

Capítulo 7: Fotometría y ciencia

Los primeros seis capítulos de esta guía nos proporcionan todo lo necesario para realizar observaciones CCD de estrellas variables útiles en términos científicos. La gran mayoría de requerimientos, procedimientos, técnicas observacionales y de análisis se han descrito en ellos, de manera que estamos, en este punto, preparados para empezar las observaciones. El presente capítulo pretende proporcionar una base adicional de conocimientos astronómicos que nos serán de ayuda en la planificación y realización de las observaciones para que proporcionen resultados científicamente válidos. En la mayoría de los casos, campañas observacionales solicitadas por la AAVSO u otra organización indicarán exactamente qué observaciones son necesarias y por qué; aquí queremos aportar una base sobre principios generales que deberían ser una guía en las técnicas de observación. Puede considerarse este capítulo como un “extra”, pero recomendamos su lectura para entender la manera en la que en la AAVSO pensamos que deberían llevarse a cabo las observaciones. En particular queremos centrarnos en dos aspectos: en primer lugar, por qué son útiles las observaciones con filtro y debidamente transformadas pero, también, qué debe tenerse en cuenta al preparar un programa de observación para ciertas clases de variables, incluyendo el uso de filtros, la cadencia de observación y los tiempos de exposición.

Antes de continuar avanzando, el paso previo del proceso de observación debería ser la consulta del sitio web de la AAVSO para ver los recursos disponibles para los observadores y de qué estrellas se están solicitando datos. Por ejemplo, la AAVSO (al igual que otras organizaciones de estudio de estrellas variables) lleva a cabo campañas observacionales en las que se solicitan datos sobre estrellas específicas en momentos determinados. Existen también muchos objetivos permanentes para los cuales son necesarios datos de forma continuada, de manera que, en conjunto, siempre habrá objetos para programar observaciones. No detallaremos en esta Guía qué estrellas en concreto se deben observar debido a que existen demasiadas que merecen tiempo de observación y para ello se necesitaría un libro entero que tratase ese particular. Debemos tener en cuenta que se puede ser selectivo sobre los objetivos para observar y, de esta manera, aumentará la probabilidad de que nuestros datos sean utilizados por investigadores. La excepción es cuando uno mismo es el investigador y tiene objetivos propios que quiere abordar mediante sus observaciones, pero esto es también asunto para otro manual totalmente distinto.

Fotometría y filtros

Antes de empezar nos sería útil la lectura de los Apéndices A y B de esta *Guía* que tratan los aspectos básicos sobre la luz y de qué forma es irradiada por las estrellas. Lo más importante es comprender que la luz estelar contiene mucha más información de la que llega a nuestros telescopios en un momento dado y que, por ello, podemos aprender más realizando observaciones

con filtros estandarizados que tomando imágenes sin ellos. Los filtros fotométricos dejan pasar solo una longitud de onda, tienen unas propiedades de transmisión bien definidas y están diseñados para ajustarse lo máximo posible a anchos de banda estándares como, por ejemplo, los sistemas Johnson-Cousins o Sloan. Si se mide la luz estelar a través de uno de estos filtros, se están realizando medidas no de la totalidad de la luz que llega, sino de la luz en una determinada longitud de onda definida por el paso de banda del filtro.

La fotometría con filtros nos puede proporcionar información astrofísica muy útil. Estrellas con diferentes propiedades físicas (como la temperatura o la composición química) determinan características espectrales únicas medidas en cada uno de los sistemas de filtros. Por ejemplo, una estrella del tipo espectral “A” tendrá un espectro tal que si obtenemos medidas calibradas de la estrella en el sistema Johnson B y V, la diferencia en esas magnitudes calibradas será cercana a 0,0. Dicho de otra forma, el índice de color (B-V) de una estrella tipo espectral “A” es aproximadamente cero; esta fue la forma, por cierto, en que el sistema de magnitudes fue definido por primera vez en el sistema Johnson. El índice de color (B-V) de una estrella tipo espectral “G”, más fría que una estrella del tipo “A”, será algo en torno a +0,7 (la magnitud calibrada en banda B de esa estrella será 0,7 magnitudes más débil que la magnitud en banda V). Los tipos espectrales de estrellas se basan, en gran medida, en la forma en que sus temperaturas se manifiestan a través de su espectro. Más importante es que si obtenemos un conjunto calibrado de fotometrías para una estrella determinada, estos colores pueden compararse entonces con las calibraciones espectrales conocidas para determinar, de esta forma, su tipo espectral aproximado. La determinación espectral precisa es más complicada (y normalmente implica obtener un espectro), pero los colores fotométricos pueden proporcionar información útil sobre las propiedades de las estrellas. Un ejemplo obvio, en el que no profundizaremos aquí, es el diagrama color-magnitud, en donde las magnitudes y los colores de las estrellas en cúmulos o agrupaciones residen en localizaciones bien definidas en este diagrama, y estas localizaciones corresponden a diferentes estados evolutivos como la secuencia principal y la rama de las gigantes rojas.

