismo lo que favorece la separación de las partículas más pequeñas (más rápidas) de las mayores. Por el contrario, la mayor duración del segundo outburst favorece una mezcla más homogénea de partículas de diferente tamaño.



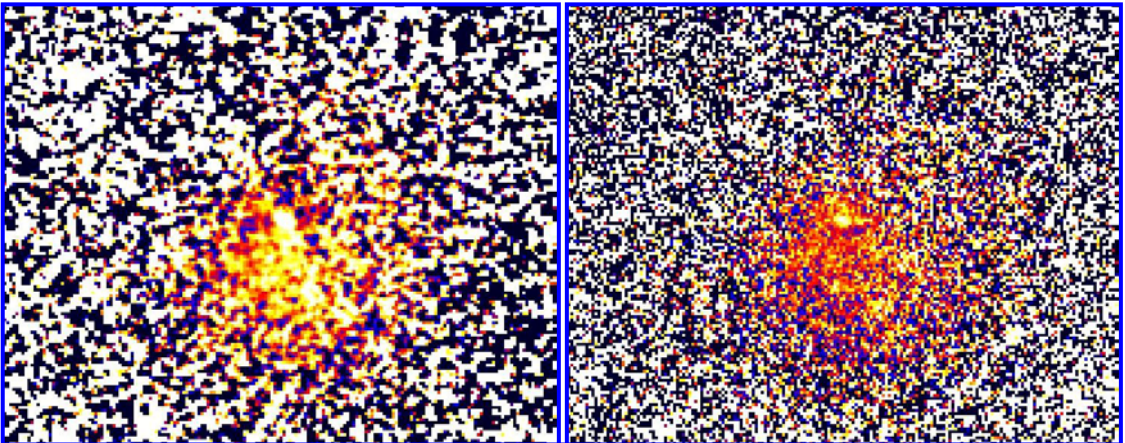
**Fig. 5\_19** -. Mapa de color  $S'(V-R)$  correspondiente a la noche del 17 de Enero, no se ve ninguna estructura reseñable aunque la  $S/R$  es bastante pobre. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .



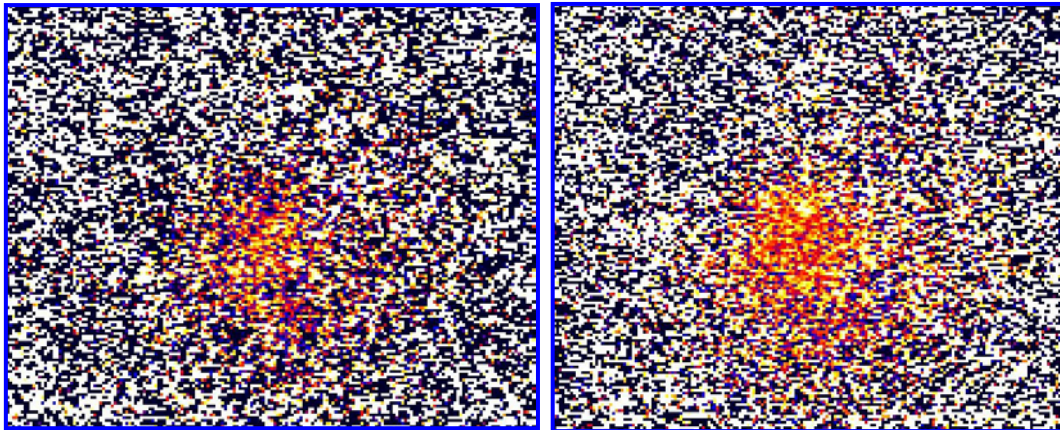
**Fig. 5\_20**. Mapa de color  $S'(V-R)$  correspondiente a la noche del 18 de Enero, como en la noche anterior no se ve ninguna estructura reseñable aunque la  $S/R$  es bastante pobre. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .



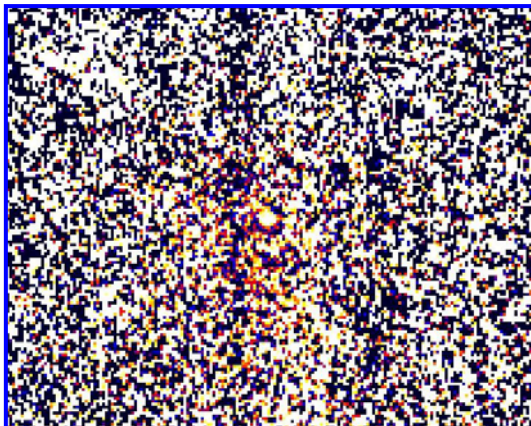
**Fig. 5\_21** – Mapas de color  $S'(V-R)$  a la izquierda y  $S'(R-I)$  a la derecha, correspondientes a la noche del 24 de Enero a posteriori del primer outburst. El color de la coma tiene una clara distribución radial azulándose con la distancia al núcleo. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .



**Fig. 5\_22** - Mapas de color  $S'(V-R)$  a la izquierda y  $S'(R-I)$  a la derecha, correspondientes a la noche del 19 de Marzo a posteriori del segundo outburst. El color de la coma en la región donde se expandió la nube de polvo es bastante homogénea. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .



**Fig. 5\_23** – Mapas de color  $S'(V-R)$  a la izquierda y  $S'(R-I)$  a la derecha, correspondientes a la noche del 20 de Marzo a posteriori del segundo outburst. Como en la imagen anterior el color de la coma en la región donde se expandió la nube de polvo es bastante homogénea. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .



**Fig. 5\_24** – Mapa de color  $S'(V-R)$  correspondiente a la noche del 31 de Marzo a posteriori del segundo outburst. Los días transcurridos han diluido el polvo eyectado y no se ve ninguna estructura reseñable aunque la  $S/R$  es bastante pobre. La escala de colores de la figura se corresponde con  $0 < S' < 0.2$ . N arriba, E a la izquierda. El campo es de  $80 \times 60''$ .

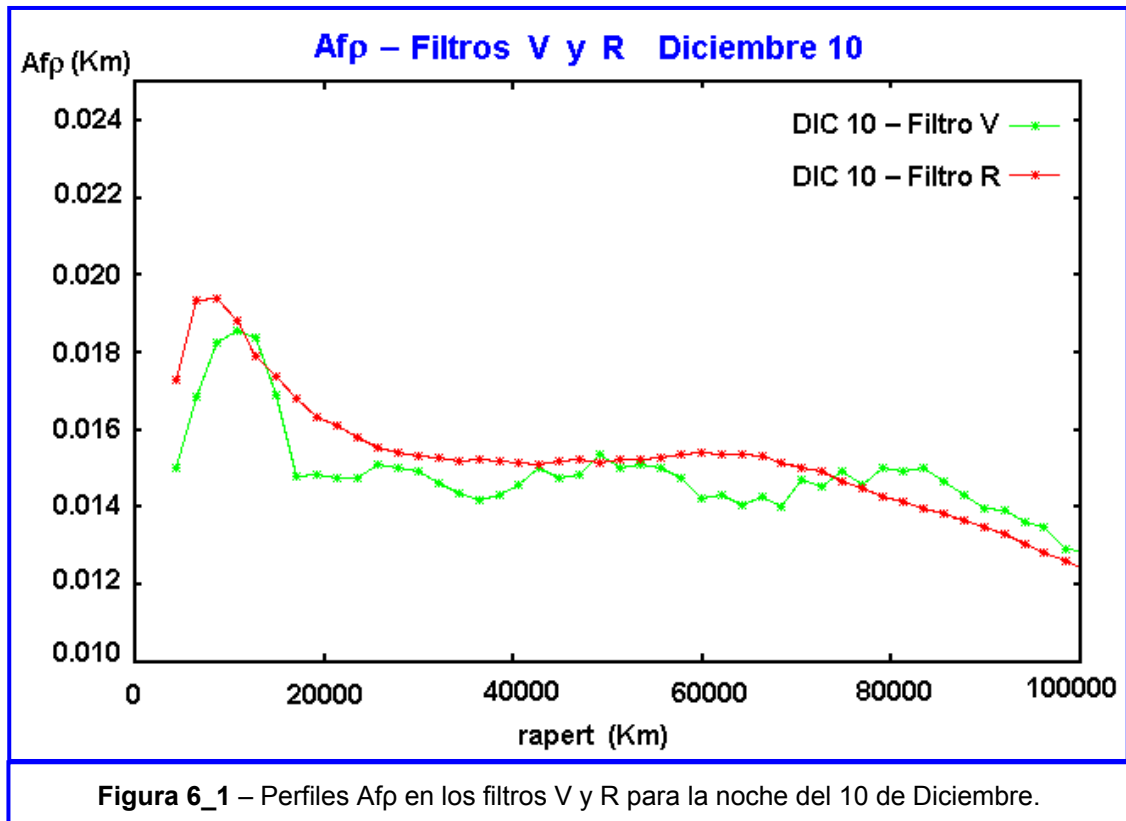
### 6.1 – Índices de Color

Para las noches fotométricas en que se cuenta con imágenes del cometa en distintos filtros, se procedió a calibrarlas en magnitud a fin de determinar índices de color.

La imagen flujo – calibrado /píxel calibrado se transforma a una imagen en magnitud – calibrada /píxel. Luego restando las imágenes correspondientes pueden obtenerse los mapas de color. El proceso de restado se realiza con la tarea IMARITH de IRAF teniendo especial cuidado en que los fotocentros de ambas imágenes coincidan.

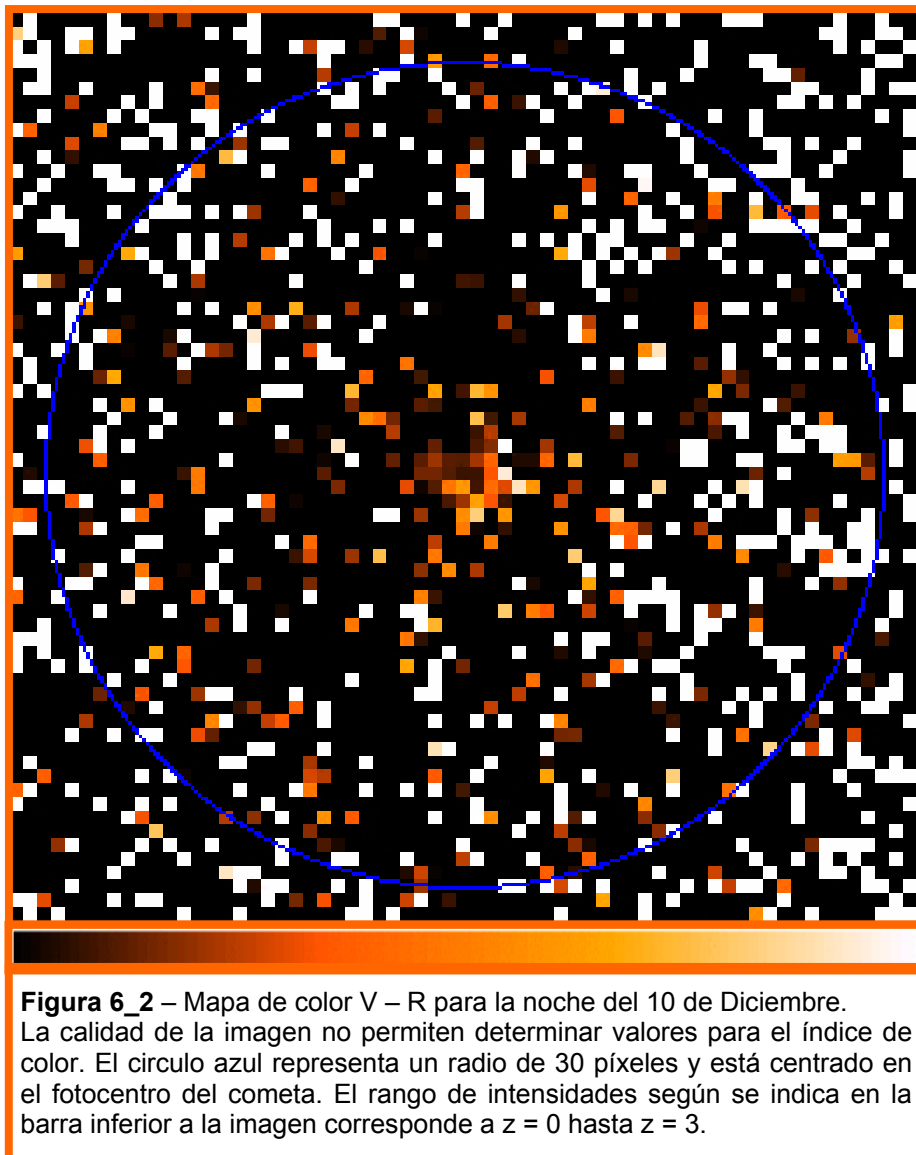
Para la determinación de los valores de índice de color se trabajo en anillos centrados en el fotocentro del cometa y se calculo la media de los valores de los píxeles dentro de esos anillos. Este valor moda es el que asignamos al índice de color.

## Índice de color V – R para el 10 de Diciembre de 1997

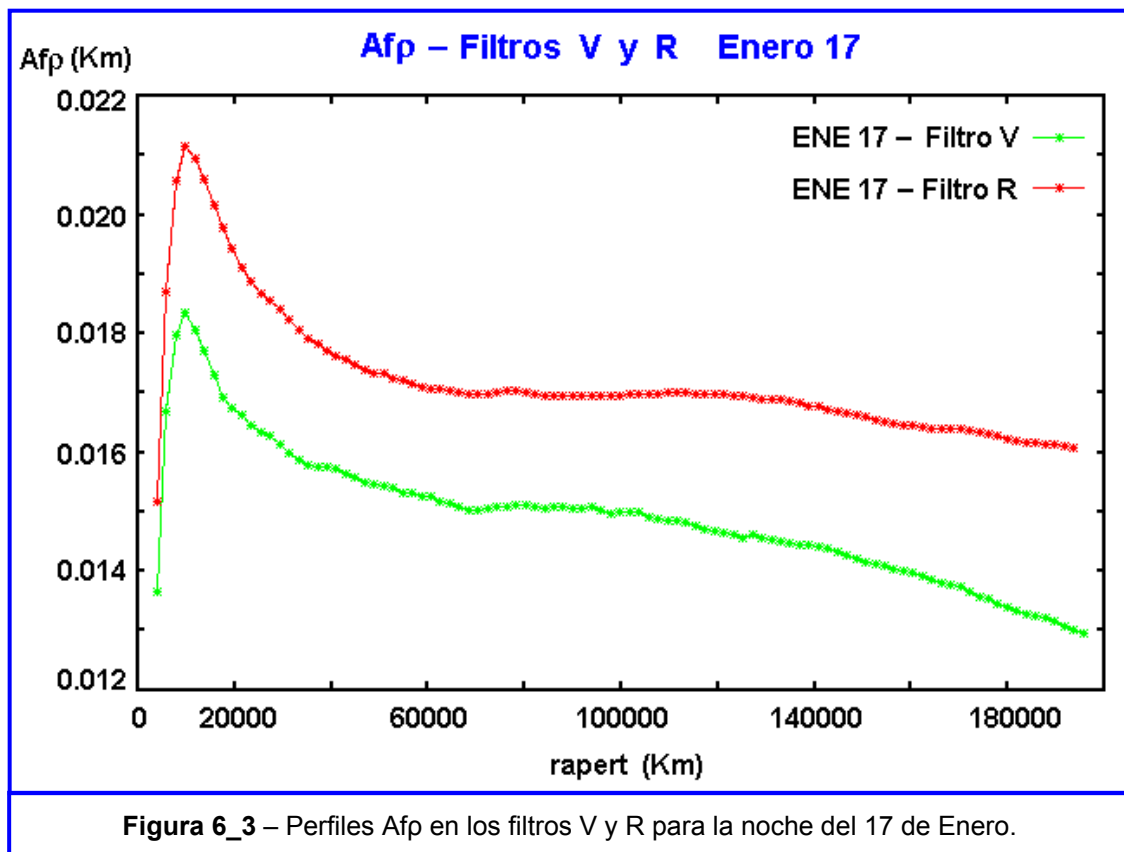


Como se observa en la figura 6\_1 los datos correspondientes a la noche 10 de Diciembre son de baja calidad, los perfiles no muestran un comportamiento homogéneo, el perfil del filtro R puede considerarse aceptable hasta unos 50000 Km, pero el perfil correspondiente al filtro V presenta demasiada dispersión.

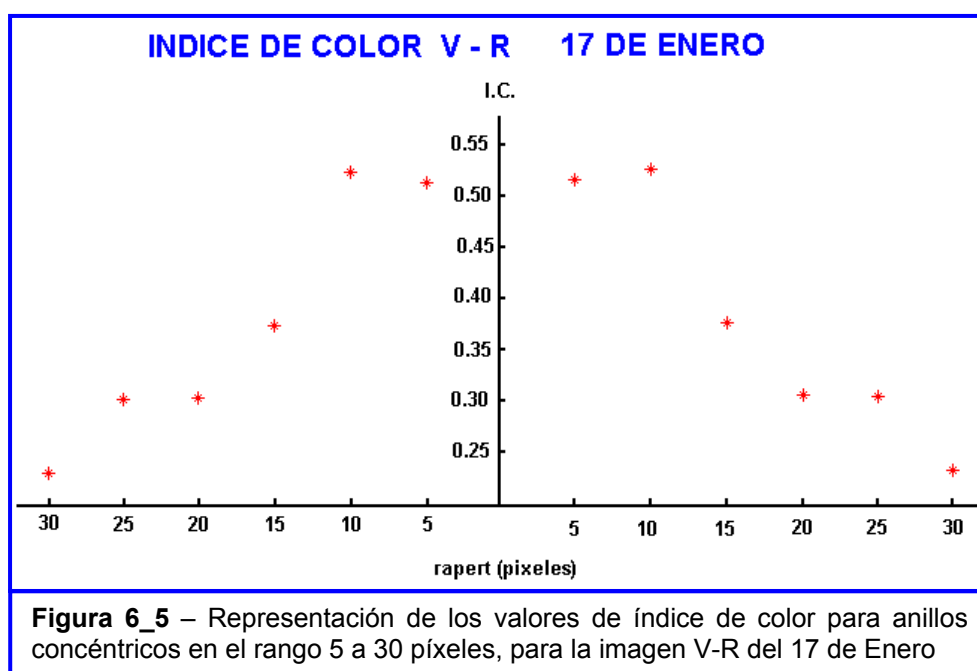
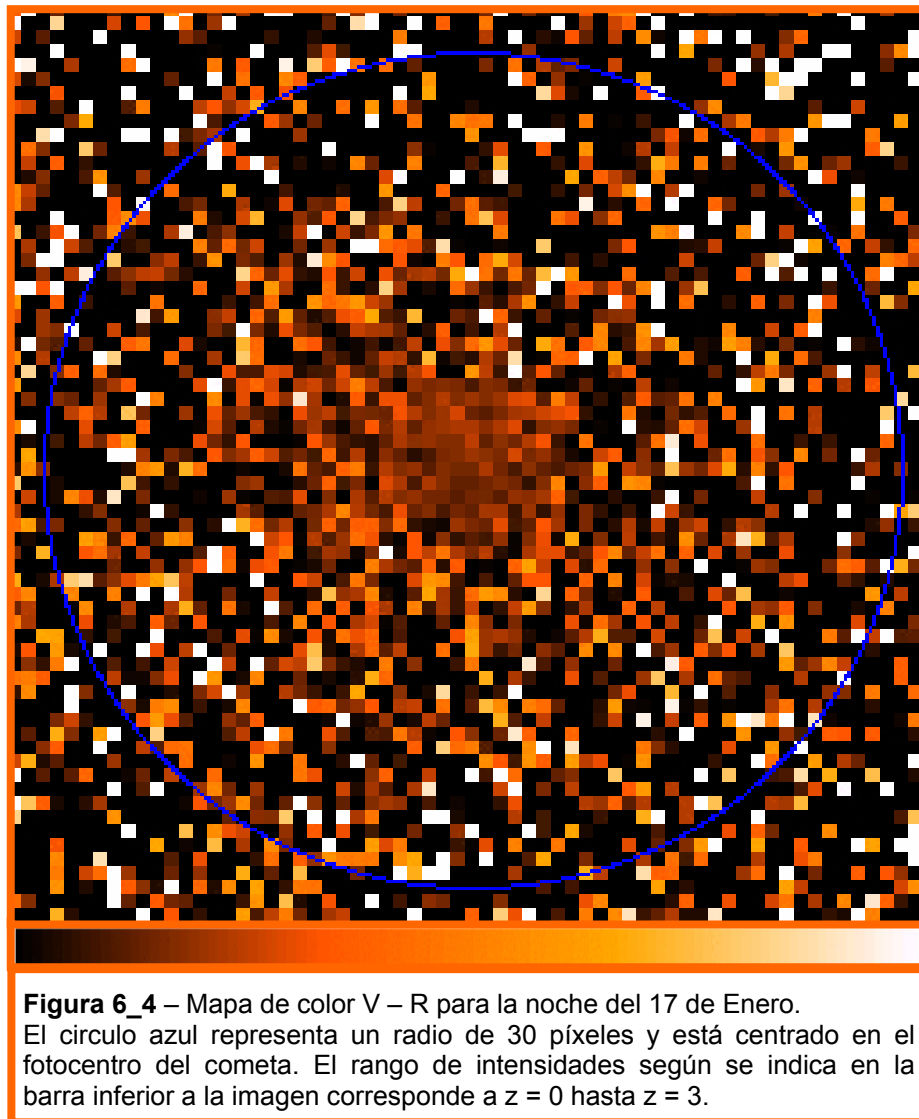
De todas formas se realizó el mapa de color  $V - R$  para esta noche (figura 6\_2) y se corrobora que la baja relación señal ruido de las imágenes hace imposible obtener datos a partir de ella.



