

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

**Departamento de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica II
(Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera)**



TESIS DOCTORAL

**Sistemas astronómicos de gran campo y su aplicación al estudio de
meteoroides en la atmósfera terrestre**

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

Francisco Ángel Espartero Briceño

Director

Alberto Javier Castro Tirado

Madrid, 2019

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

**DEPARTAMENTO DE FÍSICA DE LA TIERRA, ASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA II
(ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA)**



**Sistemas astronómicos de gran campo y su aplicación al
estudio de meteoroides en la atmósfera terrestre**

Memoria para optar al Grado de Doctor en Astrofísica

Presentada por

FRANCISCO ÁNGEL ESPARTERO BRICEÑO

DIRECTOR

ALBERTO JAVIER CASTRO TIRADO

A mi familia

MADRID

En el equinoccio de primavera de 2018

AGRADECIMIENTOS

Quiero expresar mi más sincera gratitud, al profesor Dr. Alberto Javier Castro-Tirado, quién como Director de esta tesis y profesor mío que fue, del Máster Universitario de Física y Matemáticas (Universidad de Granada / Instituto de Astrofísica de Andalucía), ha sabido compaginar el trabajo académico, tutoría y amistad, de una forma profesional, magistral y elegante. Afable en el trato y exquisito en las formas, siempre ha estado ahí, para darme un buen consejo, ánimo y todo su apoyo.

Gracias a Francisco Simón Montes Moya, por su inestimable ayuda, antes y durante el desarrollo de este proyecto, muy especialmente en la parte técnica. Su trabajo en todo el proceso de instalación y mantenimiento de equipos, ha sido especialmente importante.

A mi Tutor de tesis, profesor Dr. Jaime Zamorano y a los coordinadores del programa de doctorado de Astrofísica en la UCM, profesores Dr. Jesús Gallego y Dr. David Montes.

También quiero agradecer especialmente, la hospitalidad y clases magistrales recibidas por el Dr. Jiri Borovička y el Dr. Pavel Spurný, en el Observatorio Astronómico de Ondřejov (República Checa).

Se agradece al profesor Dr. José María Madiedo Gil, su ayuda en el inicio de esta investigación, así como la cesión de parte de sus equipos y cámaras de vídeo, durante el periodo de 2013 a 2015.

A Marta Frías Castillo, por su colaboración y ayuda en los trabajos publicados, especialmente con las traducciones.

A José López López por su trabajo y dedicación en el mantenimiento de los equipos del Observatorio Andaluz de Astronomía.

A mi compañera del Máster de Astronomía y Astrofísica (VIU) y del Máster de Física y Matemáticas (UGR), Ángela González, por animarme a hacer esta tesis.

A mi primo Francisco José, por enseñarme la Polar desde Torrelles de Llobregat.

A mi hijo, por ser motivo de inspiración y fortaleza para seguir trabajando y alcanzar nuevas metas.

A mi hermano, por su apoyo, ánimo y estar siempre a mi lado.

A mi mujer, María, por ayudarme diariamente y permitir que haya podido dedicarme a desarrollar este trabajo de investigación. Muchas noches, días, viajes, conferencias, ausencias prolongadas,...dejando mi trabajo a un lado y dedicándome a este proyecto, sin ninguna beca ni ayuda de ningún tipo. Sin su incondicional apoyo y comprensión, me hubiera sido imposible desarrollar esta tesis.

Y muy especialmente a mi Madre, que siempre me apoyó y lo sigue haciendo (que pena, que no pudiera estudiar...). Comentaba conmigo los capítulos de la serie *Cosmos* de Carl Sagan y cualquier cuestión relacionada con la Astronomía. A los trece años me acompañaba, desde el patio de mi casa, a observar *una rara estrella que se movía lentamente*. Me animó a dibujar en un cuaderno su desplazamiento semanal, lo que provocó que datara el movimiento retrógrado de Júpiter,...en 7º curso de E.G.B. Al verano siguiente, llegó a mis manos *El Universo* de Isaac Asimov.

Muchísimas GRACIAS

Francisco Ángel ESPARTERO BRICEÑO

Extracto de la poesía "El zagal y el mayoral", escrito el 4 de octubre de 2015, en Albendín (Córdoba).