Las cosas se vuelven más interesantes en el caso de las estrellas variables, porque sus colores pueden cambiar al tiempo que su luz total varía. Recordemos que los colores pueden corresponder, en parte, a la temperatura de una estrella. También es bien conocido que algunas estrellas cambian de temperatura durante el curso de sus variaciones. Una estrella pulsante como una cefeida o una RR Lyrae puede cambiar en 1.000 K o más durante un ciclo de pulsación y, por tanto, también sucede que de esta variación resulta un sustancial cambio de color, especialmente en (B-V). De esta manera podrá determinarse mucha información si se realiza una fotometría multifiltro de una cefeida. En primer lugar, puede verse que la curva de luz en banda V tendrá una amplitud diferente que la curva en banda B (y podría incluso tener diferente forma y fase). En segundo lugar, a causa de las diferencias entre V y B, puede observarse que la curva de color —una representación gráfica de (B-V) con respecto al tiempo— es también variable. Esta información sobre este tipo de estrellas

es muy útil porque es una excelente manera de ver, por ejemplo, durante qué parte de su curva de luz está más caliente. Pueden encontrarse ejemplos similares en otras clases de variables cuya temperatura cambia durante su variación, siendo las novas enanas uno de ellos: entran en estallido debido a que su disco de acreción evoluciona hacia un estado brillante y caliente que temporalmente sobrepasa a la luz procedente de la estrella secundaria, más fría y roja. Existen también algunos otros procesos físicos que pueden causar cambios de color, siendo el oscurecimiento debido a polvo estelar, otro ejemplo. Y es que el polvo dispersa las longitudes de onda de luz más azules fuera de la línea de visión, haciendo que la estrella subyacente aparezca más roja de lo que realmente es. El polvo es una razón por la cual algunas variables de largo período y las estrellas R Coronae Borealis se muestran muy rojas.

De modo que: ¿por qué es todo esto relevante para la fotometría de estrellas variables? Nótese que utilizamos el término “calibrado” varias veces en la exposición anterior. Cuando se crearon los estándares espectrales, se hizo utilizando filtros y equipos bien definidos cuyas propiedades habían sido previamente medidas y estudiadas. Fueron establecidos también de forma que la extinción atmosférica fuera calibrada y suprimida en las medidas. Nuestros filtros, equipamiento y condiciones de observación casi nunca serán iguales a las de los observadores que crearon los estándares espectrales que definieron las distintas propiedades de las estrellas. De esta forma, si obtenemos una “magnitud V” y una “magnitud B” para una estrella sin haber calibrado nuestros filtros y nuestro equipamiento, o sin haber determinado la extinción atmosférica, estas serán diferentes a aquellas que indican los estándares conocidos. Podríamos medir el color (B-V) de una estrella tipo G mencionada anteriormente y determinar que es +0,8 en lugar de +0,7 y que de una estrella tipo A es +0,05 en lugar de 0,0. Ese es el motivo por el que debemos determinar los coeficientes de transformación usando estándares bien definidos: estamos determinando las correcciones que necesitamos aplicar a nuestros datos de manera que nuestras medidas se expresen en el mismo sistema que aquellas realizadas sobre sistemas arbitrarios estándar. De esa forma, nuestras magnitudes pueden ser comparadas más fácilmente con las de los demás. No es que nuestras magnitudes estén “equivocadas”, es que son diferentes. En conclusión, nuestros datos serán mucho más útiles si podemos minimizar las diferencias entre nuestras magnitudes y los estándares. Esa es la razón por la que dedicamos tanto tiempo en pedir a la gente que transforme sus datos.