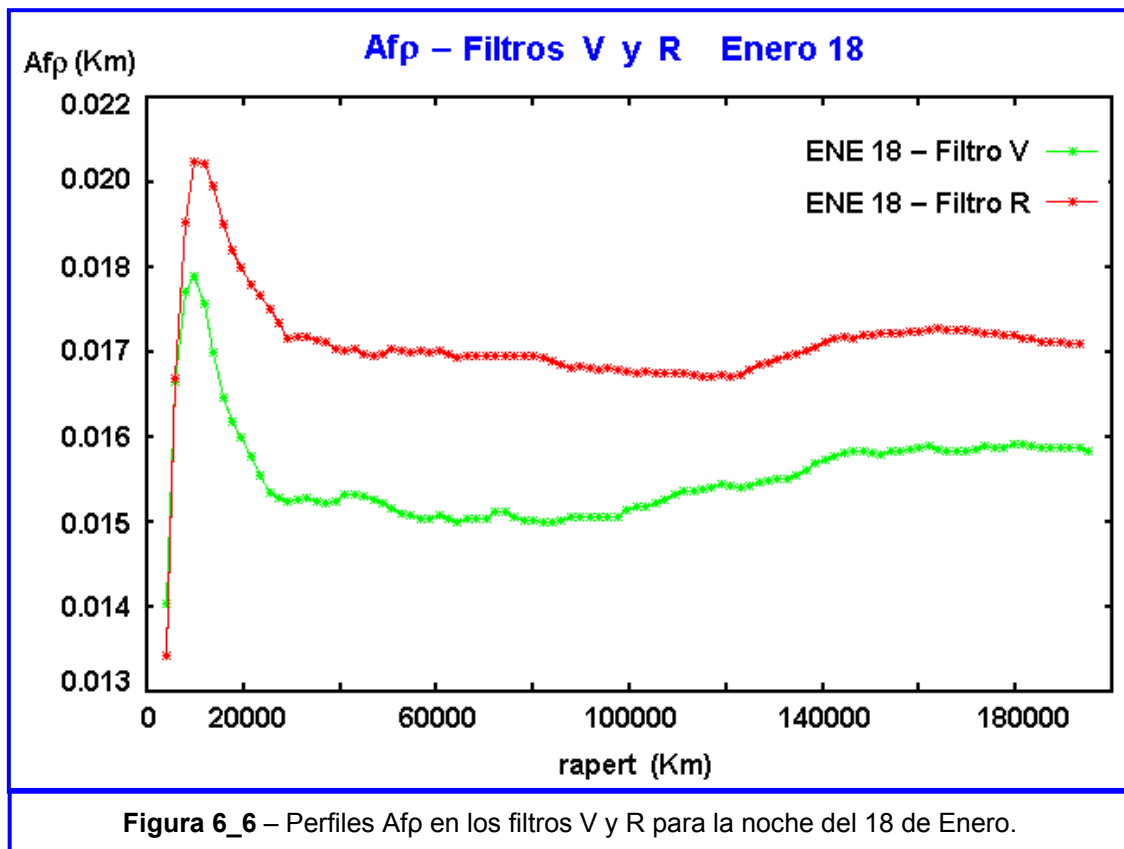
## Índice de color V – R para el 17 de Enero de 1998



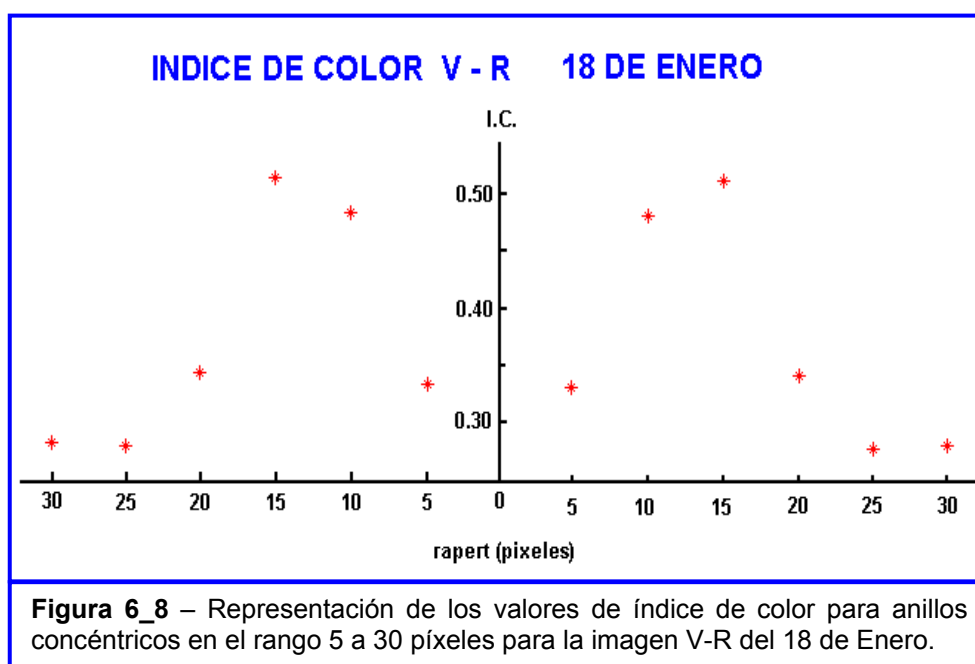
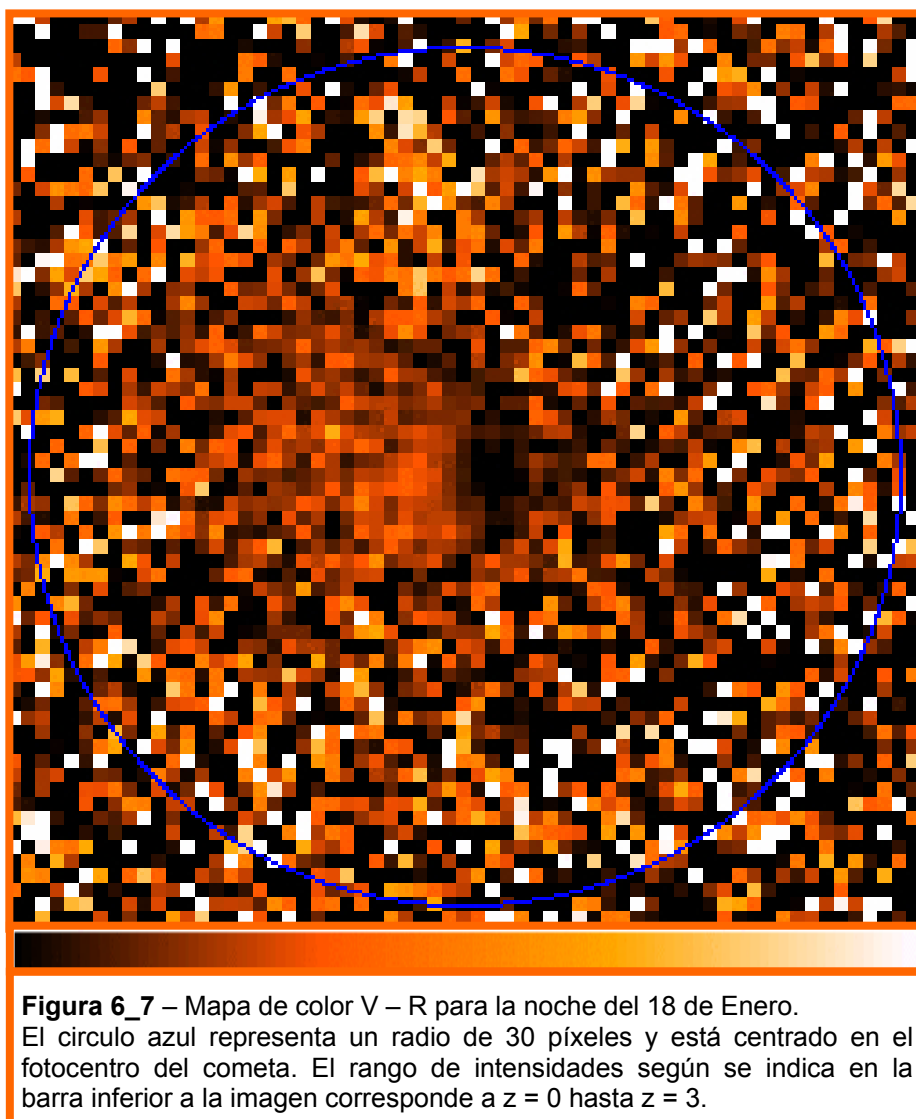
En la figura 6\_3 se observan los perfiles Afp para los filtros V y R correspondientes al 17 de Enero, fecha en la cual el cometa se encontraba en estado quiescente. Se observa que estos perfiles tienen el comportamiento típico de los perfiles Afp y además podría decirse que a grandes rasgos los perfiles se mantienen a una distancia constante uno del otro, la zona donde los perfiles se horizontalizan estaría en el entorno de los 100000 Km.



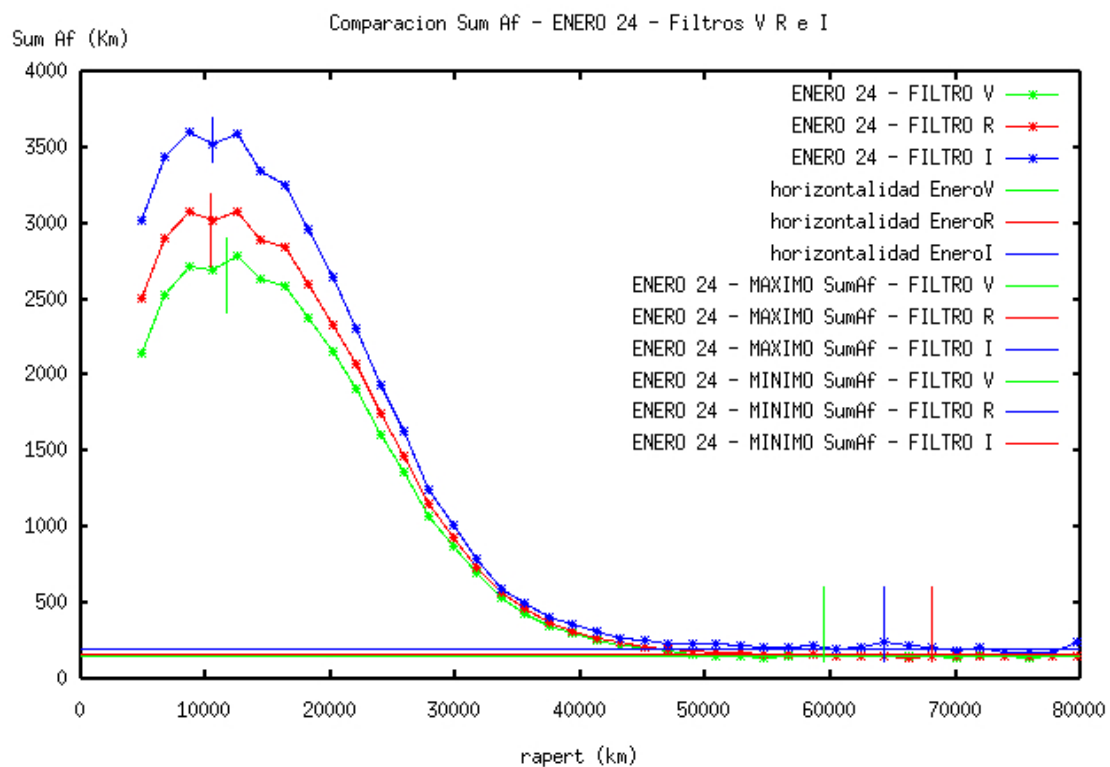
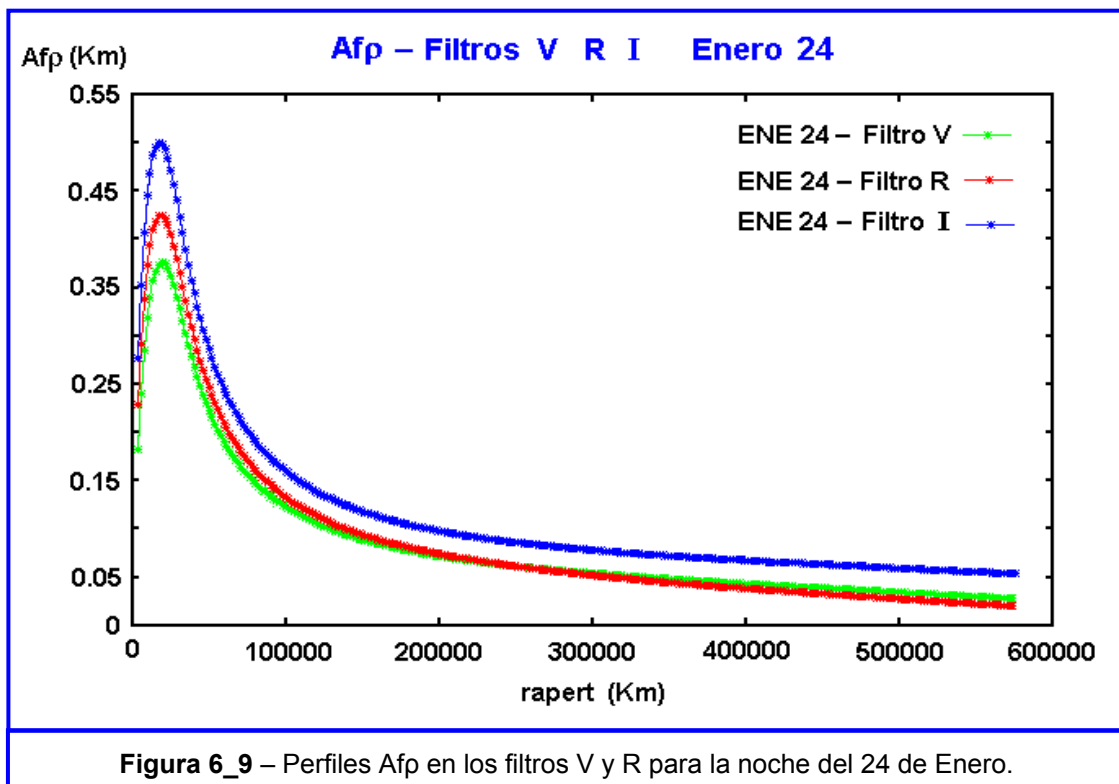
## Índice de color V – R para el 18 de Enero de 1998



En la figura 6\_6 se observan los perfiles Afp para los filtros V y R correspondientes al 18 de Enero, fecha en la cual el cometa se encontraba en estado quiescente. Estos perfiles tienen el comportamiento típico de los perfiles Afp y además podría decirse que a grandes rasgos los perfiles se mantienen a una distancia constante uno del otro en la zona correspondiente hasta los 100000 Km.



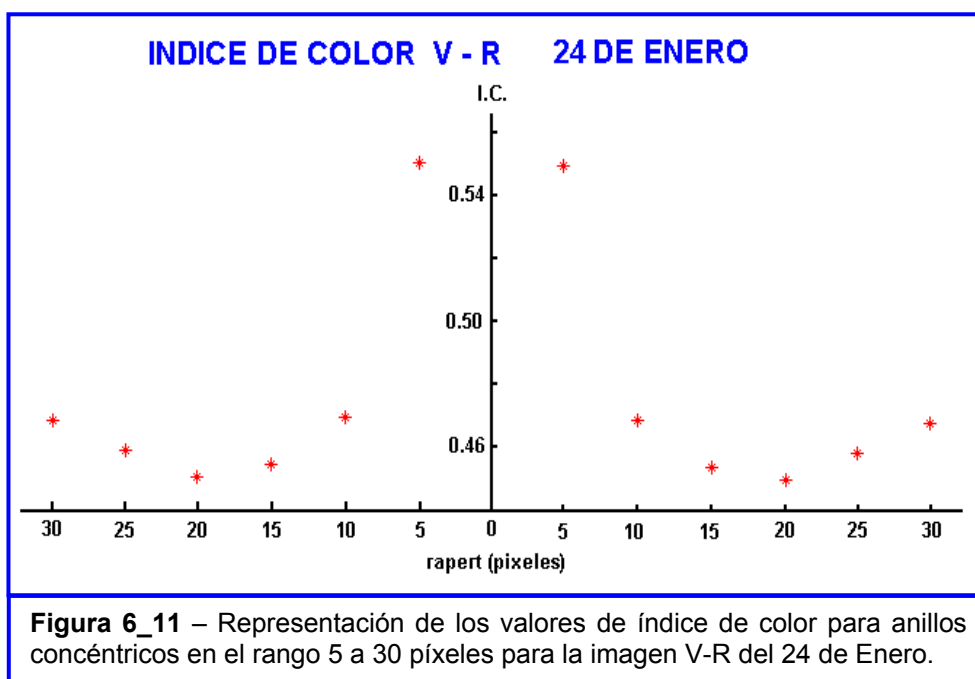
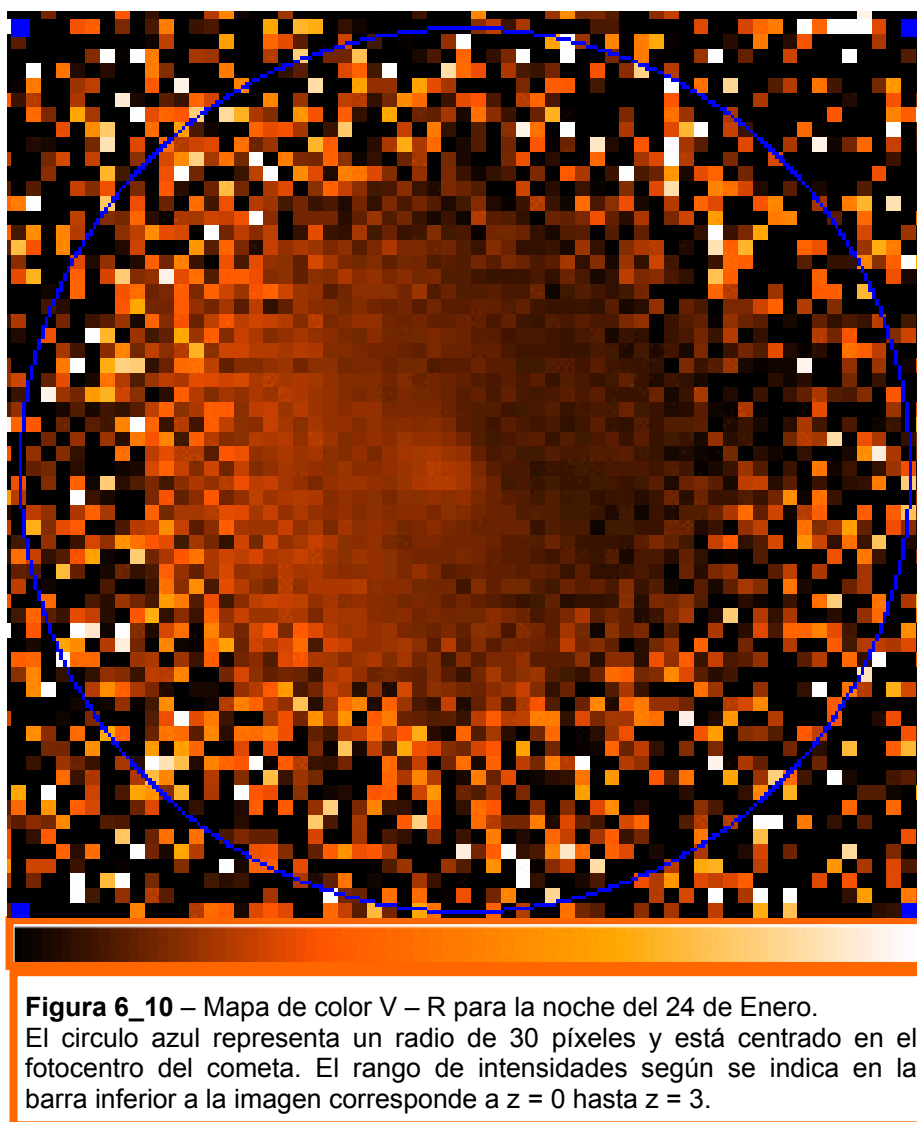
## Índices de color V – R y R –I para el 24 de Enero de 1998

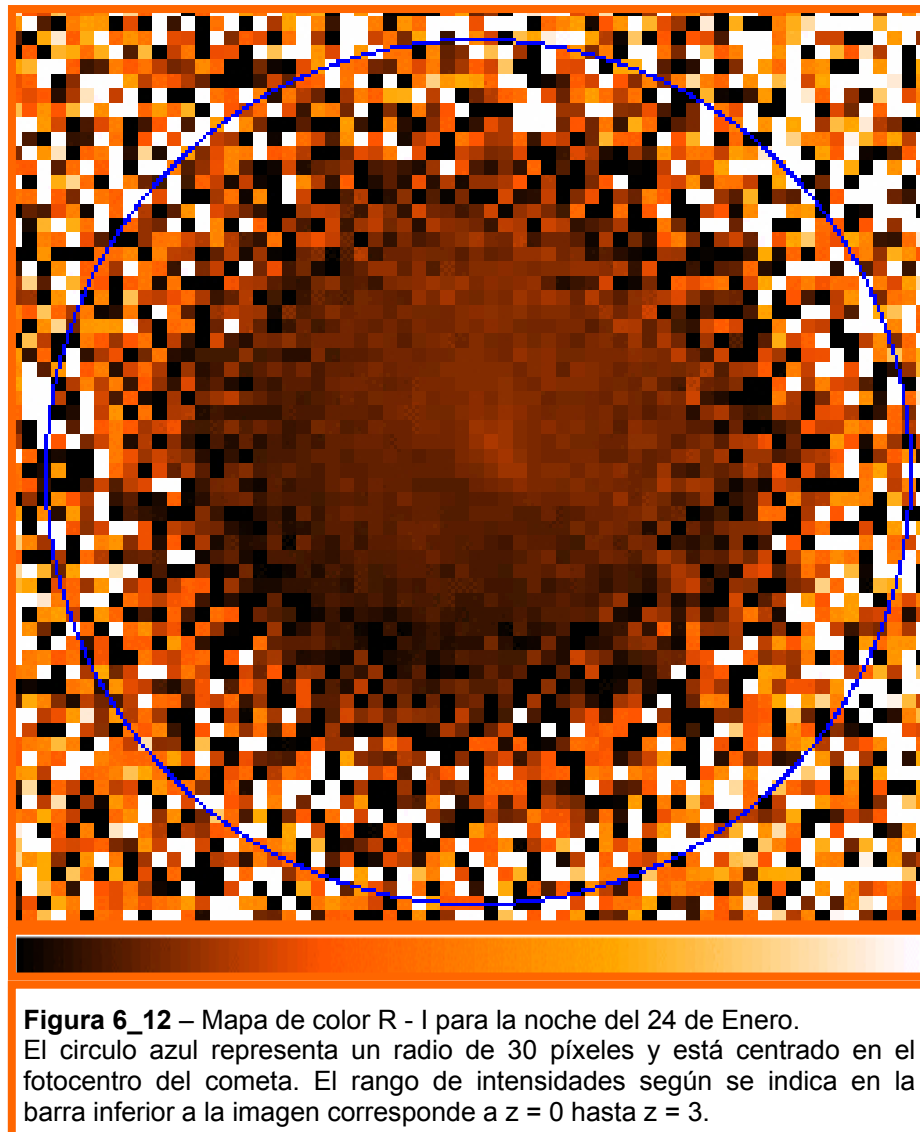


En la figura 6\_9 se observan los perfiles Afp para los filtros V, R e I correspondientes al 24 de Enero, fecha posterior a la ocurrencia del outburst de Enero. Y en la Figura 6\_10 los perfiles  $\Sigma Af$  para los filtros V, R e I correspondientes al 24 de Enero, fecha posterior a la ocurrencia del outburst de Enero.