*Cuando va cayendo el sol
las ovejas están balando
el zagal con el mayoral
y el perro les va ayudando*

.....
*Caminando hacia el rastrojo
del trigo y los garbanzos
va cayendo el sol
la noche les va abordando*

.....
*Asoma el primer lucero
que va tirando del carro
el zagal va con su perro
dejando ya su trabajo*

.....
*La luna se está asomando
allá por el horizonte
y el relente de la noche
el zagal ya va notando*

.....
*Al abrigo del ganado
el calor está buscando
del refugio de la noche
que el día ya irá llegando*

.....

Francisco Espartero Ruíz

Resumen:

Presentamos un nuevo proyecto de investigación para estudiar meteoroides con cámaras de gran campo, durante su entrada en la atmósfera terrestre.

Para ello se han recurrido a las técnicas de video y fotografía con redes de difracción, que posibilitan estudiar la naturaleza físico-química de los meteoroides y en algunos casos, el cuerpo progenitor del cual provienen.

En este trabajo de investigación se han usado las instalaciones del Observatorio Andaluz de Astronomía, que han sido adaptadas especialmente para este fin. En este mismo emplazamiento, se diseñaron y desarrollaron los espectrógrafos, que junto a la estación meteorológica y al pequeño observatorio automático, han permitido desarrollar una parte muy importante de esta investigación.

Por otro lado, las cámaras de video CCD, han contribuido también de manera notable, en alcanzar los objetivos iniciales. Estas cámaras han trabajado junto a otras cámaras en distintos emplazamientos de Andalucía. Tanto las técnicas de video como las de fotografía, aportan resultados diferentes, que sin embargo son complementarios en el estudio de los espectros de emisión que nos proporcionan estos objetos

El análisis de estos datos, permite tener una visión más amplia de cómo pueden contribuir diferentes técnicas en mejorar nuestro conocimiento de la materia interplanetaria a través de la astrometría y espectrografía. Los resultados obtenidos durante estos años, invitan a mejorar los dispositivos, al tiempo que avalan de forma importante su uso compartido.

A continuación se exponen las distintas técnicas que se han usado, comenzando por una rigurosa revisión teórica. Los distintos trabajos que de forma resumida, se exponen en el capítulo inicial, permite conocer la base fundamental y experimental de numerosos estudios y publicaciones respecto al cálculo de los parámetros orbitales, técnicas empleadas en su análisis espectral, así como su clasificación e identificación.

De todos los meteoros capturados por estas cámaras entre los años 2013 y 2016, se han seleccionado un total de siete bólidos, que en dos casos en concreto han sido capturados con los dos espectrógrafos simultáneamente. Al analizarlos y compararlos se han podido identificar sus principales líneas de emisión y en varios de ellos se han podido clasificar e indagar sobre su cuerpo progenitor.

El diseño actual de los espectrógrafos se ha concebido exclusivamente para el estudio espectral de las líneas de emisión que nos proporcionan los meteoroides al interactuar con la atmósfera terrestre y emitir un destello luminoso.

Las cámaras de video son más sensibles que los espectrógrafos y pueden detectar meteoros menos brillantes. Lo positivo de estas dos técnicas, es que mientras los espectros capturados por las cámaras de video ofrecen una baja resolución, las CCD de los espectrógrafos pueden proporcionar más información espectral y mejor detallada, ya que no solo se detecta mejor el espectro de segundo orden, sino que el rango espectral puede aumentar en el Infrarrojo y más aún en el Ultravioleta, comprendiendo conjuntamente desde 3.400 a 10.000 Å.

En este trabajo se aportan estudios novedosos de meteoros pertenecientes a la lluvia de las Táuridas y cuyo objeto progenitor es el cometa 2P/Encke, así como el estudio de las órbitas y análisis de la corriente de meteoroides Omega-Escórpidas Norte. Por último se incluye un análisis dinámico y espectrográfico de dos bólidos (Alfa-Capricornidas) y otros meteoros brillantes.

Abstract:

We present a new research project to study meteoroids during their entry in the terrestrial atmosphere using wide-field cameras.

To this end we have resorted to video and photo techniques with diffraction gratings, which allow us to study the physico-chemical nature of the meteoroid and, in some cases, the origin of its parent object.