Consideraciones sobre el tiempo: escalas de tiempo de variabilidad, tiempos de exposición y frecuencias de observación

Si hemos sido observadores de estrellas variables durante un tiempo, probablemente estaremos al tanto de que estrellas diferentes varían de manera diferente. Algunas estrellas pueden variar en escalas temporales de segundos o minutos (como algunas variables cataclísmicas), mientras que otras pueden cambiar en semanas, meses o, incluso, años. Además, ciertas estrellas pueden

combinar varias a la vez. Esto es algo que necesitamos tener en cuenta cuando decidimos de qué manera observar una estrella dada. Si tenemos muchos tipos diferentes de variables en nuestro programa de observación, casi seguro que no utilizaremos el mismo método para cada una. Los tres principales aspectos a tener en cuenta son:

1. Ser capaz de obtener señal útil frente al ruido con un tiempo de exposición menor que la escala de tiempo de la variabilidad.
2. Necesidad de promediar múltiples observaciones de estrellas brillantes en las que el tiempo de integración sea muy corto (diez segundos o menos) debido al centelleo.
3. No observar con demasiada frecuencia una estrella cuya escala de tiempo de variabilidad es muy grande, ni hacerlo con poca frecuencia para una estrella cuya escala de tiempo sea muy pequeña.

El primer punto se refiere, fundamentalmente, a estrellas que sufren rápidas variaciones y son intrínsecamente débiles. El clásico ejemplo de esto es la curva de luz orbital o de las gibas (“superhumps”) de una variable cataclísmica (CV) de período corto. Existe un importante número de CVs cuyos períodos orbitales son de 90 minutos o menos, pero que son también muy débiles. El asunto consiste en determinar cómo equilibrar el requerimiento de la señal-ruido con el requerimiento de que el tiempo de exposición no desvirtúe ninguna variación rápida que pueda ser interesante.

El punto 2 afecta con frecuencia a aquellos observadores que observan estrellas brillantes (más brillantes que la 7^a u 8^a magnitudes) con equipos compuestos por un Schmidt-Cassegrain y una cámara CCD. El centelleo es un cambio rápido en la intensidad de la luz estelar causado por la heterogeneidad de la atmósfera. No hay nada que pueda hacerse para evitarlo, solamente reducir sus efectos. Los remolinos atmosféricos responsables del centelleo tienen una amplia distribución de tamaños, y es peor, en primer lugar, con instrumentos de aberturas pequeñas y, en segundo, en pequeñas escalas temporales. Asumiremos que no es posible incrementar arbitrariamente el tamaño de la abertura, de forma que el único método correctivo que puede utilizarse es realizar múltiples medidas y promediarlas. Se verán errores residuales del orden de unas pocas a bastantes centésimas de magnitud cuando los tiempos de exposición son de diez segundos o menores. Si las estrellas que se están observando varían en escalas de tiempo mucho mayores que el tiempo de exposición (como las Miras y otras gigantes brillantes), entonces deberían tomarse diversas exposiciones, medir las magnitudes y enviarlas promediadas como resultado. El envío de la magnitud de cada toma no sirve a efectos científicos.

Esto nos lleva de forma natural al tercer punto, relativo a la optimización de la cadencia de observación. Diferentes clases de estrellas variables varían en diferentes escalas temporales, de milisegundos a milenios. Nuestras observaciones deberían ser optimizadas según el tipo de variabilidad que se está buscando y deberíamos entender también que algunos tipos de variabilidad podrían superar las capacidades de nuestro instrumental de observación.

Como ejemplo, tomemos el caso de una estrella de variabilidad lenta y que sea brillante. Las brillantes estrellas de tipo Mira, en el programa de la AAVSO, son un buen ejemplo. Prácticamente todas las estrellas de este tipo bien observadas en los archivos de la AAVSO son fácilmente medibles por observadores CCD (con filtros) a lo largo de casi todo el rango de variación; hay cientos de Miras que pasan la mayoría del tiempo en magnitudes más brillantes que $V=14-15$. La cuestión que se suscita entonces es: ¿cuán a menudo observarlas? La recomendación más sencilla que damos a los observadores visuales (no más de una vez cada 1 ó 2 semanas) es igualmente válida para los observadores CCD. Una respuesta un poco más sofisticada sería tomar algunos grupos de observaciones (3 ó 4 exposiciones en cada uno de los filtros) en una sola noche y después promediar las magnitudes resultantes en cada filtro. Se enviarían después los promedios en lugar de las magnitudes individuales y se remitirían como grupos de magnitudes, de forma que un investigador tendría no solo magnitudes sino también índices de color. La frecuencia, por tanto, depende de la estrella, pero de manera general para estrellas periódicas, es apropiado realizar entre 20 y 50 observaciones igualmente espaciadas a través del período de variación de la estrella. Si el período es 500 días esto significa una noche cada diez días como mucho. Si el período es 100 días, una noche cada dos días (y realmente no debería ser nunca más de una cada 4 ó 5 días).