Estos perfiles tienen el comportamiento típico de los perfiles Afp cuando ha ocurrido un outburst, o sea, presentan un pico muy pronunciado donde los valores de Afp se han incrementado enormemente respecto a los valores del quiescente. El valor de dicho incremento depende de la intensidad del outburst.

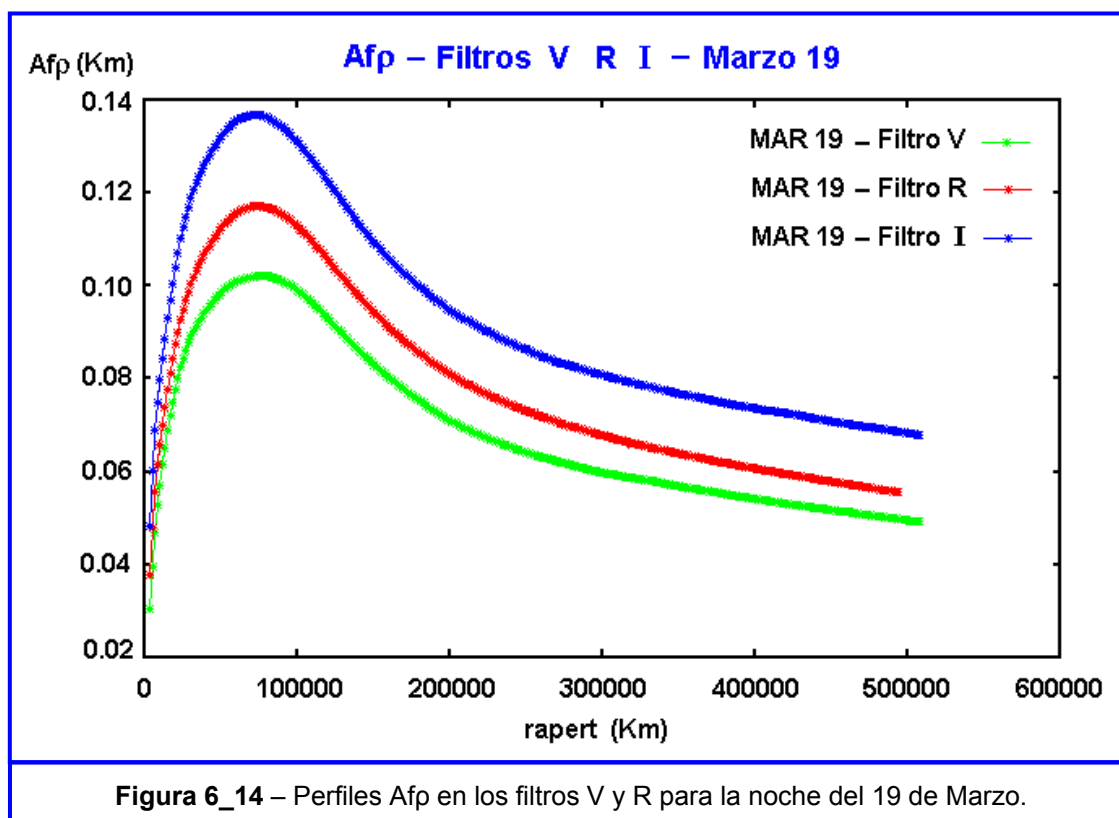
En rasgos generales los mantienen a una distancia constante uno del otro, excepto en el caso de los filtros R y V que se cruzan a grandes distancias cometocéntricas, esta superposición puede considerarse dentro de los márgenes de error.





**Figura 6\_13** – Representación de los valores de índice de color para anillos concéntricos en el rango 5 a 30 píxeles para la imagen R-I del 24 de Enero.

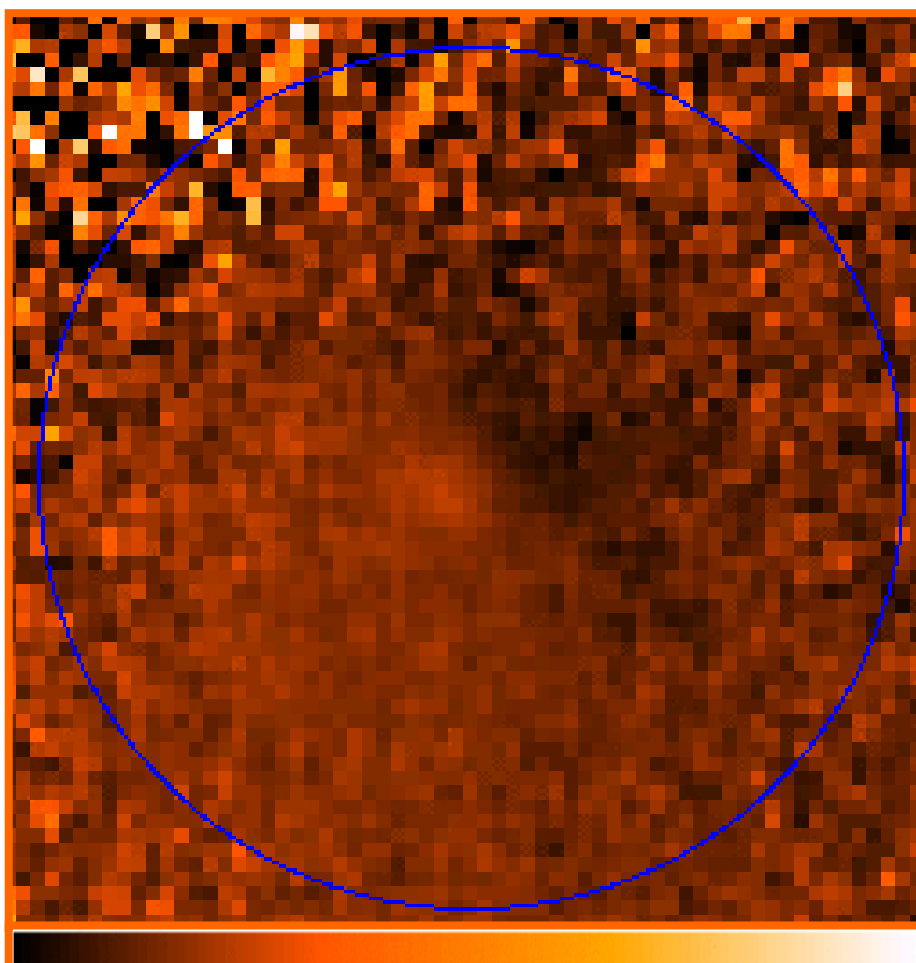
## Indice de color V – R y R –I para el 19 de Marzo de 1998



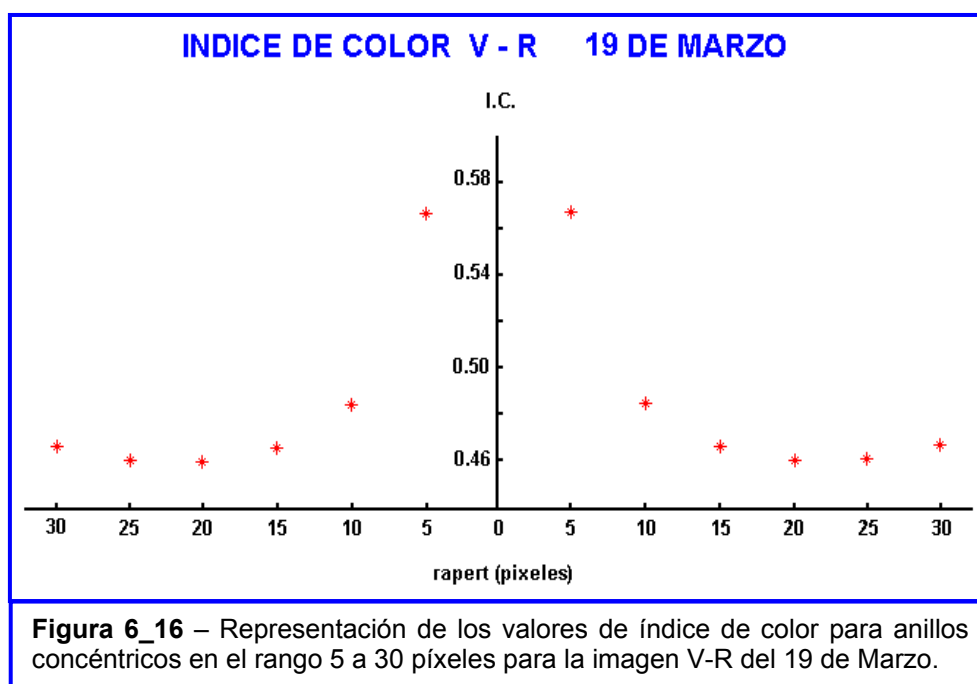
En la figura 6\_14 se observan los perfiles Af<sub>p</sub> para los filtros V, R e I correspondientes al 19 de Marzo, fecha posterior a la ocurrencia del outburst de Marzo.

Estos perfiles tienen el comportamiento típico de los perfiles Af<sub>p</sub> cuando ha ocurrido un outburst, o sea, presentan un pico muy pronunciado donde los valores de Af<sub>p</sub> se han incrementado enormemente respecto a los valores del quiescente. El valor del incremento no es tanto como en el caso de Enero, por un lado porque esta imagen del 19 de Marzo corresponde a varios días de transcurrido el evento del outburst y por otra parte por que el outburst de Marzo parece no haber sido tan intenso como el de Enero.

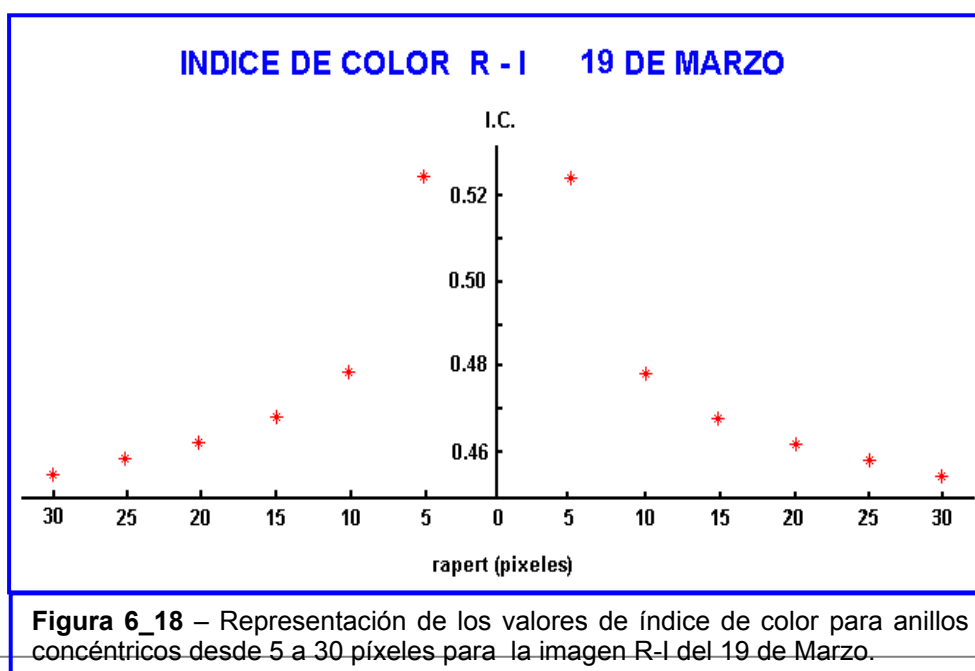
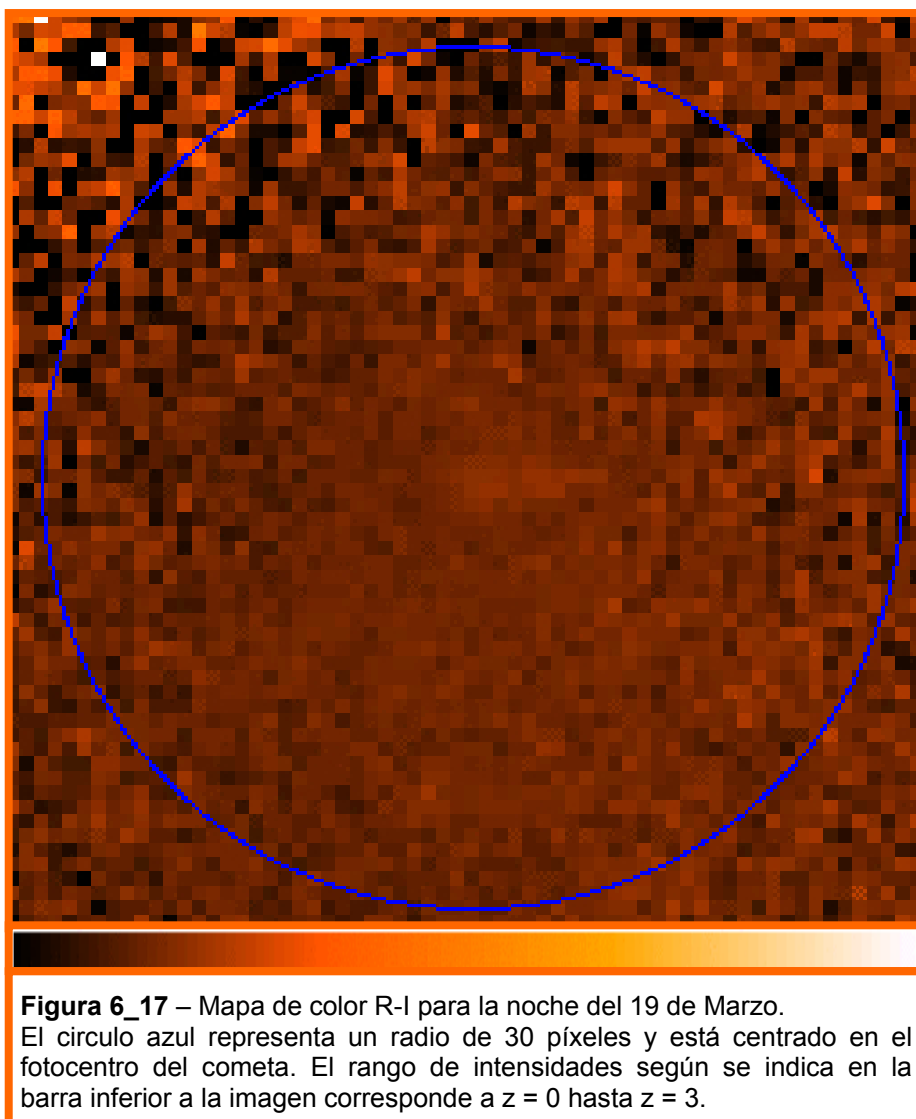
En rasgos generales los mantienen a una distancia constante entre un perfil y otro, en todos los casos el perfil I presenta valores mayores que el perfil R y a su vez éste presenta valores mayores que el perfil V.



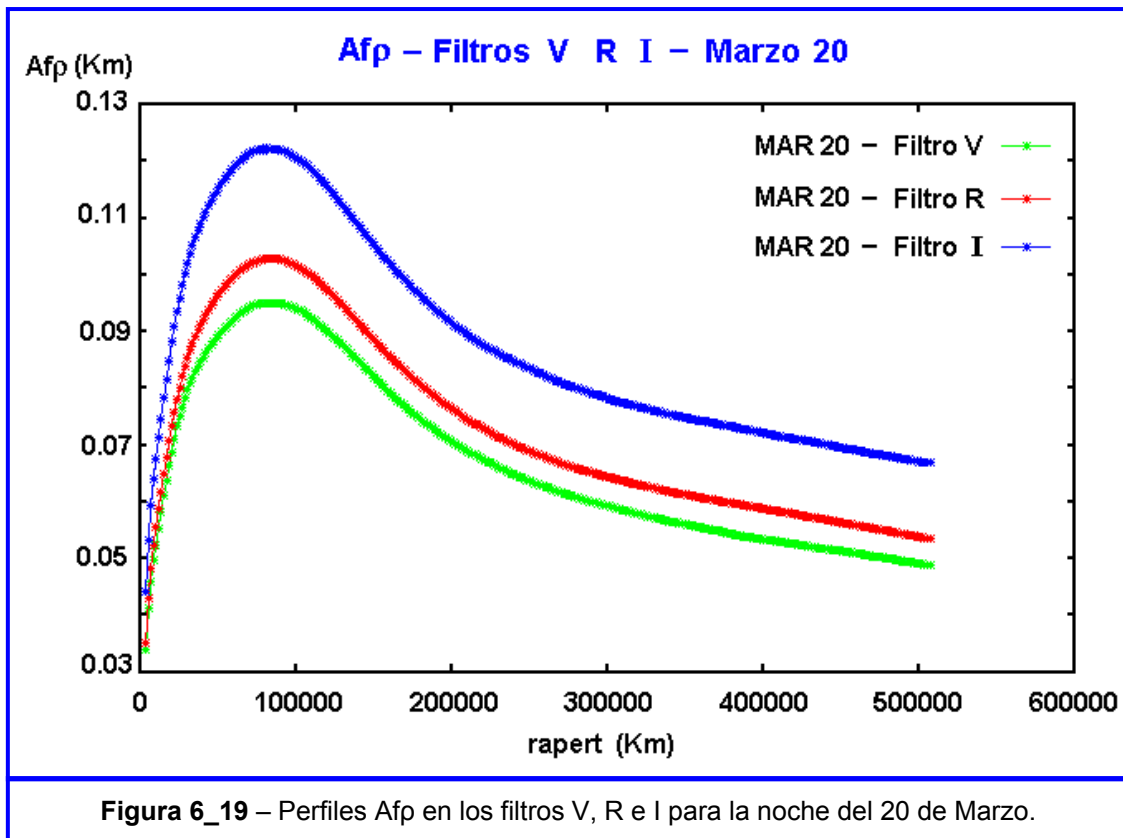
**Figura 6\_15** – Mapa de color V – R para la noche del 19 de Marzo.. El círculo azul representa tiene un radio de 30 píxeles y está centrado en el fotocentro del cometa. El rango de intensidades según se indica en la barra inferior a la imagen corresponde a  $z = 0$  hasta  $z = 3$ .