The facilities of the Andalusian Astronomy Observatory, which have been specially adapted for this purpose, have been used in this research project. In this same location, the spectrographs were designed and developed. Along with the weather station and the small automatic observatory, the spectrographs have allowed us to execute a very significant part of this investigation.

Additionally, the CCD video cameras have contributed significantly in achieving the initial goals. These cameras have worked in collaboration with other cameras in different locations in Andalusia. Both the video and photo techniques provide different results, which are nonetheless complementary in the study of the emission spectra that these objects provide.

The analysis of these data gives us a wider perspective on how different techniques can improve our knowledge of interplanetary matter through astrometry and spectroscopy. The results obtained throughout these years warrant the improvement of the devices, whilst strongly endorsing their shared use.

Below, the different techniques used are presented, starting with a rigorous theoretical review. The various works, which are summarised in the initial chapter, allow us to know the fundamental and experimental basis of numerous studies and publications regarding the calculation of orbital parameters, techniques used in their spectral analysis, as well as their classification and identification.

Of all 80 the meteors captured by these cameras between the years 2013 and 2016, a total of seven bolides have been selected, which have been captured using the two spectrographs simultaneously in two cases in particular. By analyzing and comparing them, their main emission lines have been identified and in several of them we have been able to classify the given meteors and inquire about their origin.

The current design of the spectrographs has been conceived exclusively for the spectral study of the emission lines that the meteoroids provide us by interacting with the terrestrial atmosphere and emitting a luminous flash.

Video cameras are less sensitive than the imaging spectrographs and detected less bright meteors. The positive side of these two techniques is that while the spectra captured by the video cameras offer a low resolution, the CCDs of the spectrographs can provide more spectral information and in more detail, as not only is the second order spectrum better detected, but also the spectral range can increase in Infrared and even more in the Ultraviolet, from 3,400 to 10,000 Å altogether.

In this work, new studies of meteors belonging to the Taurids rain and whose parent body is the 2P/Encke comet are presented, as well as the study of the orbits and the analysis of the Northern Omega-Scorpiid meteoroid stream. Finally, a dynamic and spectroscopic analysis of the two bolides (Alpha-Capricornids) and other bright meteors is included.

INDICE

Resumen.....	7
Abstract.....	9
1. Introducción.....	13
1.1 Antecedentes.....	14
1.2 Métodos observacionales.....	17
1.3 Objetivos de este trabajo.....	20
2. Fundamentos teóricos.....	23
2.1 Obtención de la trayectoria y el radiante.....	24
2.2 Cálculo de órbitas y meteoroides.....	37
2.3 Espectrografía de meteoroides.....	44
2.4 Clasificación de meteoroides.....	53
3. Desarrollo experimental.....	67
3.1 Antecedentes.....	68
3.2 Metodología.....	72
3.2.1 Espectrógrafos.....	72
3.2.2 Reducción de imágenes y obtención de espectros.....	83
3.3 Resultados.....	95
4. Estudio de meteoros con video cámaras.....	119
4.1 Antecedentes.....	120
4.2 Metodología.....	122
4.2.1 Cámaras de video.....	122
4.2.2 Equipamiento complementario.....	124
4.2.3 Automatización de los sistemas de video detección de meteoros.....	125
4.3 Resultados	127
5. Análisis astrométrico y fotométrico de bólidos.....	141
5.1 Antecedentes.....	141
5.2 Metodología.....	144
5.3 Resultados.....	146
6. Conclusiones.....	159
7. Perspectivas de futuro.....	165

Referencias.....	171
Anexo I: Publicaciones.....	179
Anexo II: Principales lluvias de meteoros.....	183
Anexo III: Proyectos de futuro.....	187
Anexo IV: Otras imágenes de bólidos capturados desde el OAA.....	191
Anexo V: Imágenes de meteoros con video cámara.....	197

CAPÍTULO 1

INTRODUCCIÓN

En los últimos años, diferentes estudios, plantean que pueden llegar a la Tierra entre 40.000 y 80.000 Tn de materia interplanetaria (Williams et al. 2002). Una parte importante de este material está constituido por *meteoroides*, objetos sólidos, de diversa naturaleza, que se mueven por el espacio con un tamaño inferior a 10 m y superior a 100 μm (Beech & Steel 1995). Estos meteoroides, pueden proceder, en una gran parte, de la fragmentación y la degradación de distintos cuerpos celestes, fundamentalmente cometas y asteroides. No obstante, algunos meteoritos encontrados, delatan que pueden provenir también de la Luna y del planeta Marte (Rubin & Grossman 2010).