Algunos observadores no hacen esto y existen algunos ejemplos llamativos en la Base de Datos Internacional de la AAVSO en los que ciertos observadores estuvieron realizando intensivas series temporales de una Mira como si fuera una variable rápida. Esos datos no son técnicamente erróneos, pero suponen un esfuerzo extra innecesario, y en su mayor parte no son útiles a los investigadores. La única utilización posible de esos datos sería la búsqueda de variaciones rápidas, que no son típicas de estas estrellas, que podrían ser causadas por procesos físicos de acreción en una compañera no observada.

Usualmente podemos llevar a cabo una contribución mucho más útil si tomamos algunos conjuntos de observaciones de una estrella y, posteriormente, obtenemos conjuntos similares de otras estrellas diferentes. Existe una gran cantidad de variables que necesitan ser observadas y un observador CCD consciente de lo que hace puede, potencialmente, crear conjuntos de datos fantásticamente útiles de muchas estrellas.

En ocasiones, podemos encontrar el caso exactamente opuesto (observar un objeto débil que varía rápidamente y necesitar largos tiempos de exposición, a menos que se disponga de un telescopio

enorme). Como ejemplo de este caso, veamos las observaciones de una sola noche de la eclipsante polar CSS 081231:071126+440405 por el observador de la AAVSO Arto Oksanen:

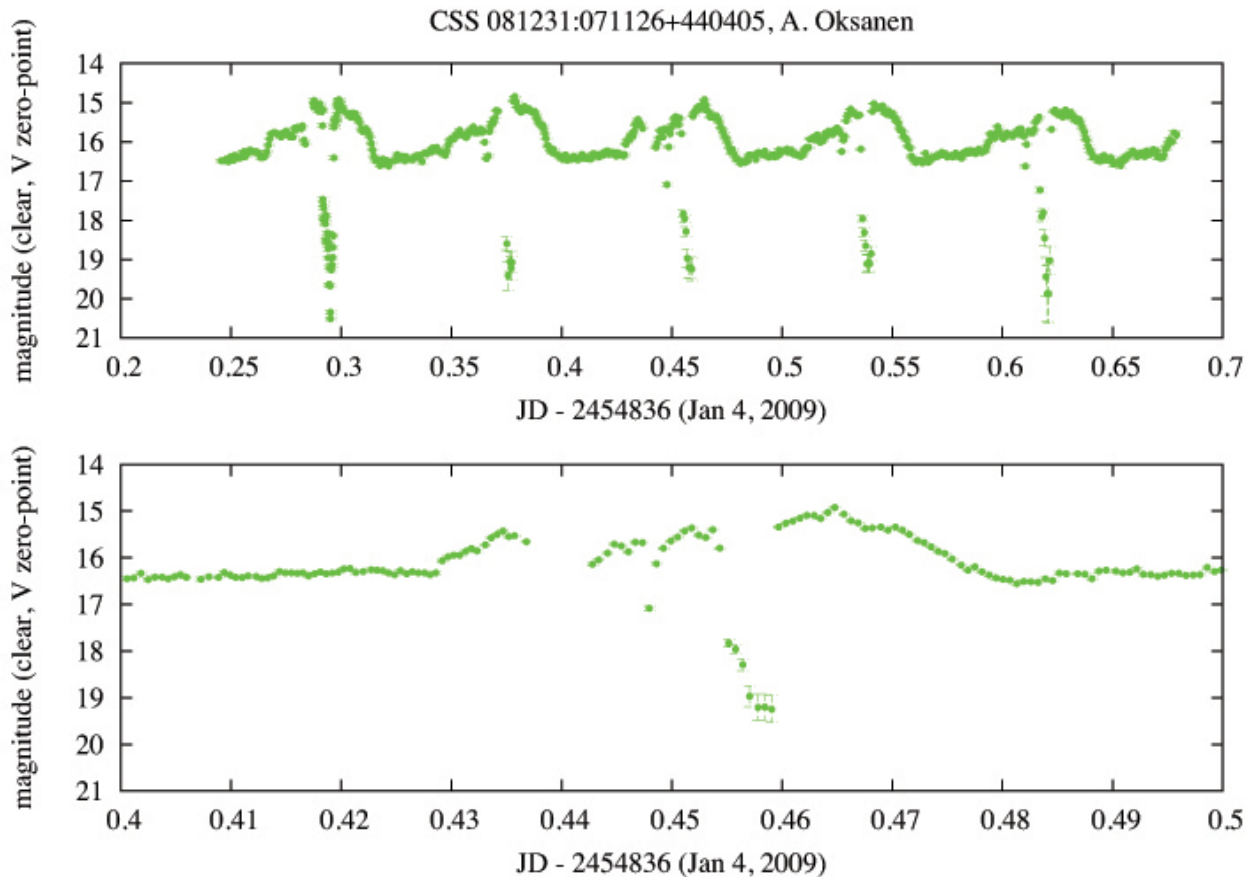


Figura 7.1 – Series temporales sin filtro de una variable cataclísmica eclipsante tipo AM Herculis. Nótese que las barras de error son muy pequeñas y nótese también el número de observaciones realizadas. La cadencia de observación es de aproximadamente una observación por minuto, incluyendo tanto tiempo de exposición como tiempo de lectura.

Esos datos fueron obtenidos utilizando un telescopio de 0,4 metros sin filtro. Cuando la estrella está entre la 15 y la 17 magnitud, los errores fotométricos están alrededor de 0,015 a 0,02 magnitudes, que está muy por debajo de la amplitud total. Igualmente importante es que la cadencia observacional está alrededor de una observación por minuto. El período orbital de la estrella es solo ligeramente superior a 117 minutos, por lo que la cadencia proporciona una amplia cobertura del ciclo orbital. El resultado es que la mayoría de las variaciones orbitales de esta estrella están correctamente medidas, y como consecuencia la curva de luz resultante tiene un aspecto inmejorable.

El único momento en que empieza a haber algún pequeño problema es durante el extremadamente corto y profundo eclipse, cuando la magnitud de la estrella baja de la magnitud 20. En primer lugar, el inicio del eclipse es extremadamente marcado (dura solo unos pocos segundos) de manera que no es posible resolverlo con una cadencia de observación de 1 minuto. Segundo, el eclipse es muy

profundo (más de tres magnitudes) así que causa el problema añadido de perder señal-ruido. Los errores en las magnitudes del eclipse se acercan a 0,3 magnitudes, más de diez veces superiores que durante la parte brillante del ciclo orbital.

En este caso, realmente no hay nada que pueda hacerse para mejorar tanto la resolución temporal como la relación señal-ruido durante el eclipse, ya que estamos limitados por la abertura del telescopio y el número de fotones detectados, y no hay razón astrofísica tanto para acortar como para alargar los tiempos de exposición. Un acortamiento de las exposiciones para mejorar la resolución temporal resultaría en una fotometría demasiado ruidosa como para ser útil, mientras que exposiciones más largas desvirtuarían el eclipse, dejando solo algunos puntos con información útil durante el evento interesante. Este es un caso extremo, pero el número de estrellas débiles e interesantes como esta va a aumentar continuamente a medida que rastreos (“surveys”) a gran escala, como el LSST, comiencen a encontrar nuevas estrellas. Para el caso más general donde podría haber varias opciones, simplemente debemos estar atentos al tipo de variabilidad que podríamos estar observando y pensar por adelantado cuáles deberían ser los tiempos de exposición.