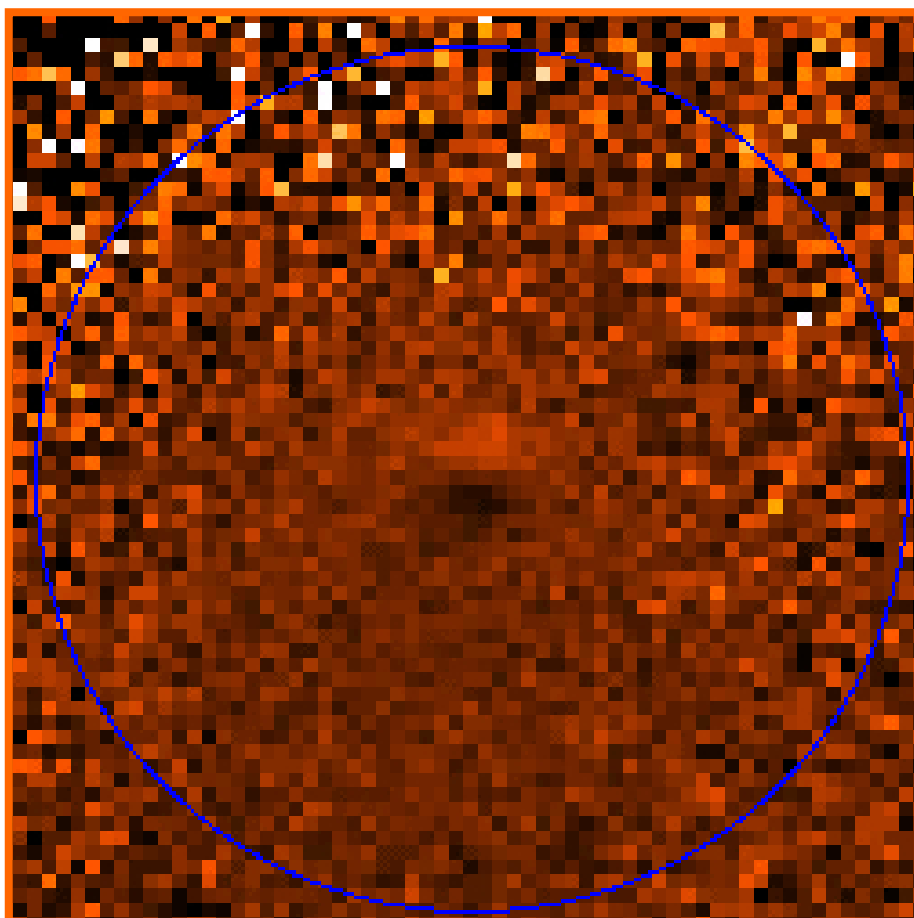
**Figura 6\_16** – Representación de los valores de índice de color para anillos concéntricos en el rango 5 a 30 píxeles para la imagen V-R del 19 de Marzo.



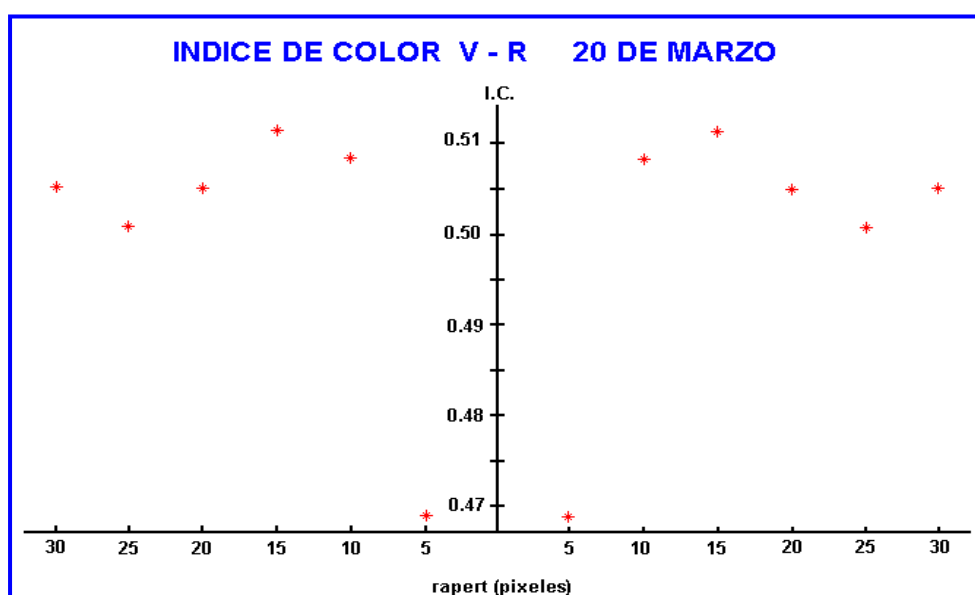
### Índice de color V – R y R – I para el 20 de Marzo de 1998



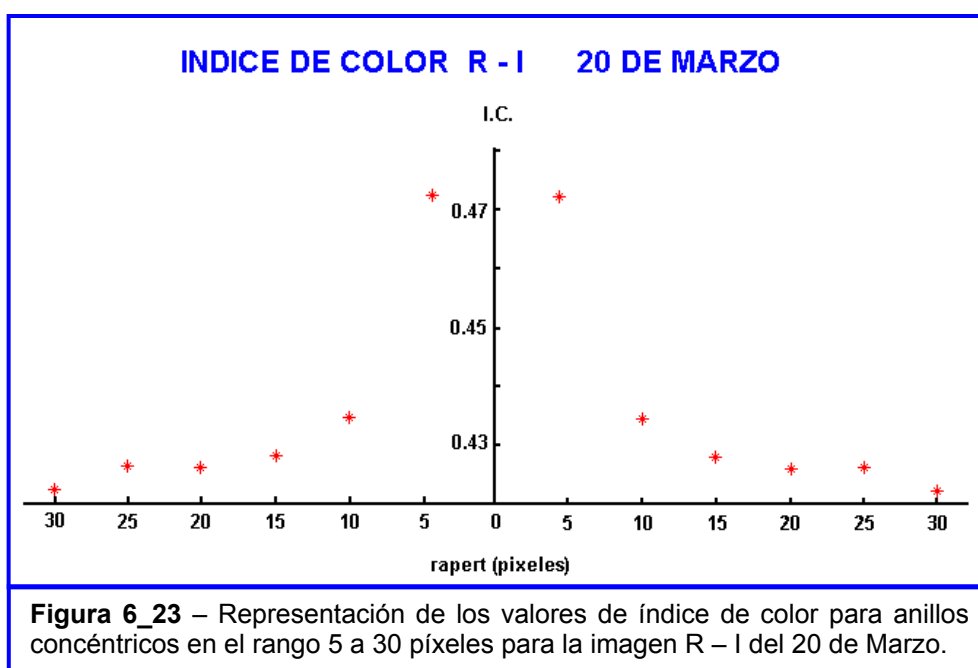
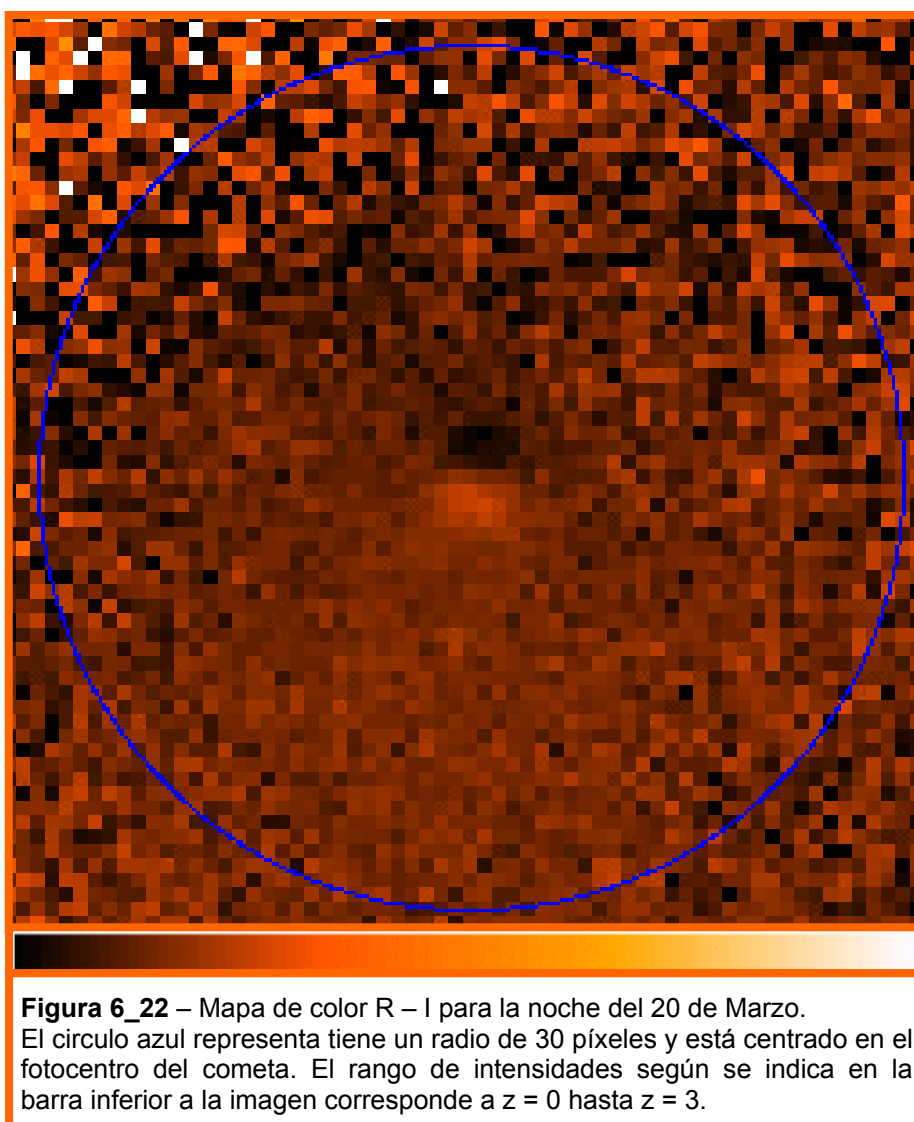
Los perfiles Afp tienen un comportamiento similar al de la noche anterior, (figura 6\_19), se observa que los máximos de estos perfiles han disminuido y por otra parte los perfiles son más anchos respecto a la noche anterior, todo esto se debe al movimiento del polvo hacia distancias cometocéntricas mayores.



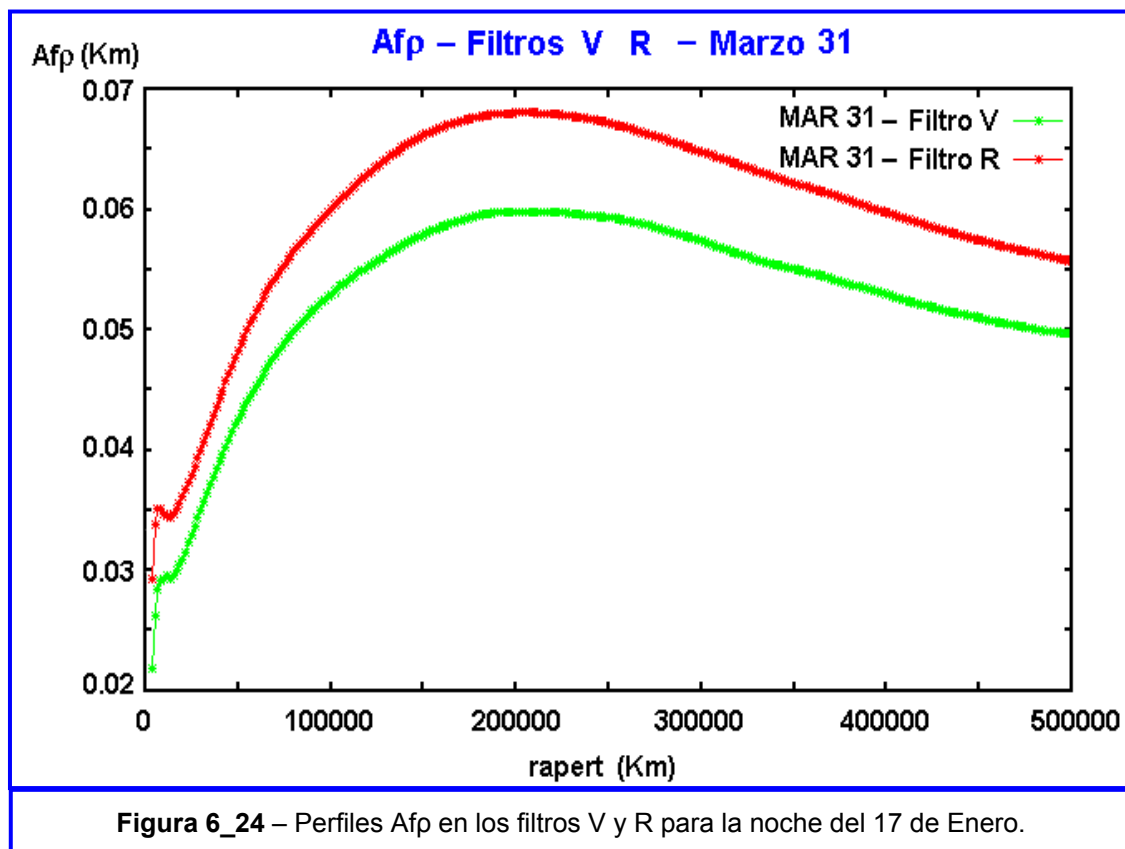
**Figura 6\_20** – Mapa de color V – R para la noche del 20 de Marzo. El círculo azul representa un radio de 30 píxeles y está centrado en el fotocentro del cometa. El rango de intensidades según se indica en la barra inferior a la imagen corresponde a  $z = 0$  hasta  $z = 3$ .



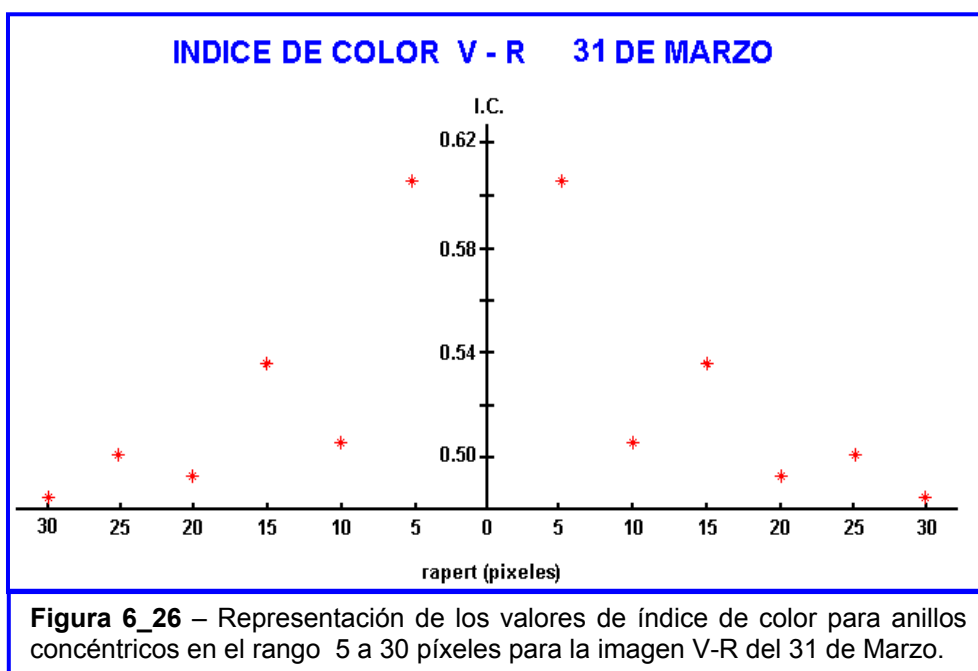
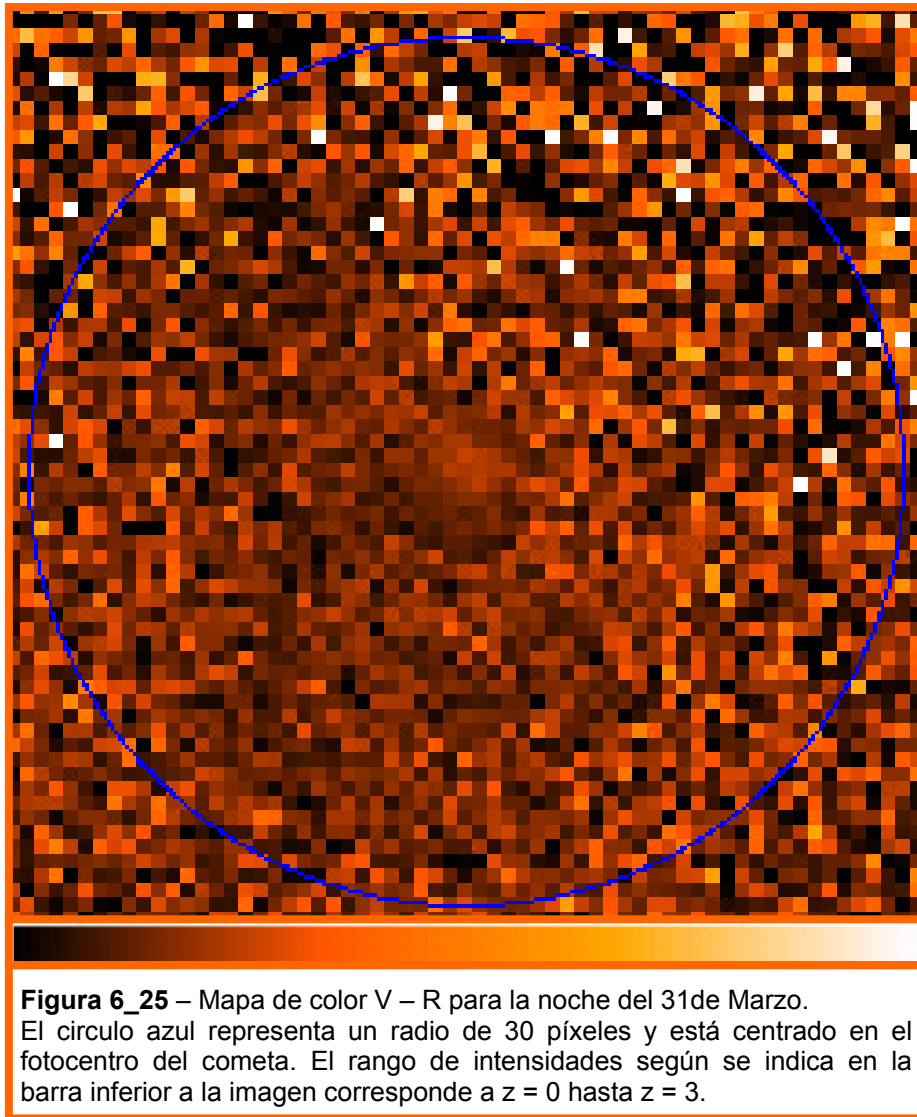
**Figura 6\_21** – Representación de los valores de índice de color para anillos concéntricos en el rango 5 a 30 píxeles para la imagen V-R del 20 de Marzo.



## Índice de color V – R para el 31 de Marzo de 1998



Nuevamente los perfiles Af<sub>p</sub> ,(figura 6\_24), muestran una evolución respecto al fecha anterior (20 de Marzo) como entre estas fechas ya han transcurrido aproximadamente 3 días y unos 7,2 días respecto al momento de ocurrencia del outburst, se observa que los perfiles han disminuido bastante su valor máximo a la vez que se continúan ensanchando, todo esto debido al movimiento del polvo alejándose del núcleo cometario.



En el caso del índice de color  $V - R$  se observa el siguiente comportamiento: en las noches del 17 y 18 de Enero el cometa se encontraba en estado quiescente, un radio de 30 píxeles para la noche del 17 de enero equivale a 58644 Km y a 58482 Km para la noche del 18 de Enero, estos valores son comparables por lo que las figuras 6\_4 y 6\_7 dan información sobre la misma región espacial en torno al núcleo. Cerca del núcleo el índice de color de las partículas es del orden de 0.50 esto representa partículas de mayor tamaño respecto a las observadas a distancias mayores las cuales tienen índices de color cada vez más bajo a medida que nos alejamos del núcleo, esto estaría representando partículas de menor tamaño que pueden mantenerse más lejos del núcleo, para las partículas más alejadas los valores de índice de color llegan hasta los valores solares. En el caso particular de la medida en el anillo de 5 píxeles del 18 de Enero, el valor del índice de color da muy bajo por lo que es probable que esta medida no sea confiable.

Las figuras 6\_3 y 6\_6 nos dan una información más detallada ya que allí puede observarse la distribución de índices de color, en ambos casos esta distribución parece ser bastante uniforme.

Para la noche del 24 de Enero, figuras 6\_10 y 6\_11, (aprox. 1.8 días luego de producido el outburst), el índice de color  $V - R$  promedio es del orden de 0.46 para las partículas que se encuentran más allá de los 10 píxeles (aprox. 19186 Km) y este valor se mantiene dentro de ese entorno hasta llegar a los 30 píxeles (aprox. 57558 Km.). Esto es un indicativo de partículas de pequeño tamaño que han sido eyectadas durante el outburst. Nuevamente el valor correspondiente a 5 píxeles sería poco confiable ya que indicaría partículas grandes próximas al núcleo, a no ser que las partículas más pequeñas ya se hayan movido a distancias cometocéntricas mayores y en regiones próximas al núcleo sólo sobreviven las partículas de mayor tamaño.