La mayoría de los meteoroides, una vez que se desprenden de sus cuerpos progenitores, continúan su movimiento en el Sistema Solar en órbitas muy similares a las de los objetos de los que proceden. Pero estas órbitas se van modificando progresivamente debido a la influencia gravitacional de los planetas (principalmente Júpiter) y a fuerzas derivadas de la radiación que incide sobre estos meteoroides (Burns et al. 1979).

Las partículas que pertenecen a corrientes de meteoroides mantienen órbitas similares y por lo general se desprendieron de sus cuerpos progenitores hace pocos miles de años. Por el contrario, los meteoroides de tipo esporádico se separaron de sus objetos progenitores hace decenas de miles de años (e incluso más), y en consecuencia su órbita se ha modificado muy significativamente respecto de la del cuerpo del que proceden (Jenniskens 2006).

Cuando los meteoroides penetran en la atmósfera terrestre pasan a llamarse *meteoros* y si están asociados en su conjunto, a una corriente de meteoros, se llaman *lluvia de meteoros*.

1.1 Antecedentes

La Tierra, en su órbita alrededor del Sol, intercepta continuamente la trayectoria de meteoroides procedentes de distintas fuentes. Sin embargo, la atmósfera no permite que la mayoría de estos objetos lleguen a la superficie terrestre. Así, los meteoroides que proceden de objetos de nuestro Sistema Solar impactan contra la atmósfera a velocidades comprendidas entre los 11,2 y los 72,8 km s^{-1} (Jenniskens 2006)¹, por lo que las partículas sufren un brusco choque con las moléculas de la estratosfera y un progresivo calentamiento, según van entrando en la atmósfera terrestre hasta dar origen al proceso de pérdida de masa denominada *ablación*.

1.1.1. Meteoros

En el proceso de ablación, la superficie del meteorode se calienta por encima de los 2000 C en pocas décimas de segundo, de forma que la partícula pierde masa en forma de fragmentos sólidos y materia fluida caliente. En consecuencia, parte de la energía cinética del meteorode se transforma en luz y calor, lo cual produce el fenómeno luminoso conocido como meteorito. Como resultado de este fenómeno se producen colisiones entre átomos del meteorito que provocan su ionización o excitación, de forma que cuando los electrones regresan a su estado fundamental, se emite un haz lumínico que dará lugar a las columnas luminosas de los meteoros. Como consecuencia de esto, la trayectoria luminosa del meteorito comienza a ser observable en la mayoría de los casos a los 110 km de altura hasta su final en unos 80 km de altura, pero esto va a depender en gran medida de la velocidad de entrada en la atmósfera terrestre del meteorito. Si se trata de meteoros lentos ($V \approx 25 \text{ km s}^{-1}$) la trayectoria luminosa podrá comenzar a 95 km de altura, en cambio si se trata de un meteorito rápido ($V \approx 70 \text{ km s}^{-1}$), la altura de inicio puede llegar a los 130 km.

El estudio de la interacción de los meteoroides con la atmósfera terrestre permite obtener información sobre estas partículas, por lo que la atmósfera puede considerarse como un gran sensor que nos proporciona datos sobre las propiedades de los meteoroides que impactan contra ella. De esta forma, el análisis de los meteoros registrados simultáneamente desde al menos dos lugares distintos, permite reconstruir la trayectoria atmosférica de estos eventos, así como la determinación de los parámetros orbitales de los meteoroides correspondientes (Ceplecha 1957).

Una vez obtenidos estos datos se puede conocer a qué corriente de meteoroides están asociados estos fenómenos (Williams 2011). También las técnicas espectroscópicas juegan un papel fundamental en este campo, ya que

¹ Algunos autores establecen este rango de velocidades entre 16,6 y 72,6 km/s por diferentes técnicas de cálculo (Garfinkle & Rojo, 2014).

proporcionan información sobre la naturaleza química de las partículas que integran un determinado enjambre de meteoroides y de los cuerpos progenitores de los que éstas proceden (Borovička 1993a; Borovička et al. 2005).