Éste es también un buen ejemplo para afrontar la cuestión de si es preferible observar sin filtro. Aunque ya se abordó el tema de los filtros anteriormente, debemos volver a tratarlo en este momento ya que todos los filtros reducen la señal total y, en consecuencia, tienen impacto en los tiempos de exposición y en la relación señal-ruido; algunos filtros pueden reducir tanto la señal que hagan imposible realizar observaciones útiles con un equipo determinado. Existen dos principios que debemos recordar sobre este particular:

- 1.) Si el objeto de estudio es brillante y se puede obtener una buena relación señal-ruido con un tiempo de exposición adecuado, siempre deberían utilizarse filtros. (Nótese que “buena” será definida por los objetivos de nuestra observación, pero >20 es un valor razonable.)
- 2.) Si el objeto de estudio posee colores rojos intensos, deberían utilizarse filtros a menos que exista alguna razón más importante por la que la fotometría sin filtro sea útil (por ejemplo, la búsqueda de fenómenos transitorios y remanentes de explosiones de rayos gamma). Si no puede utilizarse el filtro en un objeto rojizo conocido, es mejor observar un objeto diferente.

En este caso, el objeto es a veces muy débil (con eclipses que superan la magnitud 20), así que serán necesarios tiempos de exposición largos. Las variaciones son también relativamente rápidas, de manera que usaremos exposiciones tan cortas como sea posible. Pero la razón más importante por la que podemos abstenernos de utilizar filtro es que esta estrella es muy azulada, como la gran mayoría de las variables cataclísmicas. Si obtuviéramos el espectro de esta estrella veríamos que el continuo es relativamente plano y no cambia demasiado con la longitud de onda. En este caso, las variaciones en banda ancha se ajustan razonablemente bien a las variaciones medidas a través de filtros y las observaciones sin filtro son una solución válida que permite obtener una relación

señal-ruido ligeramente mayor y/o tiempos de exposición más cortos a expensas de la información espectral que, en este caso, no es tan importante como la otra información obtenida.

Excepciones

Cada regla tiene excepciones y lo mismo ocurre con las indicaciones dadas anteriormente para la frecuencia y los tiempos de exposición. El aspecto más importante que debemos recordar de lo anterior es que los tiempos de exposición deben ser suficientes para detectar el comportamiento que se está buscando y la cadencia observacional debe ajustarse a las escalas temporales que queremos cubrir. Podría haber proyectos de observación que buscasen un comportamiento diferente de la que se espera normalmente para una clase determinada de estrella variable. Un ejemplo podría ser el descubrimiento del tránsito de un planeta extrasolar en una variable de período largo como una gigante de clase M o K.

Podría observarse una estrella así una vez cada varios días, pero un tránsito puede variar en escalas temporales de minutos u horas. Deben realizarse observaciones con una frecuencia mucho más rápida. En general, casos como éste, son poco frecuentes y usualmente suceden cuando una estrella ya es conocida por ser, de algún modo, especial (por ejemplo una variable Mira en un sistema simbiótico). Uno puede, por tanto, obtener datos con mayor frecuencia con el fin de explorar fenómenos interesantes, pero hay que tener en cuenta que esa información raramente será utilizada tal cual. Cada observador debería examinar con detenimiento los datos obtenidos en períodos de observación muy cortos, promediarlos y enviar los datos promediados a los archivos de la AAVSO en vez de las medidas individuales.

Una precaución más sobre las estrellas Mira: no realicemos observaciones sin filtro de ellas, así como de semirregulares u otras variables rojas, en general. Observaciones sin filtros son adecuadas, únicamente, para estrellas “azules” (con B-V en torno a 0,0). Para variables rojas nuestra CCD es probablemente más sensible en el infrarrojo cercano, y las estrellas rojas serán mucho más brillantes de lo que podría esperarse. Probablemente podrán encontrarse ocasionalmente ejemplos de alguien reportando magnitudes “CV” para una estrella Mira o semirregular que son dos o tres magnitudes más brillantes que los datos obtenidos visualmente o con CCD y filtro. Tales observaciones son, en realidad, erróneas puesto que el paso de banda “CV” es muy engañoso para los investigadores. Podríamos estar tentados de observar estrellas Mira muy débiles sin filtro con el objeto de proporcionar datos en su mínimo, pero las propiedades espectrales de tales datos están tan pobremente ajustadas que no proporcionarán información útil a los investigadores y podrían, por el contrario, causar más confusión que otra cosa. Si no se dispone de filtros para la cámara CCD, deberían evitarse prácticamente todos los tipos de variables rojas, y restringir el trabajo principalmente a variables cataclísmicas. Una vez más podemos encontrar excepciones como fenómenos transitorios muy débiles tales como explosiones de rayos gamma.