En este sentido parecería no haber contradicción con los valores de índice de color  $R - I$  para esta fecha, figuras 6\_12 y 6\_13, las partículas que se encuentran a más de 10 píxeles tienen un valor promedio de índice de color de 0.47 lo cual nuevamente representa partículas de pequeño tamaño, el valor correspondiente a 5 píxeles se mantiene alto, del orden de 0.52 lo cual representaría partículas de mayor tamaño próximas al núcleo.

En rasgos generales si se observa la figura 6\_10 podría decirse que las partículas de mayor tamaño se encuentran más próximas al núcleo mientras que a medida que nos alejamos del centro vamos encontrando partículas de menor tamaño, las cuales justamente debido a su pequeño tamaño pueden moverse a distancias mayores.

Ahora si se observa la figura 6\_12 podría deducirse el mismo comportamiento, lo que resulta un tanto inexplicable aquí es que los índices de color han disminuido respecto al 19 de Marzo y esto sería indicativo de partículas de menor tamaño. Es de suponer que estas variaciones estén comprendidas dentro de los rangos de error correspondientes.

Comprando las figuras 6\_3, 6\_6 y 6\_11, se observa que hay una mayor uniformidad en los valores de índice de color cuando el cometa está en estado quiescente que cuando ha pasado por un evento de outburst.

En la noche del 19 de Marzo, 4,3 días luego de producido el outburst, el anillo de 30 píxeles corresponde a una distancia de 50745 Km., figuras 6\_15 y 6\_16. El comportamiento en el índice de color promedio  $V - R$  es muy similar al del 24 de Enero, las partículas que se encuentran a más de 10 píxeles presentan un valor promedio de unos 0.46. Esto representa partículas de pequeño tamaño las cuales han sido liberadas durante el outburst. El valor de índice de color  $V - R$  a 5 píxeles presenta el mismo comportamiento que en el caso del 24 de Enero, por lo que parecería ser que se trata de un valor confiable y que estaría representando a las partículas de mayor tamaño que quedaron próximas al núcleo.

El comportamiento del índice de color  $R - I$ , figuras 6\_17 y 6\_18, también es similar al  $V - R$ , para un radio de 5 píxeles se obtiene un valor bastante alto, aprox. 0.52, lo cual indicaría partículas de gran tamaño que han permanecido cerca del núcleo. Luego a medida que nos alejamos el índice de color disminuye en forma continua desde 0.48 a 0.46 indicando la presencia de partículas de menor tamaño a medida que nos alejamos del centro del cometa.

Para la noche del 20 de Marzo, figuras 6\_21 y 6\_22, se observa que el índice de color  $V - R$  aumenta a un valor promedio de 0.51 lo cual representa partículas de mayor tamaño, esto sería representativo del movimiento de las partículas de menor tamaño hacia regiones más externas quedando cerca del núcleo las partículas de mayor tamaño. Nuevamente el valor correspondiente a 5 píxeles parece ser un valor espurio pues estaría indicando la presencia de partículas de pequeño tamaño en regiones muy próximas al núcleo.

En el caso del índice de color  $R - I$ , figuras 6\_23 y 6\_24, el comportamiento es similar al de la noche anterior excepto que los valores de índice de color disminuyen tanto en las regiones próximas al núcleo como en las regiones mas alejadas, estos resultado no son muy confiables pues estarían indicando una abundancia de partículas pequeñas las cuales es muy poco probable que se produzcan entre el 19 y 20 de Marzo.

Para el 31 de Marzo, figuras 6\_25 y 6\_26, el radio de 30 píxeles equivale a unos 50000 Km. los valores de índice de color parecen estar indicando una distribución de partículas de mayor a menor tamaño a medida que nos alejamos del núcleo, en particular el valor para 5 píxeles tiende al valor del quiescente mientras que en las regiones exteriores todavía se evidencia la presencia de partículas de menor tamaño aunque estas presentan más dispersión lo cual podría ser un indicador de la separación de partículas según tamaño a medida que nos alejamos del núcleo.

Las figuras 6\_15, 6\_17, 6\_20, 6\_22 y 6\_25 nos dan una mejor idea de la distribución de índices de color, puede observarse claramente que este índice no es uniforme en el sentido azimutal, esto se debe a la presencia de los jets dentro de la coma.

### 7.1 – Morfología: Filtro Azimutal

Según los resultados de los capítulos anteriores se ve que el cometa SW1 presentó dos eventos de outburst de gran intensidad. En estos casos la cantidad de polvo liberada es muy grande y por lo tanto lo que se observa en las imágenes es principalmente la luz solar reflejada por dicho polvo. Esto permite ver la forma general de la coma y si se presenta alguna asimetría aunque no es posible visualizar si existen estructuras dentro de la coma.

Actualmente existen muchos métodos que permiten manejar las imágenes obtenidas de forma de poder resaltar ciertas características dentro de ésta coma de polvo. En particular, por ejemplo puede interesar determinar si el fenómeno del outburst es un fenómeno que comienza en una región determinada de la superficie o si se trata de un fenómeno que abarca toda la superficie del cometa.

Para estudiar la morfología y resaltar las estructuras de la coma, se eligió un filtro llamado de renormalización azimutal. Éste consiste en crear una máscara de anillos concéntricos al fotocentro del cometa, donde a cada anillo se le asigna el valor promedio de la imagen original en dicho anillo. Al substraer ésta máscara de la imagen original se logra reducir el gradiente en la dirección radial de la imagen y se obtiene una imagen final donde lo que se ve son las estructuras que sobresalen sobre dicho valor promedio (Larson 1992)

Básicamente tenemos:

$I_0(r, \theta)$  imagen original.

$\frac{\sum I(r)}{n}$  suma del valor de todos los píxeles que caen dentro de un anillo de radio  $r$  dividido entre el número  $n$  de píxeles que caen dentro de ese anillo.

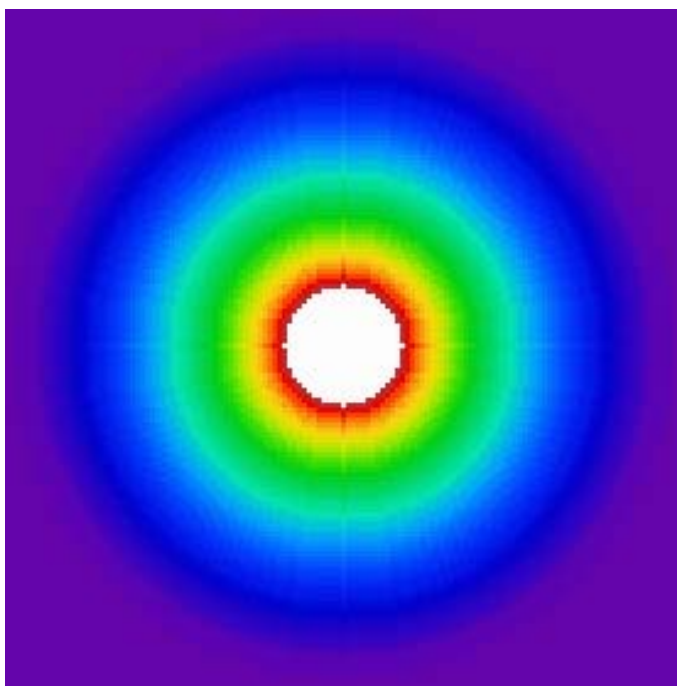
$I(r, \theta)$  imagen de salida.

Y se busca obtener una imagen donde:

$$I(r, \theta) = I_0(r, \theta) - \frac{\sum I(r)}{n} \quad (7\_1)$$

Se implemento un script en IRAF que construye una máscara para cada imagen, luego esta imagen máscara es restada de la imagen original. Para la construcción de la máscara se tomaron 70 anillos de ancho 1 píxel, centrados en el fotocentro del cometa.

De esta forma se pretende lograr destacar las posibles estructuras en la zona más interna de la coma.

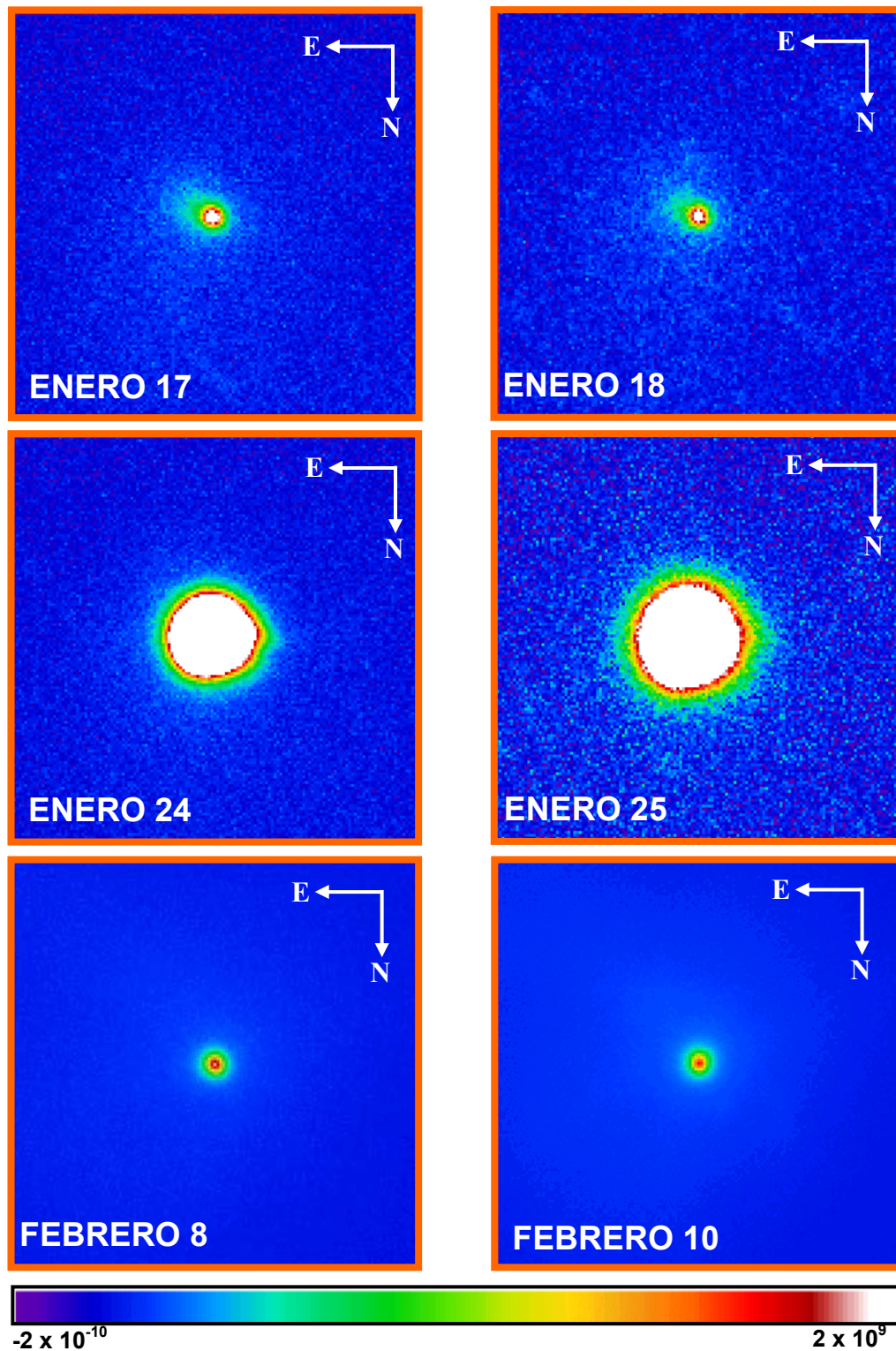


**Figura 7\_1** – Ejemplo de la máscara correspondiente a la imagen del 31 de Marzo.

En la Figura 7\_1 se muestra un ejemplo de una de las máscaras obtenidas, se observa que el promedio en los píxeles centrales es mayor y que a medida que nos alejamos radialmente el promedio en los anillos va decayendo, esto se corresponde perfectamente con el hecho de que a medida que nos alejamos radialmente del fotocentro del cometa la cantidad de polvo es menor y por lo tanto también lo es el promedio.

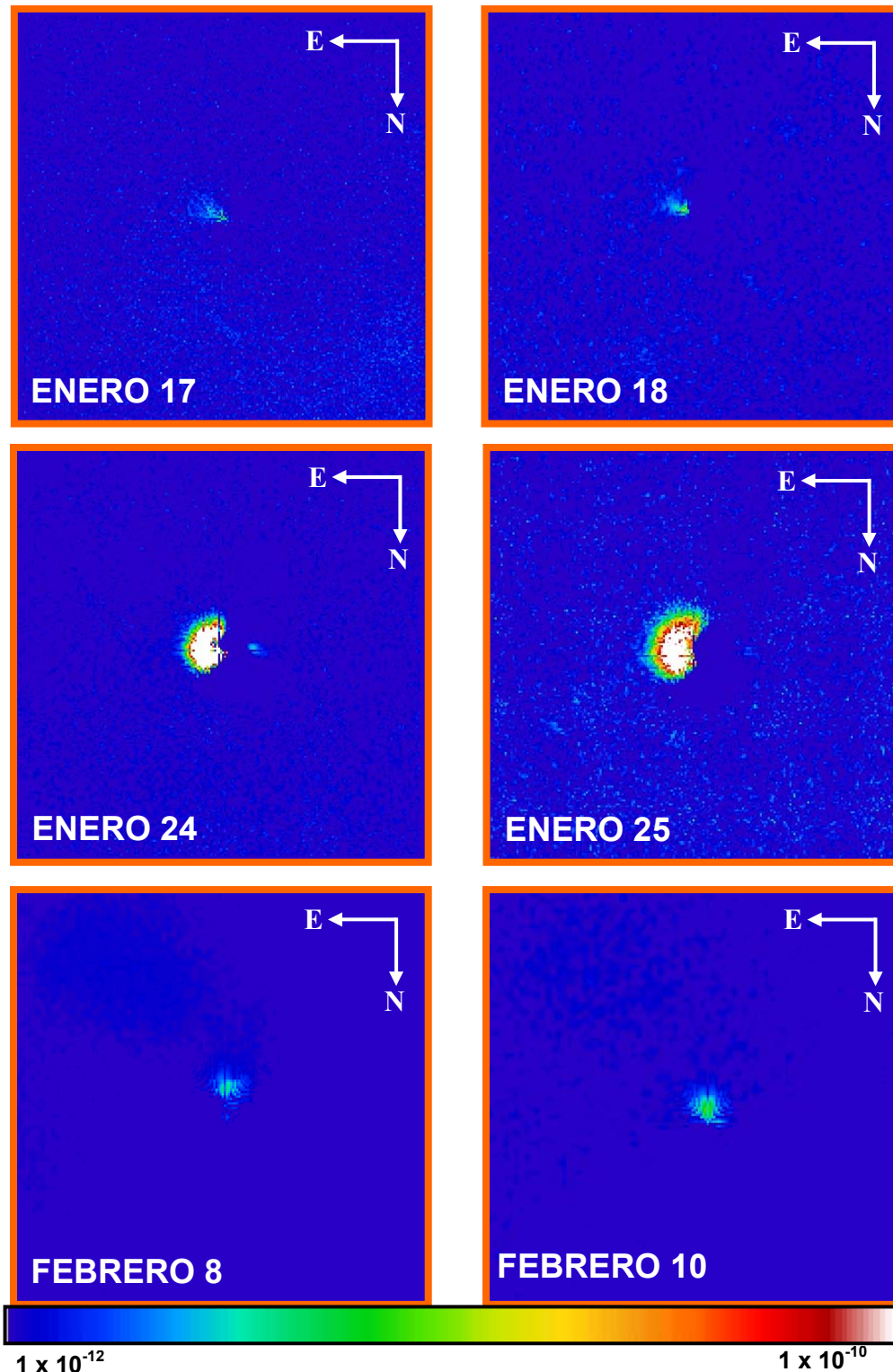
Todas las máscaras obtenidas presentan un aspecto similar al de la Figura 7\_1, sólo que obviamente cambian los valores de los promedios en cada anillo.

## 7.2 – Filtrado de las imágenes de Marzo - Abril



**Figura 7\_2** – Imágenes correspondientes al filtro R para Enero y Febrero. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado, además están desplegadas en la misma escala de valores de flujo calibrado [ $-2 \times 10^{-10}$ ,  $2 \times 10^9$ ]

En la Fig 7\_2 se muestran las imágenes calibradas obtenidas con el filtro R durante enero y Febrero de 1998 antes de aplicado el filtro. En la Fig. 7\_3 se muestran los resultados obtenidos de la aplicación de la máscara de renormalización azimuthal.



**Figura 7\_3** - Resultado de la aplicación del filtro de renormalización azimuthal a las imágenes de Enero y Febrero. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y se muestran en un rango mismo rango [ $1 \times 10^{-12}$  –  $1 \times 10^{-10}$ ] para una mejor visualización.

Para el análisis morfológico es importante recordar que en el caso de todas las observaciones presentadas en este trabajo el ángulo de fase del cometa es muy pequeño o sea que la dirección al Sol sería aproximadamente perpendicular saliente respecto a la imagen.

Las imágenes del 17 y 18 de Enero, corresponden a 5 y 6 días previos a la ocurrencia del outburst, según lo calculado en el capítulo 4. También según lo visto en dicho capítulo se observa que el cometa está en estado quiescente (ver Fig 4\_24 y 4\_25).

En las imágenes no filtradas correspondientes a estas fechas se observa una condensación central intensa rodeada de una coma muy débil, se observa que esta coma presenta un pequeño alargamiento en la dirección SE.

En las imágenes del 24 y 25 de Enero, dos y tres días posteriores a la ocurrencia del outburst, la actividad es evidente ya que el tamaño de la coma ha aumentando enormemente. En estas fechas se observa que la coma presenta un aspecto bastante uniforme y circular, la emisión es muy anular y simétrica en todos los sentidos sin ningún rasgo evidente de asimetría. La coma se expande desde el 24 al 25 de Enero lo cual corresponde el movimiento de expansión del polvo.

En las imágenes del 8 y 10 de Febrero (16 y 26 días luego de ocurrido el outburst) la coma tiene un aspecto perfectamente circular y es nuevamente muy débil, la condensación central prácticamente ha desaparecido en comparación con lo que se observa en las imágenes del 17 y 18 de Enero.

A continuación se analizan los resultados de la aplicación del filtro de renormalización azimutal a cada una de las imágenes anteriores (ver Fig. 7\_3).

En las imágenes del 17 y 18 de Enero, se observa una estructura muy débil en la dirección SE, esto concuerda con lo observado en la imagen sin filtrar y a su vez podría ser un indicativo de que el cometa tiene una actividad que produce una estructura en forma de abanico incluso en fase quiescente como ya fue reportado por Stansberry et al (2004).

En el caso de las imágenes del 24 y 25 de Enero se observa que hay una eyección de material la cual es más fuerte en la dirección SE. Produciendo una estructura en espiral. Esta se produce en la misma dirección de la observada en las imágenes del 17 y 18 de Enero. Esta eyección que es de gran magnitud parece bien localizada en una zona del cometa, lo cual concuerda con la idea en la superficie del núcleo. La estructura espiral, que claramente se expande entre el 24 y el 25, si se produce en una región activa indica el sentido de rotación del cometa, siendo en este caso en sentido horario.

En las imágenes del 8 y 10 de Febrero, ya no se observan estructuras, solo una muy débil condensación central. Como ya han transcurrido muchos días desde la ocurrencia del outburst el jet original se ha expandido y diluido y no es visible en las imágenes. En la parte central no es posible distinguir nada del polvo que fue eyectado en dicho evento pues la nube de polvo ya está muy separada del núcleo.