Cuando estos meteoros, cuya masa está en el rango entre μm y 10 m, superan el brillo del planeta Venus (magnitud de brillo aparente de -4) reciben el nombre de *bóolidos* o bolas de fuego (se denominan *Superbóolidos* si su diámetro es mayor de 10 m). Sin embargo cuando su tamaño son partículas de inferior tamaño (diámetro menos de 100 μm), se les denomina *polvo cósmico* y *micro meteoritos* (Figura 1). Cuando un objeto de mayor tamaño, sobrevive a su paso en la atmósfera e impacta en la superficie terrestre se le llama *meteorito* (ver Trigo-Rodríguez 2002 para más detalles).

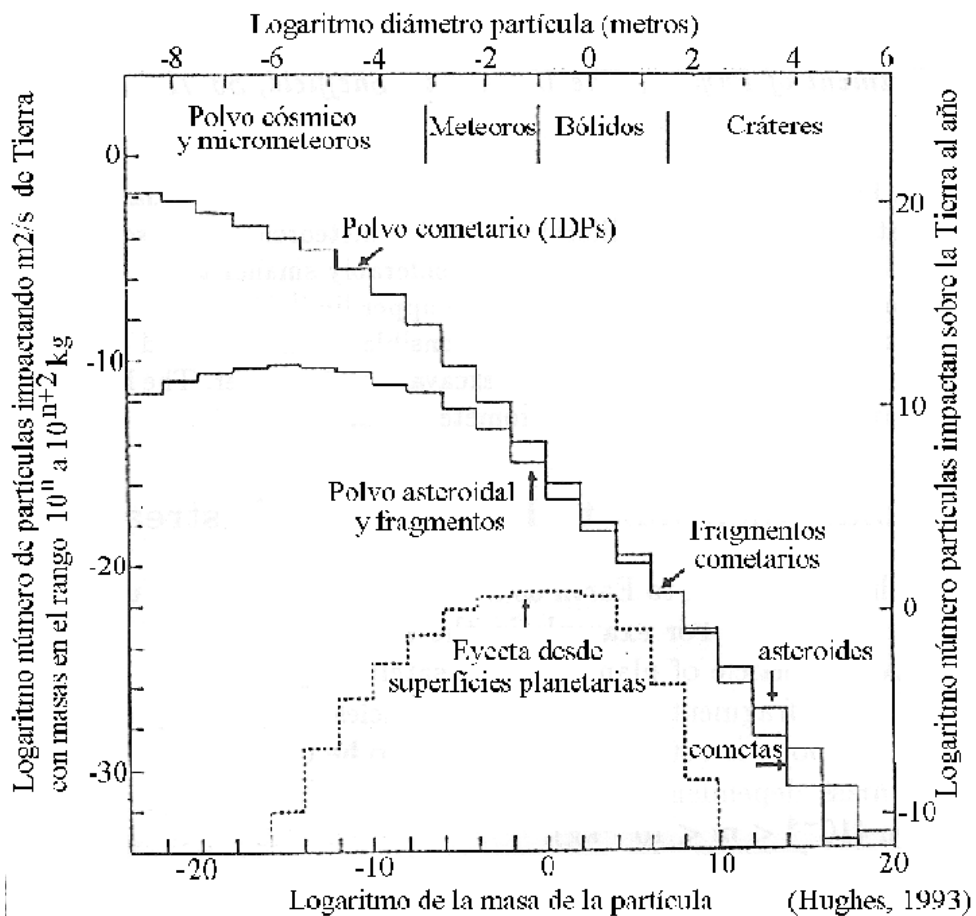


Figura 1. Adaptación gráfica de Hughes (1993), indicando diferentes componentes del flujo en todos los rangos de incidencia de masa interplanetaria.

1.1.2. Lluvia de Meteoros

La dirección de donde provienen los meteoroides es tradicionalmente conocida como *radiante*, término originado por la observación de trayectorias paralelas de meteoros próximos a una *corriente*: la trayectoria aparente de los meteoros siguiendo una determinada lluvia de meteoros que parece radiar desde un punto

del cielo, se le conoce como *Lluvia de Meteoros*. Los meteoros que no pertenecen a una lluvia específica son llamados *meteoros esporádicos* (Ceplecha et al. 1998).