### 7.3 – Filtrado de las imágenes de Marzo - Abril

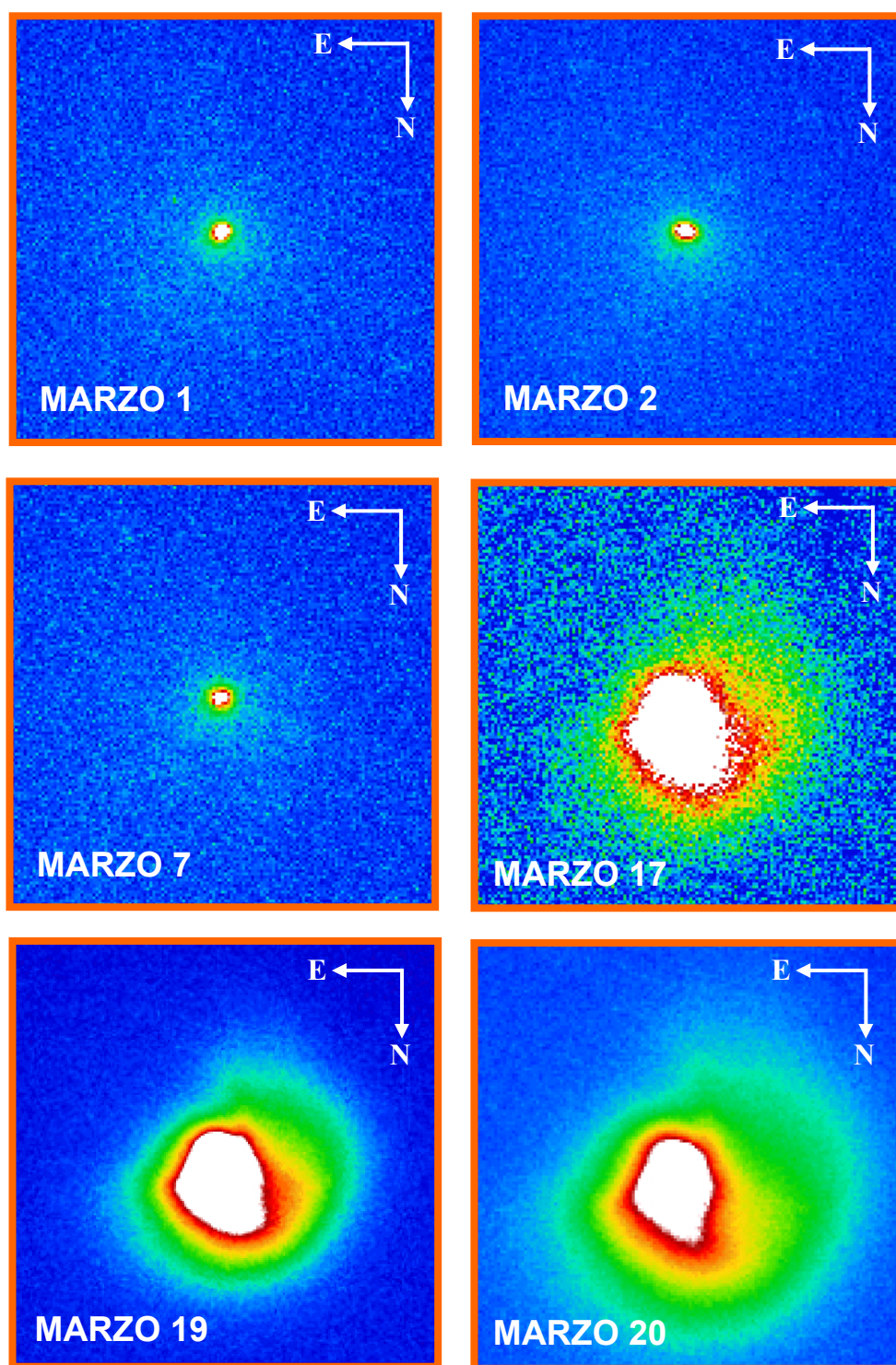
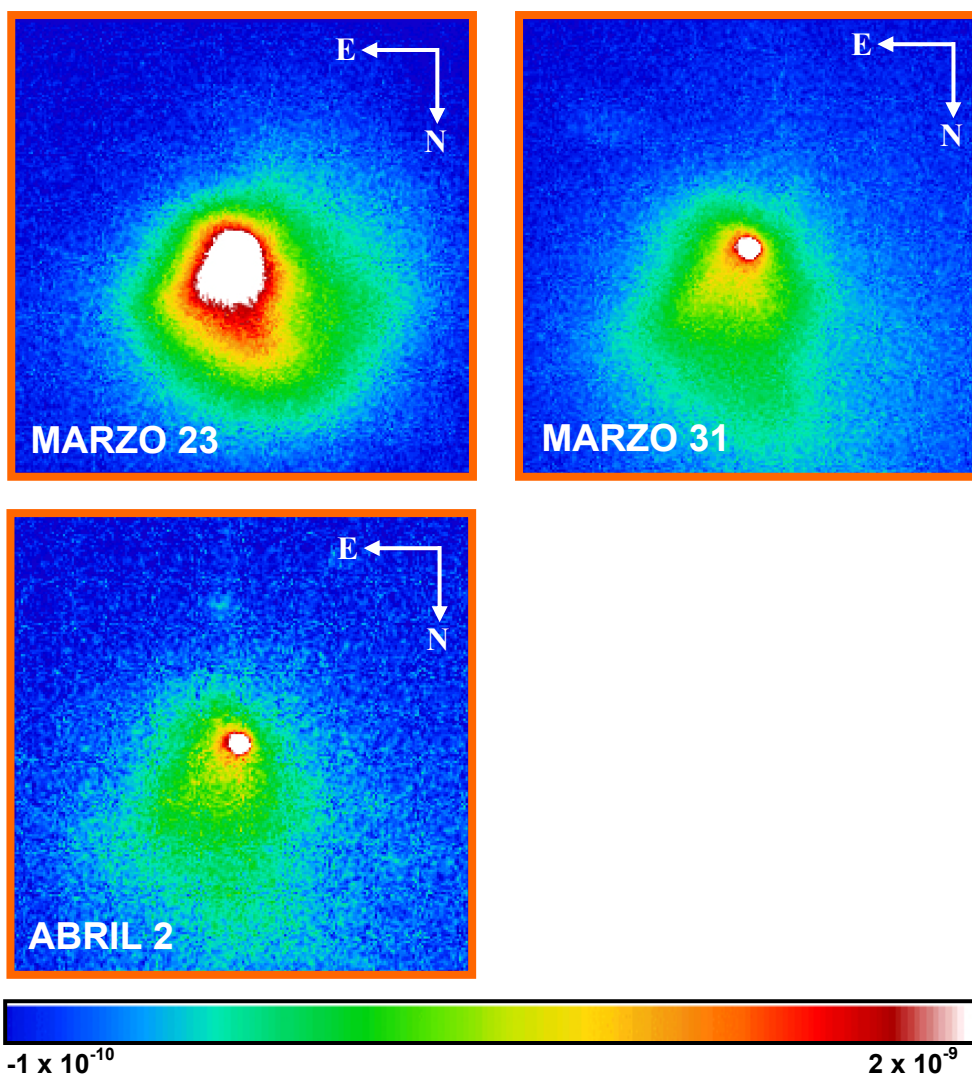
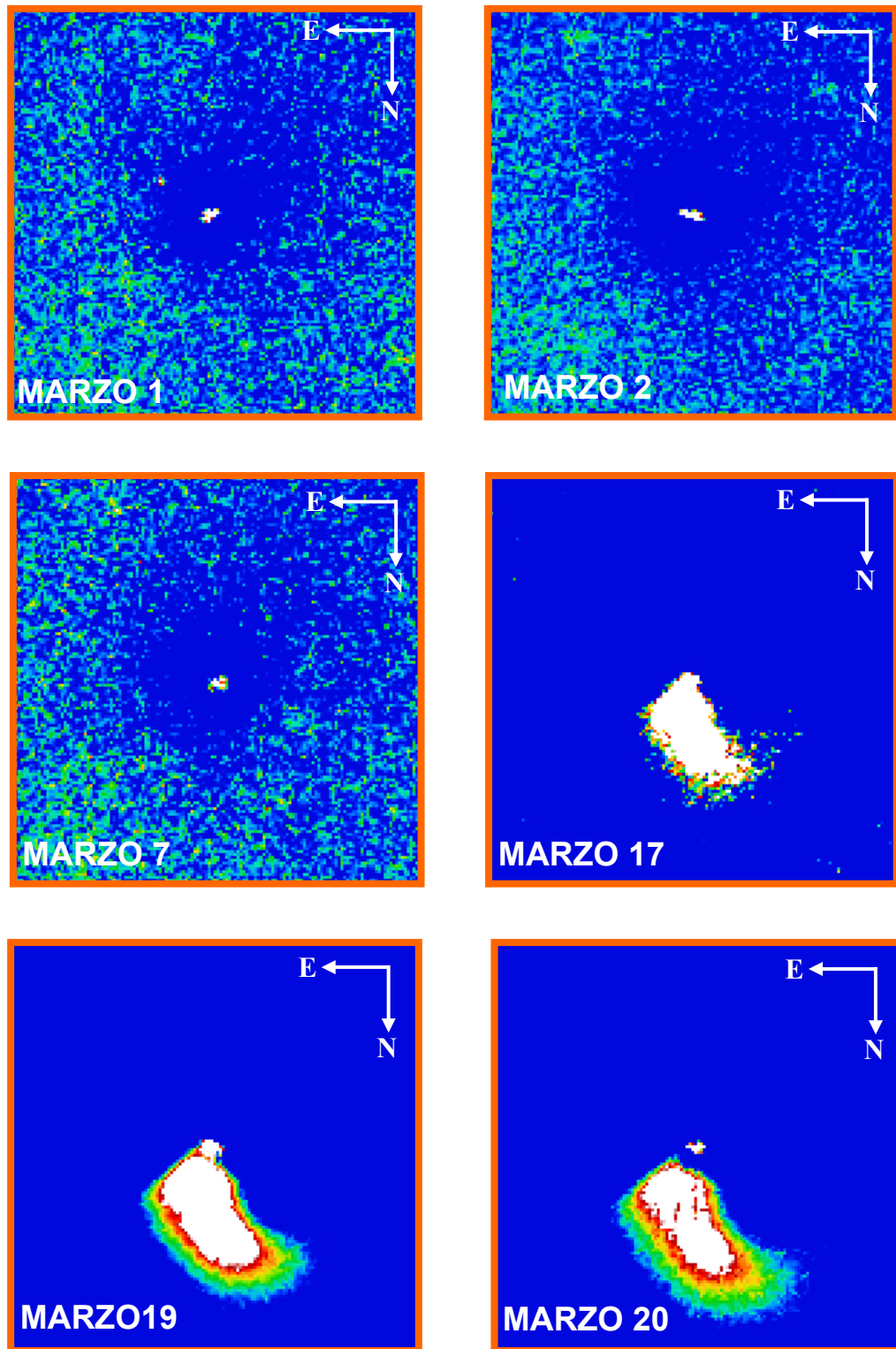


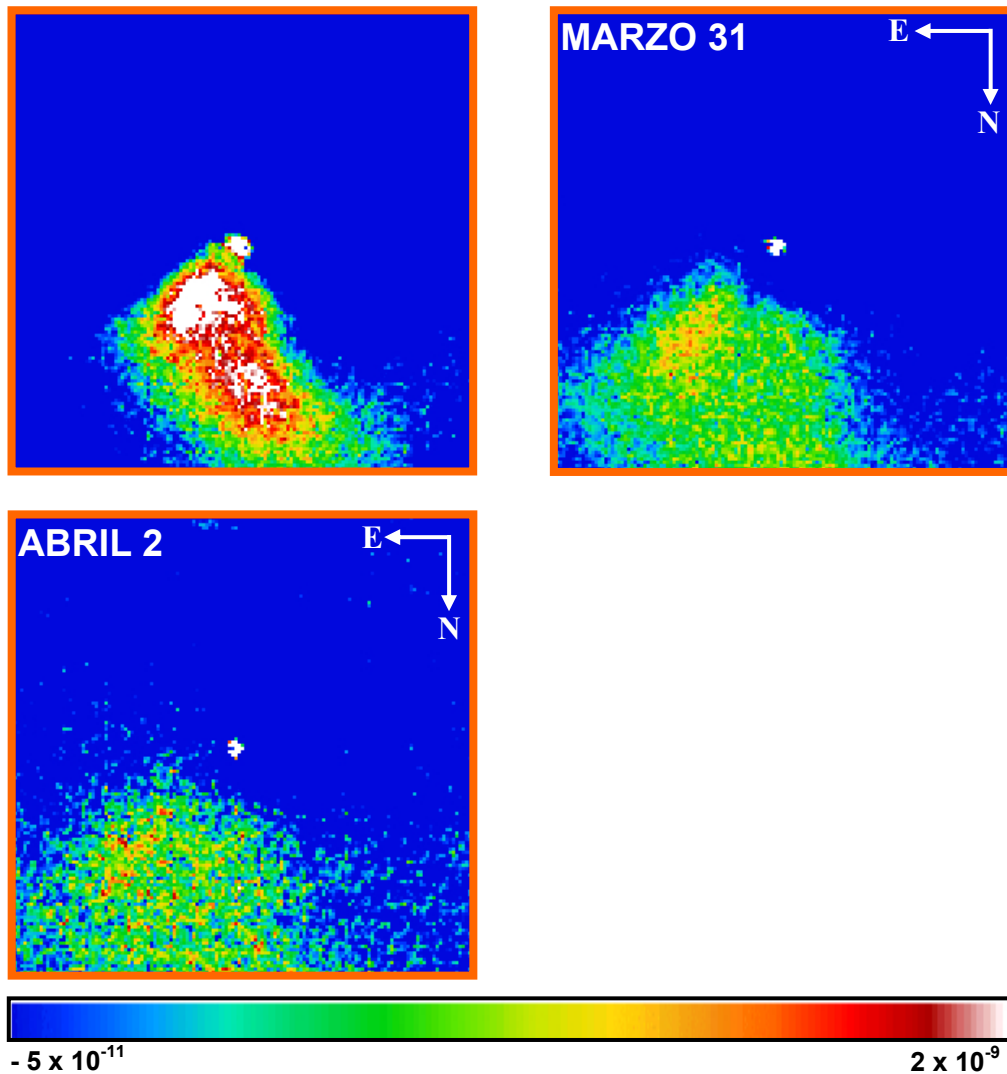
Figura 7\_4 – Continúa en la próxima página



**Figura 7\_4** - – Imágenes correspondientes al filtro R para Marzo y Abril. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y están desplegadas en una escala de valores  $[-1 \times 10^{-10}, 2 \times 10^{-9}]$



**Figura 7\_5** – continúa en la página siguiente.



**Figura 7\_5** – Resultado de la aplicación del filtro de renormalización azimutal a las imágenes de Marzo y Abril.  
 Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y están desplegadas en una escala de valores [  $-5 \times 10^{-11}$  ,  $2 \times 10^{-9}$  ].

En las imágenes de la figura 7\_4 correspondientes a las fechas 1, 2 y 7 de Marzo (entre 12 y 6 días previos al outburst) el cometa se encuentra en estado quiescente presentando únicamente una coma muy débil donde se observa una condensación central y luego una coma bastante simétrica que va disminuyendo de intensidad a medida que nos alejamos del cometa.

En la imagen del 17 de Marzo se observa que ha ocurrido un outburst de gran magnitud presentándose una coma muy grande y muy intensa. También es muy notorio que en este caso, a diferencia del outburst anterior, la coma no presenta ninguna simetría, sino que ya desde el principio se nota claramente la forma de abanico cuyo eje principal estaría en la dirección NW.

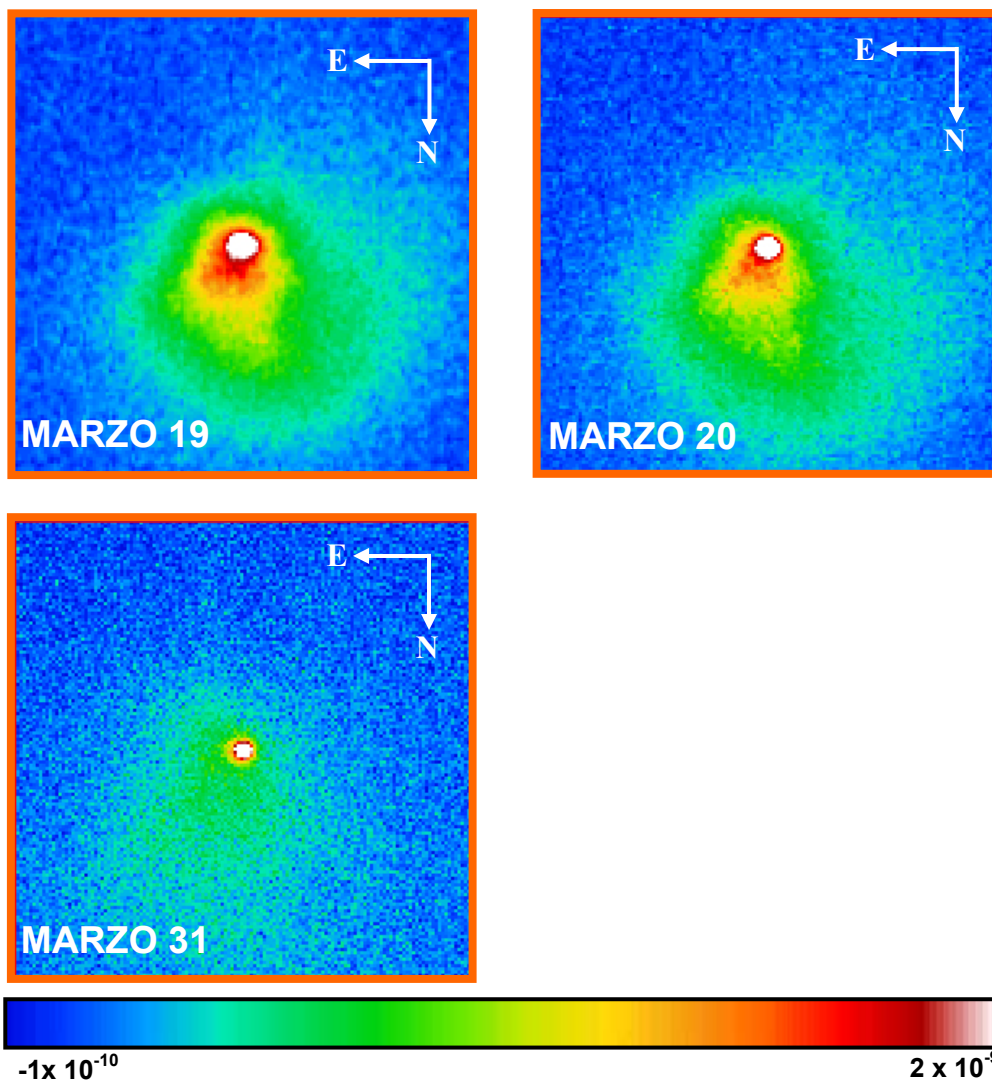
En las fechas posteriores se observa que la coma va aumentando de tamaño y su intensidad va disminuyendo a medida que el polvo se expande y a su vez la estructura en abanico y en espiral va rotando en sentido antihorario.

En la Fig. 7\_5 se muestran los resultados obtenidos de la aplicación de la máscara de renormalización azimutal a las imágenes de Marzo y Abril

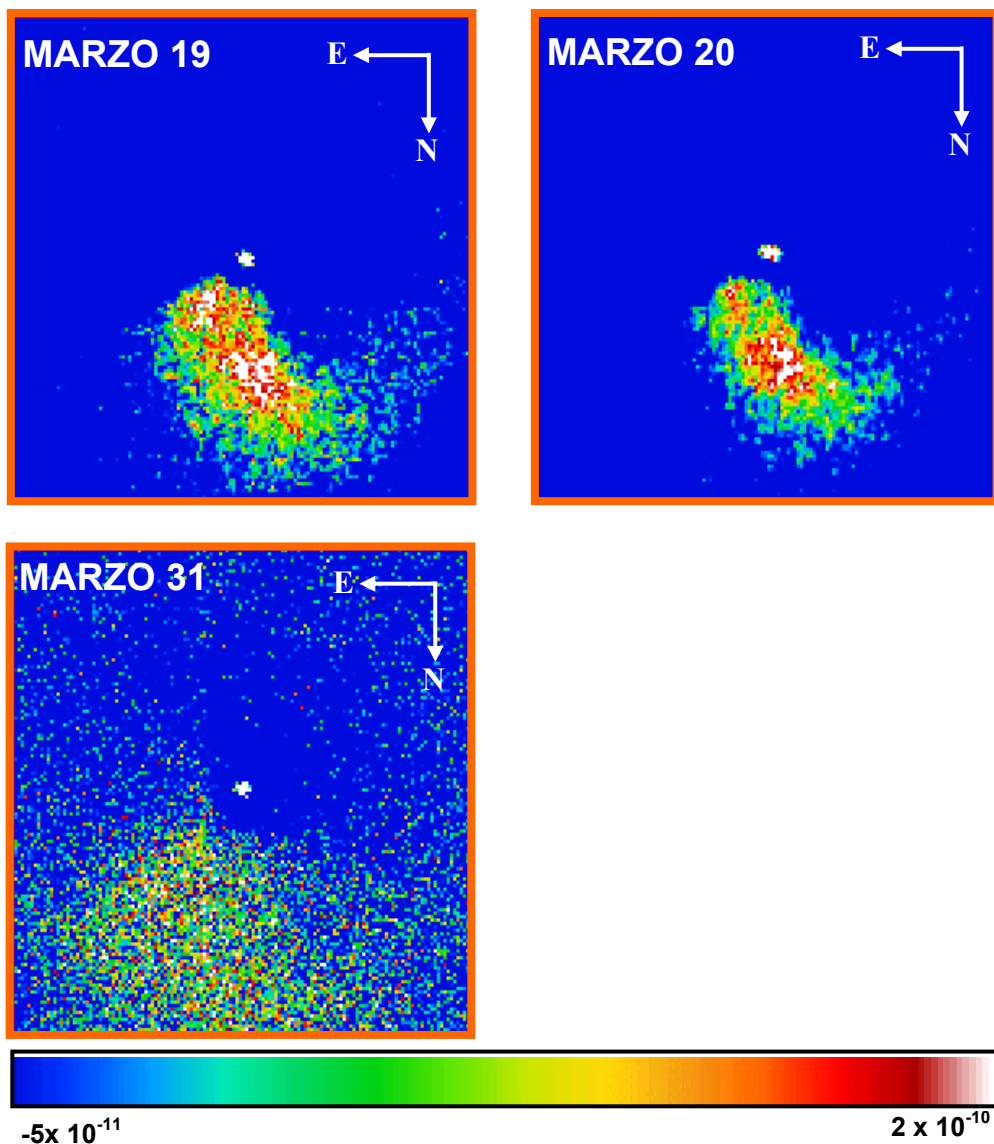
En las imágenes del 1, 2 y 7 de Marzo no se observan estructuras en la imagen filtrada lo cual se corresponde con un cometa en estado quiescente con una coma muy débil que lo rodea y que desaparece completamente al aplicarle el filtro. Se nota que el cometa es muy débil pues en las imágenes resalta mucho el ruido de fondo.

Sin embargo en la imagen de Marzo 17 se nota claramente que la estructura del cometa ha cambiado de forma drástica, se observa una eyección de gran cantidad de material en la dirección NW que va tomando una forma de abanico en sentido antihorario. En las imágenes posteriores se observa la evolución de dicha eyección, en principio la cantidad de polvo se expande manteniéndose la forma de la estructura, comparar 17 de Marzo y 19 de Marzo. Luego la estructura sigue manteniendo su forma pero desplazándose a distancias cometocéntricas cada vez mayores. Se observa que a medida que el polvo se expande el brillo de la estructura decrece y el jet termina desconectado de la estructura central.

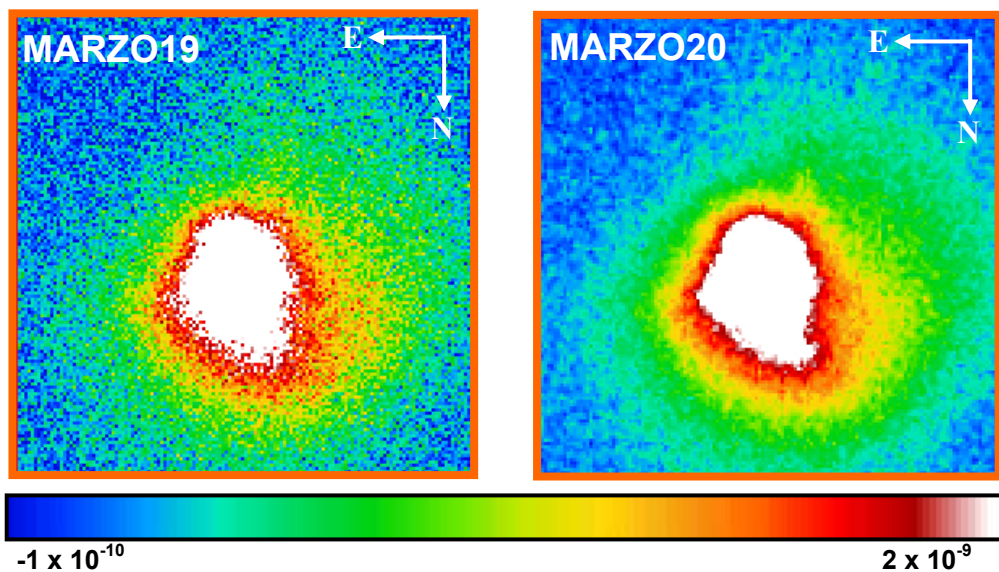
Según los resultados del capítulo 4 podría decirse que ambos outburst son similares tanto en lo que respecta a la velocidad media y la velocidad máxima de las partículas eyectadas. Sin embargo en cuanto a la cantidad de polvo eyectado los valores indican que la cantidad de polvo producida en el outburst de Enero – Febrero es del orden de 2.14 veces mayor que la cantidad de polvo eyectada en el outburst de Marzo – Abril.



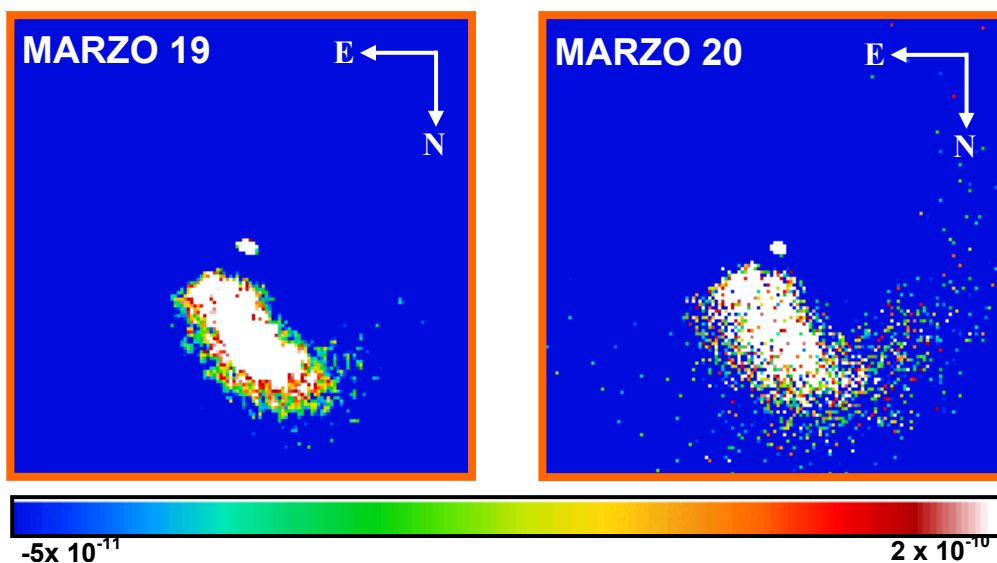
**Figura 7\_6** – Imágenes correspondientes a las fechas trabajadas de Marzo, filtro V. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y desplegadas en una escala de valores  $[-1 \times 10^{-10}, 2 \times 10^{-9}]$



**Figura 7\_7** - Resultado de la aplicación del filtro de renormalización azimutal a las imágenes de Marzo filtro V. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y se muestran en un rango  $[-5 \times 10^{-11}, 2 \times 10^{-10}]$ .



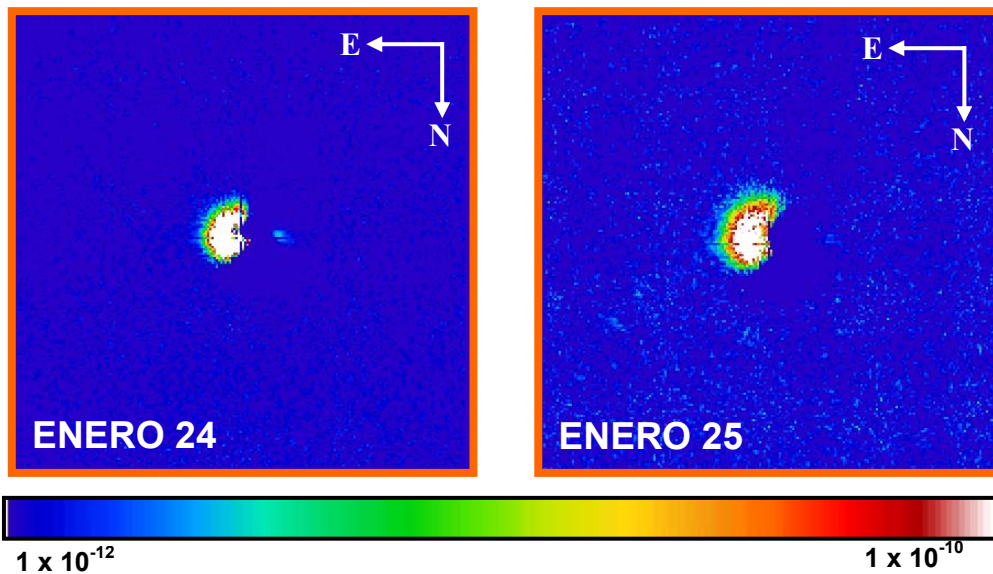
**Figura 7\_8** - Imágenes correspondientes a las fechas trabajadas de Marzo, filtro I. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y desplegadas en una escala de valores  $[-1 \times 10^{-10}, 2 \times 10^{-9}]$ .



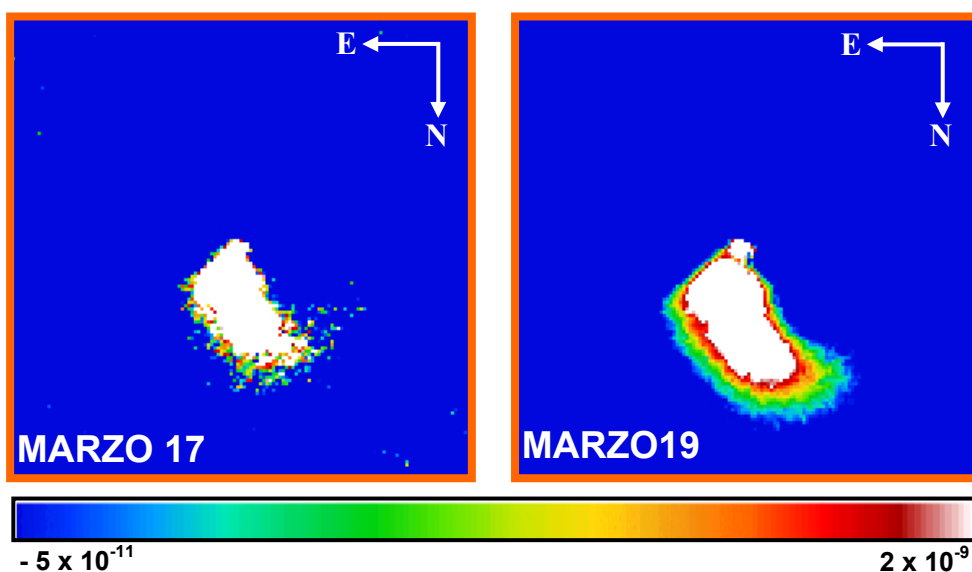
**Figura 7\_9** - Resultado de la aplicación del filtro de renormalización azimutal a las imágenes de Marzo filtro I. Todas las imágenes están escaladas a la misma escala de píxel (1 píxel = 1954.8 Km.) y tienen un tamaño de 200 x 200 píxeles o sea 390960 Km. de lado y se muestran en un rango  $[-5 \times 10^{-11}, 2 \times 10^{-10}]$ .

Si comparamos las dos imágenes más próximas al outburst de las que se dispone, o sea 24 y 25 de Enero y 17 y 19 de Marzo, se nota que hay una clara diferencia en la estructura de las eyecciones presentadas.

En el caso del 24 y 25 de enero lo que vemos es una espiral girando en sentido horario y en el caso del 17 y 19 de Marzo lo que vemos es otra que forma un abanico que se desparrama en sentido antihorario. Esto parece contradecir el hecho de que el cometa tiene su eje siempre apuntando hacia el Sol y un sentido de giro determinado. Lo que estas imágenes nos pueden estar indicando es que sí lo que estamos viendo es un jet espiral por rotación entonces tiene que haber habido algún tipo de precesión del eje que varía en un lapso de tiempo muy lo cual hace que un jet se vea girando en distintas direcciones es un caso y otro.



**Figura 6\_7** – Imágenes más próximas a la ocurrencia del outburst durante las observaciones de Enero – Febrero.



**Figura 6\_8** – Imágenes más próximas a la ocurrencia del outburst durante las observaciones de Marzo – Abril.

### Conclusiones y Discusión

Si bien se utilizaron dos métodos de calibración los resultados obtenidos para todas las imágenes analizadas da una diferencia promedio entre ellos de un  $0.8 \pm 0.4 \%$ , esto justifica el hecho de utilizar el método alternativo de calibración con catálogo para las noches no fotométricas.

El análisis visual de las imágenes permitió determinar claramente que en algunas de ellas el cometa presentaba un claro estado de outburst, por ello a partir de las imágenes disponibles se armaron dos conjuntos de forma de cubrir noches previas y posteriores al outburst.

Si bien estrictamente debería tenerse en cuenta el hecho de que el espectro cometario consiste en la radiación solar dispersada por el núcleo y los granos de polvo de la coma además de la emisión debida a radicales de gas de la coma y que estas componentes deberían separarse a fin de poder realizar una correcta fotometría de la coma; sin embargo, la emisión gaseosa depende más fuertemente de la distancia heliocéntrica que la emisión del continuo debida al polvo, se considera que generalmente que cometas que se encuentran a distancias heliocéntricas mayores a 3 U.A. presentan únicamente un espectro continuo y pueden utilizarse filtros de banda ancha con el objetivo de estudios fotométricos. (Jewitt 1991)

Para el análisis de las imágenes correspondientes al estado quiescente se determinó en primer lugar el hecho de que en este estado el cometa presenta una coma canónica. Para ello se analizó una noche en la cual el cometa se encontraba en estado quiescente (Figura 4\_3) y se buscó verificar si el perfil de la coma se ajusta a un perfil  $\propto \frac{1}{\rho}$ , para ello se realizó el ajuste de la curva mediante una función  $\frac{k}{\rho^\alpha}$ . El resultado obtenido da un valor de  $\alpha = 1.0249$  con un coeficiente de correlación  $r = 0.99994$ .

Estos resultados justifican asumir que el perfil de brillo de la coma se ajusta al modelo canónico cuando el cometa se encuentra en estado en quiescente y por lo tanto sabemos que en ese caso los perfiles  $A_{fp}$  deben ser constantes a distancias cometocéntricas donde no afecte la contribución del núcleo ni el perfil de seeing.

Para la determinación del nivel del estado quiescente se graficó el perfil  $A_{fp}$  para distintas aperturas, ver Figuras 4\_4, 4\_6, 4\_8, 4\_10 y 4\_12. Según el modelo propuesto por A'Hearn, para el caso de una coma uniforme radialmente homogénea, lo cual es de esperar en una coma “vieja” como es la que corresponde a los estados quiescentes del cometa. Entonces se busca en estos perfiles la zona para la cual se cumple la condición de horizontalidad y de esa forma se determina el nivel correspondiente al quiescente.

En el caso de las imágenes de Diciembre se trabajó con 2 noches de observación en el filtro V y 12 en el filtro R. En las noches del 5 y 10 de Diciembre el cometa se encontraba en estado quiescente lo cual permitió determinar su nivel “normal de actividad”.

En las Figuras 4\_4 a 4\_7 se observa que los primeros píxeles se desvían bastante de una constante, esto se debe a que para aperturas muy pequeñas la variación de seeing afecta las mediciones y en este caso no se realizaron correcciones de seeing.

En el caso de las imágenes de Enero – Febrero se trabajó con 9 noches de observación en el filtro V y 15 noches de observación en el filtro R. En las noches del 17 y 18 de Enero el cometa se encontraba en estado quiescente lo cual permitió determinar su nivel “normal de actividad”.

En las Figuras 4\_8 a 4\_11 se observan los perfiles obtenidos los cuales muestran en los primeros píxeles el mismo comportamiento observado en Diciembre.

Para las imágenes de Febrero se trabajó con 4 noches de observación correspondientes al filtro R. En estas noches el cometa estaba en estado quiescente por lo que se realizó el mismo procedimiento descrito anteriormente a fin de determinar el nivel de inactividad del cometa, ver Figuras 4\_12 y 4\_13.

En el caso de las imágenes de Marzo se trabajó con 9 noches de observación. En las noches del 1, 2 y 7 de Marzo el cometa estaba en estado quiescente por lo que se realizó el mismo procedimiento descrito anteriormente a fin de determinar el nivel de inactividad del cometa, ver Figuras 4\_14 y 4\_15.

En todos los casos se verifica lo propuesto por Jewitt (1990) en el sentido de que el cometa siempre presenta coma ya que en caso contrario los valores de Afp deberían ser estrictamente constantes, ya que lo único que contribuiría al flujo cometario (ecuación 4\_4) sería el núcleo, este flujo una vez realizadas las correcciones por distancia geocéntrica y heliocéntrica debería ser el mismo en todos los casos. Aquí no se está tomando en cuenta el cambio en la fase del cometa ya que en ambos casos de observación estos ángulos no solo son muy pequeños sino que además son similares (ver Tabla 3\_2).

Comparando las curvas de las Figuras 4\_4 y 4\_6 vemos que los estados quiescentes son similares pero no idénticos, en el caso de Diciembre filtro V podemos decir que el valor del quiescente Afp es de 0.15 Km, mientras que en el caso de Diciembre filtro R podemos decir que el valor quiescente Afp es de 0.18 Km

Durante Enero filtro V podemos decir que el valor quiescente de Afp es de 0.016 Km mientras que en el caso de Enero filtro R el valor de Afp es de 0.17.

Para las noches quiescentes de Febrero filtro R el valor promedio de Afp es de 0.16. Finalmente en Marzo filtro R es de 0.015 Km.

Si bien estas diferencias pueden considerarse dentro de los márgenes de error correspondientes, también es posible que estén indicando diferencias de actividad en el estado quiescente del cometa.

En particular no sabemos cuándo ocurrieron los outburst previos a esas fechas y por lo tanto las diferencias de valores podrán estar producidas por la evolución de la coma de polvo desde los outburst anteriores. Todos estos resultados se muestran en la Tabla 4\_1.

En los perfiles  $\Sigma Af$  se observa ligeras variaciones en los valores correspondientes al estado quiescente para los distintos filtros, (Tabla 4\_1). Esto estaría indicando que el cometa presenta siempre actividad emitiendo en forma continua pero que esta actividad continua de emisión del polvo no es constante.

En las noches anteriores al outburst de Enero – Febrero el valor promedio de  $\Sigma Af$  en el filtro V es de  $91 \text{ Km}^2$  y en el filtro R de  $102 \text{ Km}^2$ . Sin embargo en las noches anteriores al segundo outburst, Marzo – Abril, el valor promedio de  $\Sigma Af$  en el filtro R es de  $81 \text{ Km}^2$ . Si bien la diferencia no es mucha estos resultados podrían estar indicando que la actividad en los estados quiescentes no es completamente estable.

A partir del análisis de los perfiles  $\Sigma Af$  en estado quiescente también fue posible realizar un estudio de la magnitud nuclear, como el cometa se encuentra siempre activo cualquier medición de flujo en torno al núcleo contendrá tanto la contribución del propio núcleo como el de la coma quiescente. Sin embargo a partir de los perfiles  $\Sigma Af$  es posible determinar cual es el valor de flujo que corresponde a la emisión del estado quiescente y restarla del flujo total, ver Figura 4\_16 y explicación correspondiente en la página 105.

Los resultados obtenidos para las magnitudes nucleares se muestran en la tabla 4\_2, los valores coinciden con los valores reportados por otros observadores (Roemer 1958), (Roemer 1962), (Jewitt 1990), (Mech, 1993). En quiescente la magnitud nuclear del cometa es del orden de 19 en el filtro V y de 18.5 en el filtro R y a su vez el índice de color promedio es del orden de 0.62.

Las magnitudes nucleares permiten a su vez obtener la magnitud nuclear absoluta para el cometa, mediante las ecuaciones 4\_7 y 4\_8, los resultados se observan también en la tabla 4\_2 y se grafican en la Figura 4\_17.

Los valores promedios obtenidos son:

$$\begin{aligned} H_V &= 11.51 \pm 11.51 \\ H_R &= 10.89 \pm 0.25 \end{aligned}$$

La magnitud nuclear absoluta permite a su vez determinar un valor aproximado para el radio nuclear utilizando la ec 4\_9. El valor obtenido en este trabajo es de  $R_N = 18.9 \text{ Km}$ , para el cálculo se utilizó un valor de albedo de 0.04.

Comparando con resultados obtenidos por otros autores se notan ligeras diferencias, el punto crítico aquí es el hecho de que es muy difícil separar el flujo de la coma del flujo del núcleo y tampoco existe certeza en

cuanto al valor del albedo. Otros valores encontrados en la literatura para el radio nuclear dan:

$R_N = 70 \pm 30$  Km (Whitney, 1955);  $R_N = 35$  Km para un albedo de 0.02 (Roemer, 1966);  $R_N = 44$  Km para un albedo de 0.02 (Degewij, 1982);  $R_N = 20 \pm 2.5$  Km para un albedo de 0.13 (Cruikshank, 1983);  $R_N = 15.4 \pm 0.22$  Km para un albedo de 0.04 y  $R_N = 8.6 \pm 0.1$  Km para un albedo de 0.033 (Meech, 1993);  $R_N = 13.2$  (Tancredi et al., 2000);  $R_N = 27 \pm 5$  Km para un albedo de 0.025 (Stansberry et al., 2004).

Si bien el cometa SW1 sigue siendo considerado uno de los más grandes entre los Centauros se observa que al correr del tiempo las mediciones del radio nuclear han ido tomando mayor precisión justamente por haber llegado a la demostración de que este cometa siempre se encuentra activo y por o tanto rodeado de una débil coma.

Los perfiles Afp y  $\Sigma Af$  tanto para el conjunto de Enero – Febrero , Figuras 4\_24 a 4\_29, como para el conjunto de Marzo – Abril, Figuras 4\_30 a 4\_35, demuestran claramente que el cometa ha pasado por dos estados de outburst, esto se evidencia en el hecho de que los perfiles muestran un aumento muy grande de estos valores respecto a los valores correspondientes en el estado quiescente.