El movimiento de los meteoros en la atmósfera terrestre puede parecer a veces aleatorio, ya que la trayectoria descrita por estos objetos va a depender de la posición del observador respecto al radiante. Como consecuencia de este movimiento aparente los meteoros pueden observarse en diferentes direcciones, aunque su procedencia sea de la misma corriente o lluvia (Figura 2).

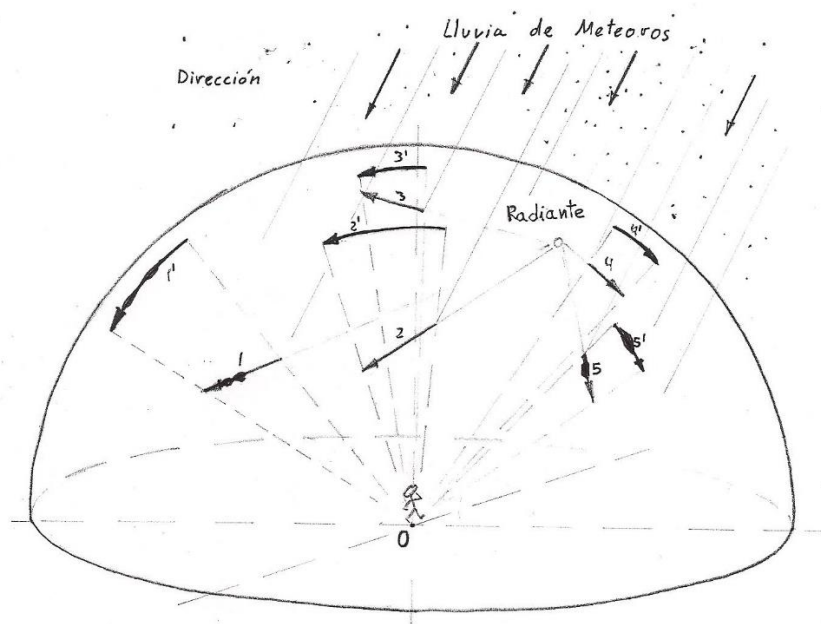


Figura 2. Radiante de lluvia de meteoros y sus direcciones aparentes en el cielo.

Las lluvias de meteoros reciben su nombre de la constelación (o estrella más cercana) donde se encuentra su radiante, existiendo numerosas lluvias establecidas entre las que destacan por su mayor intensidad, las *Gemínidas*, *Perseidas*, *Cuadrántidas*, *Líridas*, *Perseidas*, *Dracónidas*, *Oriónidas*, *Leónidas* o *Gemínidas* (véase Anexo II). También hay numerosas lluvias menores² (de menor intensidad) establecidas a lo largo de todo el año, además de otras lluvias que aún no han sido identificadas del todo.

Otras radiantes activas menos intensas, también deben ser consideradas, aunque no puedan asociarse a ninguna corriente conocida. Estas son la fuente de *Helio* y *Antihelio*, *Apex del Norte*, *Apex del Sur*, *Toroidal del Norte* y *Toroidal del Sur* (Jenniskens 2006).

² Generalmente se define como lluvia menor, aquella en la cual su tasa por hora (HR) es menor de 10 <https://www.imo.net/observations/methods/visual-observation/minor/>

1.2 Métodos observacionales

1.2.1 Registros Visuales

A lo largo de la historia ha sido bastante frecuente la observación de meteoros. Registros antiguos delatan observaciones chinas, japonesas y coreanas (Imoto & Hasegawa, 1958), además de otros muchos eventos reflejados en crónicas árabes (Rada & Stephenson 1992). Dos estudiantes alemanes, Brandes and Bezenberg, realizaron la primera observación de meteoros con doble estación en 1798, determinando que el fenómeno se daba a una altura de 100 km, lo que supuso determinar que el fenómeno ocurría en la parte superior de la atmósfera debido a la penetración de material extraterrestre.

La observación visual a simple vista, se basa en el conteo de meteoros vistos por un observador en un intervalo de tiempo. El resultado obtenido puede consistir en localizar el radiante de una lluvia activa de meteoros. Aunque no es posible identificar correctamente una lluvia de meteoros (se necesita conocer y medir, velocidades y distancias angulares desde el radiante) desde una simple observación se puede contribuir estadísticamente para representar su población. El brillo y la velocidad angular pueden ser estimados por observadores experimentados (Campbell-Brown & Koschny 2004).