En ambas situaciones se observa que los perfiles presentan un pico muy pronunciado el cual con el correr del tiempo se va desplazando de modo que el máximo se aleja de la posición del centro del cometa, simultáneamente la altura del máximo disminuye y el ancho del pico aumenta. Estas características en los perfiles representan el movimiento del polvo el cual una vez producido el outburst es expulsado y posteriormente se va desplazando alejándose del cometa. Para distancias más alejadas del cometa el nivel de los perfiles  $\Sigma Af$  llegan a un estado de horizontalidad que se encuentra por encima del nivel del estado quiescente determinado previamente al outburst. En ninguno de los casos el cometa vuelve a horizontalizar su perfil  $\Sigma Af$  para el valor previo del estado quiescente. Esto puede deberse a que: la cantidad de observaciones posteriores al outburst no son tan prolongadas en el tiempo como para detectar la caída al nivel quiescente, el nivel de actividad desarrollado durante el outburst es tal que el cometa permanece largo tiempo en un estado donde su nivel base de inactividad es mayor que previo al outburst, o lo que es más probable aún el cometa aumenta su nivel de actividad de quiescente previo a la ocurrencia de un outburst.

Del análisis cuantitativo de estos perfiles permiten determinar varias características del polvo expulsado durante el outburst.

En el caso del outburst de Enero – Febrero el nivel quiescente alcanzado luego del outburst en el filtro V es de  $\Sigma Af = 150$  Km<sup>2</sup> mientras que el nivel quiescente determinado en fechas previas al outburst era de  $\Sigma Af = 91$  Km<sup>2</sup> (Figuras 4\_24 y 4\_25). En el caso del filtro R el nivel alcanzado luego del outburst es de  $\Sigma Af = 163$  Km<sup>2</sup> mientras que el nivel en fechas previas al outburst era de  $\Sigma Af = 102$  Km<sup>2</sup> (Figuras 4\_26 y 4\_27). Finalmente en el caso

del filtro I el valor alcanzado luego del outburst es de  $\Sigma Af = 260 \text{ Km}^2$  aunque en este caso no se cuenta con un valor previo al outburst que permita realizar una comparación (Figura 4\_29).

En el caso del outburst de Marzo – Abril el nivel quiescente alcanzado luego del outburst en el filtro V es de  $\Sigma Af = 185 \text{ Km}^2$  (Figuras 4\_30 y 4\_31), en este caso no se cuentan con valores previos al outburst que permitan una comparación. Para el caso del filtro R el nivel de quiescente previo al outburst era de  $\Sigma Af = 81 \text{ Km}^2$ , mientras que el valor de horizontalidad posterior al outburst corresponde a  $\Sigma Af = 210 \text{ Km}^2$  (Figuras 4\_32 y 4\_33). En el caso del filtro I el nivel de quiescente alcanzado luego del outburst es de  $\Sigma Af = 280 \text{ Km}^2$  y tampoco en este caso se cuentan con valores previos al outburst que permitan realizar una comparación (Figuras 4\_34 y 4\_35)

Comparando las Tablas 4\_5 y 4\_6 se observa que los valores máximos de  $Afp$  y  $\Sigma Af$  son mayores en el caso del outburst de Enero-Febrero que en el caso de Marzo – Abril, esto ya es un indicativo de que el outburst de Enero – Febrero fue de mayor intensidad que el de Marzo – Abril. Este resultado se verifica también al calcular la cantidad de polvo eyectado en cada outburst.

En las observaciones de Enero – Febrero las posiciones de los máximos correspondientes al filtro R se observan en las Figuras 4\_32 y 4\_33, y los resultados de los cálculos de velocidad se muestran en las Tablas 4\_12 y 4\_13. La velocidad media determinada a partir de máximos consecutivos permitió obtener un valor de  $0.074 \pm 0.007 \text{ Km/s}$  y en la determinada respecto al primer máximo se obtuvo un valor de  $0.070 \pm 0.013$ . Los valores son concordantes dentro de los márgenes de error si bien el segundo método presenta un error menor que el primero.

Los perfiles  $\Sigma Af$  también permiten hacer una determinación de las velocidades de eyección para las partículas de polvo. En estos perfiles el valor máximo representa la posición del anillo concéntrico al cometa donde hay mayor cantidad de polvo, por ello el desplazamiento de ese máximo permite determinar la velocidad media de las partículas eyectadas o sea la velocidad que poseen la mayor parte de las partículas.

Para la determinación de la posición máxima de cada perfil se realizó un ajuste de los puntos en torno al máximo de cada curva, se realizó el ajuste utilizando polinomios de distintos ordenes y se selecciono la curva para la cual la suma de residuos respecto a los valores experimentales era menor, una vez determinado el polinomio de ajuste se le asigna como punto máximo a aquel cuya derivada es cero.

Los ajustes realizados se muestran en las figuras 4\_36 a 4\_39 para el caso del outburst de Enero – Febrero, en la tabla 4\_9 se resumen los resultados obtenidos.

Para el caso del outburst de Marzo – Abril los ajustes correspondientes se muestran en las Figuras 4\_40 a 4\_42 y el resumen de los resultados obtenidos se muestra en la Tabla 4\_10

Con los valores obtenidos para la posición de estos máximos se realizó un ajuste lineal graficando la posición de los máximos en función del tiempo. Este ajuste lineal permite determinar la fecha de ocurrencia del outburst y la velocidad media de las partículas eyectadas.

En el caso del outburst de Enero – Febrero el ajuste se muestra en la Figura 4\_43, los resultados obtenidos indican que el outburst debe haber ocurrido en la fecha 23 de Enero a las 9 h 52 m y la velocidad media de las partículas eyectadas es de 0.07 Km/s. Estos resultados indican que las observaciones del 24 de Enero distan menos de 2 días de la ocurrencia del evento.

Este hecho se destaca en los perfiles  $A_{fp}$  y  $\Sigma A_f$  donde se observa que el primer máximo ocurre a distancias cometocéntricas menores que en el caso de Marzo – Abril.

En el caso del outburst de Marzo – Abril el ajuste se muestra en la figura 4\_44. los resultados indican que el outburst ocurrió en la fecha 14 de Marzo a las 01 h 15 m y que la velocidad media de las partículas eyectadas es de 0.084 Km/s. Las primeras observaciones de las que se dispone para este outburst distan 6 días posteriores a la ocurrencia del evento

El hecho de poder realizar un ajuste lineal como los mostrados en las Figuras 4\_43 y 4\_44, nos permiten ver que la velocidad proyectada de expansión es lineal, no se ven los efectos por la presión de radiación pues dada la geometría del problema en la que el cometa se encuentra prácticamente en oposición y además muy alejado de la Tierra por lo cual la presión de radiación es casi perpendicular al plano del cielo.

Por otra parte puede concluirse también que la velocidad media del outburst de Marzo – Abril es mayor que la del outburst de Enero – Febrero.

Una vez determinado el momento de ocurrencia del outburst es posible construir las curvas de distribución de velocidad según se explica en 4.5.3 (pag 136), mediante estos gráficos se obtiene la distribución de la cantidad de polvo en función de la velocidad de las partículas asumiendo que el outburst ocurre en un tiempo corto.

En la Figura 4\_45 se muestran los perfiles obtenidos para el outburst de Enero – Febrero, aquí se observa que las curvas del 24 y 25 de Enero se encuentran por encima de las del 8 y 10 de Febrero en el rango 0.12 a 0.2 Km/s, esto indica que en las fechas del 24 y 25 hay mayor abundancia de partículas de menor velocidad. Por otra parte los perfiles del 8 y 10 de Febrero aumentan en el entorno del valor de la velocidad media. Estos fenómenos podrían tener dos explicaciones: que al transcurrir de los días las partículas se van enlenteciendo o la de que una vez que las partículas han sido eyectadas y al quedar expuestas al flujo solar, la partículas que estuviesen parcialmente compuestas de hielo comienzan a sublimarse por lo que se vuelven más pequeñas y caen fuera del rango de observación de las longitudes de onda en las que se está observando.

En el perfil 4\_45 se observa también que el límite máximo de velocidades para las partículas se encuentran en el entorno de 0.3 Km/s.

En el caso del outburst de Marzo – Abril, las curvas de velocidad se observan en la figura 4\_47. La posición del máximo concuerda con la velocidad media calculada previamente, 0.08 Km/s. Se observa que el perfil correspondiente al 17 de Abril indica mayor número de partículas en el rango de velocidades de 0.12 a 0.3 Km/s lo cual indicaría un mayor número de partículas eyectadas a mayor velocidad durante el outburst y que luego van disminuyendo de velocidad. Observando las curvas del 23 y 31 de Marzo y del 2 de Abril entorno a la velocidad media parece haber habido un aumento con el tiempo de la cantidad de partículas con velocidades menores.

La similitud de las curvas 4\_46 y 4\_47 sugiere que la evolución de velocidades en ambos outburst es similar.

También es posible determinar cuantitativamente a partir de los perfiles  $\Sigma Af$  la relación entre la cantidad de polvo emitida durante el outburst respecto a la cantidad de polvo que se emite en el estado quiescente, esto se realiza mediante la comparación de áreas debajo de los perfiles según se explica en el 4.6 (Pág. 141)

Para las observaciones de Enero – Febrero se concluye que la cantidad de polvo eyectada es el equivalente a lo que el cometa emite en 62 días cuando se encuentra en estado quiescente (Tabla 4\_11). Mientras que para las observaciones de Marzo - Abril la relación da que la cantidad de polvo emitida equivale a 30 días del estado quiescente.

Estos resultados son coherentes con lo que se observa en los gráficos 4\_48 y 4\_60. En la Fig. 4\_48 se observa una comparación de las curvas de velocidad promedio para ambos outburst, comparando la altura de ambas curvas se observa que la cantidad de partículas eyectadas en el outburst de Enero – Febrero es mayor que en el caso de Marzo – Abril. En la Fig. 4\_60 se muestran las mismas curvas pero escaladas a fin de realizar una mejor comparación. Lo que se observa claramente es que el perfil de Enero – Febrero es más estrecho y eso es un indicador de la duración del evento, el evento de Marzo – Abril fue de mayor duración ya que el pico de la curva es mucho más ancho

Para las noches en las que se cuenta con observaciones en distintos filtros es posible realizar un análisis de la pendiente espectral a partir de los flujos obtenidos en los distintos filtros considerándolos como valores del flujo correspondientes a las longitudes de onda centrales de cada filtro utilizado.

Utilizando los perfiles  $\Sigma Af$  estos perfiles espectrales pueden calcularse mediante las ecs. 5\_3 y 5\_4.

Los resultados de las pendientes espectrales  $S'(V - R)$  obtenidas para las noches del 17 y 18 de Enero en las cuales el cometa se encontraba en

estado quiescente (Fig. 5\_3 y 5\_6) muestran una gran dispersión, sin embargo en ambos caso se puede observar una tendencia en la que los valores van desde 0.15 en regiones próximas al núcleo y que este valor disminuye hasta un 0.08 (en el caso de Enero 17) y hasta 0.05 (en el caso de Enero 18) al alejarse a distancias cometocéntricas mayores, este resultado esta indicando que el enrojecimiento disminuye al alejarnos del núcleo lo cual a su vez significa que las partículas más próximas al núcleo son de mayor tamaño y las más lejanas de menor tamaño.

En el caso de Enero 24 (Fig. 5\_9), se observa que los perfiles espectrales  $S'(V - R)$  y  $S'(R - I)$  disminuyen en forma uniforme con la distancia cometocéntrica, nuevamente esto nos da una indicación respecto a la variación del tamaño de las partículas, próximo al núcleo se encuentran las partículas de mayor tamaño y a medida que nos alejamos del núcleo se produce un “azulamiento” lo cual es indicativo de partículas son menor tamaño.

En el caso del outburst de Marzo – Abril, para las observaciones correspondientes al 19 de Marzo (Fig. 5\_12) se observa que el perfil  $S'(V - R)$  es muy ruidoso si bien se mantiene en el entorno del 0.10 a 0.15 mientras que el perfil  $S'(R - I)$  se mantiene constante en un valor de 0.10.

En las observaciones del 20 de Marzo, Fig 5\_15, la pendiente  $S'(V - R)$  aumenta desde un 0.05 a 0.08 y la pendiente  $S'(R - I)$  se mantiene constante en un valor aproximado a 0.12.

Estos comportamientos tanto del 19 como del 20 de Marzo son bastante diferentes a los observados en las fechas de Enero, esto estaría en concordancia con el hecho de que el outburst de Marzo – Abril fue de mayor duración que el de Enero – Febrero y por ese motivo se produciría una mezcla más uniforme entre partículas de distintos tamaños en el caso de Marzo – Abril que en el caso de Enero – Febrero, lo cual se ve reflejado en los perfiles espectrales.

En los mapas bidimensionales de color, las estructuras observadas concuerdan con lo observado en los perfiles espectrales.

En la imágenes correspondientes al 17 y 18 de Enero (estado quiescente) no se observan estructuras en los mapas de color. Sin embargo para el caso del 24 de Enero (Fig. 5\_21) se observa claramente una distribución radial en la coma con un mayor azulamiento en las regiones más externas de la coma lo cual indica que las partículas de mayor tamaño se encuentran más lejos del núcleo.

En el caso de las imágenes correspondientes al 19 y 20 de Marzo se observa que los mapas de color presentan una distribución del color bastante homogénea lo cual coincide con la hipótesis de que este outburst fue de mayor duración que el anterior y por lo tanto hay una mayor mezcla entre partículas de distintos tamaños. Finalmente para el caso de Marzo 31 (Fig. 5\_24) ya han transcurrido varios días desde el comienzo del outburst y por ello el polvo ya se ha diluido totalmente con lo cual es imposible observar ninguna estructura.

Para el estudio de la morfología de los outburst se utilizó un filtro de renormalización azimutal el cual permite destacar estructuras internas de la coma del cometa, la construcción de este filtro se explica en la Pág. 161.

En la Fig. 7\_3 se muestra la aplicación del filtro a las imágenes del outburst de Enero – Febrero, en las imágenes del 17 y 18 de Enero cuando el cometa aún se encuentra en estado quiescente es posible ver en las imágenes filtradas que la coma presenta un pequeño alargamiento en la dirección SE. En las imágenes del 24 y 25 de Enero es evidente que el tamaño de la coma ha aumentado enormemente, ésta presenta un aspecto muy circular y homogéneo en su estructura (Fig 7\_4) sin embargo en la imagen filtrada se nota claramente que hay una eyección de material en la dirección SE, produciéndose una estructura espiral que gira en sentido horario. La eyección es de gran magnitud y está bien localizada en una zona del cometa lo cual concuerda con las teorías según las cuales los outburst se producen en regiones específicas del núcleo cometario. En las imágenes correspondientes al 8 y 10 de Febrero ya no se observa ninguna estructura pues al haber transcurrido tantos días desde el comienzo del outburst el polvo ya se ha diluido y no es visible en las imágenes.

En la Fig. 7\_5 se muestra el resultado de la aplicación de la máscara al outburst de Marzo – Abril. En las imágenes filtradas correspondientes al 1, 2 y 7 de Marzo no se observan estructuras lo cual corresponde con una coma canónica muy débil. En la imagen correspondiente al 17 de Marzo se observa claramente una eyección de gran cantidad de material en la dirección NW la cual va tomando una estructura de abanico en sentido antihorario. En las imágenes posteriores la estructura sigue manteniendo su forma y se desplaza a distancias cometocéntricas mayores hasta que finalmente el brillo de la estructura decrece y el jet se desconecta de la estructura central.

Finalmente, si bien ambos outburst presentan similitudes en cuanto a la velocidad de eyección del polvo, ni su intensidad ni la dirección de eyección del polvo coinciden ya que en ambos casos el sentido de arrastre del polvo se presenta en direcciones distintas.

Si bien los perfiles correspondientes a los filtros V e I son menos, el comportamiento observado es similar al caso del filtro R. En el caso del filtro V para las imágenes de Marzo se observa nuevamente como el perfil no se corresponde con el de un estado quiescente sino que se observa una gran cantidad de polvo emitida y que en las fechas posteriores se va dispersando de la misma forma que ocurre en el caso del filtro R. En el caso del filtro I si bien se cuenta solamente con dos noches de observación alcanza para confirmar el comportamiento descrito anteriormente.

Un análisis más detallado del perfil  $\Sigma Af$  sugiere la presencia de dos máximos casi consecutivos Marzo – Abril o bien que el outburst de Marzo – Abril fue un evento de más larga duración que el de Enero-Febrero.

En resumen, del estudio de ambos outburst del cometa SW1 podemos concluir que son eventos distintos con comportamientos similares. Tanto sea

en sus estados previos como en el propio outburst. En especial el énfasis en las estructuras morfológicas observadas en las eyecciones de polvo.

Hecho para el que hasta la fecha no se ha encontrado ninguna explicación satisfactoria, ni con modelos, ni con teorías.

Lo cual nos lleva a plantear que para definir posibles explicaciones a tales eventos se debería estudiar con más periodicidad este cometa, de tal forma de poseer más datos tanto sea en estados previos a la ocurrencia del outburst como del fenómeno en si. De allí se podrán obtener información que verifique los modelos propuestos por diversos autores o con otra solución a formular en un futuro cercano.

El seguimiento de SW1 en el tiempo acompañado de en un plan de observación nos proporcionaría herramientas más que eficaces capaces de deducir las posibles causas y mecanismos de outburst en cometas, además daría un aporte no menor al estudio de la Astronomía del Sistema Solar.

## Bibliografía

- A'Hearn M. et al. "Comet Bowell 1980b" AJ89 – 1984
- Cochran A., Barker E., Cochran W. "Spectrophotometric observations of P/Schwassmann – Wachmann 1 during outburst" AJ 85 –1980
- Cochran A., Cochran W., Barker E. "Spectrophotometry of comet P/Schwassmann – Wachmann 1 Its color and CO<sup>+</sup> emission" ApJ 254 – 1982
- Cochran A., Cochran W. "The first detection of CN and the Distribution of CO<sup>+</sup> gas in the coma of comet P/Schwassmann – Wachmann 1" Icarus 90 –1991
- Cowan J., A'Hearn M. "Vaporization in comets: outburst from comet Schwassmann – Wachmann 1" Icarus 50 –1982
- Crovisier J. et al. "Carbon Monoxide outgassing from comet P/Schwassmann – Wachmann 1" Icarus 115 –1995
- Davis L. "Specifications for the Aperture Photometry Package" – 1987
- Davis L. " A Reference Guide to IRAF/DAOPHOT Package" – 1994
- Festou et al. "The activity of comet 29P/Schwassmann – Wachmann 1 monitored through its CO J = 2 → 1 radio line" Icarus 150 – 2001.
- Gronkowski P. "The Source of energy of the comet 29P/Schwassmann-Wachmann 1 outburst activity: the test of the summary" Mon. not. R. Astron. Soc. 360, 1153\_1161 – 2005
- Gunnarsson M. et al. "An extended CO Source around comet 29 P/Schwassmann – Wachmann 1" Icarus 157 –2002
- Jewitt D. "The persitent coma of comet p/Schwassmann – Wachmann 1" ApJ 351 – 1990.
- Jewitt D. "Cometary photometry" Comets in the Post-Halley era Vol1.
- Jockers K., Bonev T., Ivanova V., Rauer H. "First images of a possible CO<sup>+</sup> tail of comet P/Schwassmann – Wachmann 1 observed against the dust coma background" A&A 260 –1992
- Fernández Julio A., "On the existence of a comet belt beyond Neptune" MON. NOT. R. astr. Soc. 192, 481\_491 – 1980
- Fernández, Julio A. "Comets in the Early Solar System"

- Landolt A., "BVVRI Photometric standard stars in the magnitude Range  $11.5 < V < 16.0$  Around the celestial Equator" AJ104 - 1992
- Larson S. M. "CO<sup>+</sup> in comet Schwassmann – Wachmann 1 near minimum brightness" APJ 238 – 1980.
- Larson S.M., Slaughter C. D. "Evaluating some computer enhancement algorithms that improve the visibility of cometary morphology" ACM – 1992.
- Luu J. X., Jewitt D.C. "The Kuiper Belt" Scientific American 1996
- Massey P. "A User's Guide to CCD Reductions with IRAF" – 1992.
- Massey P. Davis L.E. "A User's
- McPhate J. "Carbon monoxide in comets" (Tesis de Doctorado) – 1998
- Meech K. J. et al. "Nucleus properties of P/Schwassmann – Wachmann 1" AJ106 – 1993
- Roemer E. "Activity in comets at large heliocentric distance" PASP 74 – 1962
- Roemer E. "An outburst of comet Schwassmann – Wachmann 1" PASP 70 – 1958
- Stanberry J. A. et al. "Spitzer observations of the dust coma and nucleus of 29P/Schwassmann-Wachmann 1", Astrophysical journal supplement series, 154:463-468 – 2004 .
- Tozzi G. P., Licandro J. "Visible and infrared images of C/1999 S4 (LINEAR) during the disruption of its nucleus" Icarus 157 – 2002
- Weissmann P. R. "The Oort Cloud" Scientific American – 1998
- Whipple F. "Rotation and outburst of comet P/Schwassmann – Wachmann 1" AJ85 – 1980
- Wells L. A. "Photometry Using IRAF" - 1994
- Tancredi G, Fernández J.A., Rickman H. and Licandro J. "Nuclear magnitudes and the size distribution of Jupiter family comets" Icarus 182, – 2006.