A partir de estas observaciones se puede calcular la tasa horaria de una lluvia de meteoros (incluidos los esporádicos), asumiendo el límite de magnitud y la eficiencia del observador (Koschack & Rendtel 1990). A partir de los datos de brillo de meteoros, también se puede calcular el índice de población (midiendo las proporciones relativas de meteoros de distinto brillo), siguiendo las correcciones de flujo con diferentes límites de magnitudes (Rendtel & Brown 1997).

1.2.2 Registros Fotográficos

Las primeras capturas de meteoros mediante técnicas fotográficas fueron realizadas en 1885 por L. Weinek en Praga (actual República Checa) y durante los primeros 50 años dieron escasos resultados. Fue a partir de 1938 con Fred Whipple en Harvard (EE.UU.), cuando se iniciaron estudios fotográficos usando cámaras equipadas con obturador rotatorio, para obtener marcas de tiempo, lo que permitió capturar datos de alta calidad. Usando además fotografías de dos estaciones para calcular trayectorias de numerosos meteoros, se obtuvo la altura, velocidad y radiante de meteoros.

A continuación, a partir de 1951 desde el Observatorio de Ondřejov, en la antigua Checoslovaquia, se comenzaron a usar 30 cámaras de 180 mm de focal y placas fotográficas pancromáticas (Ceplecha 1957), siendo este el segundo gran equipo para fotografía de meteoros desde dos estaciones. Estuvo funcionando hasta 1977 (Ceplecha et al. 1998). A partir de aquí se han expandido nuevas redes para estudiar meteoros y bólidos como la *European Fireball Network*, en el centro de Europa, la *Spanish Meteor Network*³ y otras redes de astrónomos amateur y profesionales con distintas ubicaciones.

Las cámaras fotográficas han proporcionado importante información sobre la estructura de los meteoroides, debido a la alta resolución de sus placas fotográficas. La deceleración de los meteoros, por ejemplo, se ha podido medir con gran precisión (McCrosky & Ceplecha 1970).

1.2.3 Registros en Video

Las primeras observaciones de meteoros en video se hicieron en la década de 1960 (Spalding & Hemenway 1961) en EE.UU. La intensificación de imágenes en los años 70 aumentó su sensibilidad y su uso, incrementándose especialmente en la década de los 80 a los 90 del pasado siglo. El sistema de video consiste básicamente en obtener una imagen gracias al acoplamiento de un objetivo y una cámara de video CCD (con salida analógica o digital). Normalmente los diferentes sistemas pueden ofrecer capturas de meteoros con magnitudes visuales aparentes en el rango de entre +3 y +9, siendo los campos de visión variables, según las lentes de que disponga, pudiendo usarse también para registrar el brillo de bólidos. Las capturadoras de video más recientes dan menos ruido, imágenes más aplanadas y mayor sensibilidad en el Infrarrojo cercano (Hawkes et al. 2001).

Los actuales sistemas de capturadoras de imágenes de video, permiten intensificar las imágenes, de forma que pueden capturar meteoros de menor brillo que las cámaras fotográficas. Se pueden obtener parámetros tan importantes como el tiempo, la posición, el brillo y la velocidad del meteoroides además de su curva de luz.

Una de las mejores configuraciones de las cámaras de video es cuando trabajan por pares, apuntando a una misma posición del cielo (Campbell et al. 2000). Al poder obtenerse las curvas de luz de meteoros débiles, se puede revelar su estructura e incluso el tamaño de grano (Campbell-Brown & Koschny 2004) o estudiar lluvias de Leónidas permitiendo obtener un análisis detallado del flujo del radiante y sus órbitas (Trigo-Rodríguez et al. 2004).

³ <http://www.spmn.uji.es/>

1.2.4 Registros a través de Telescopio

Normalmente no se han usado telescopios para la observación de meteoros, debido a su pequeño campo observacional y al tiempo que se necesita para capturar un meteorito. Recientemente se han usado algunos pequeños telescopios para estudiar el radiante de las Leónidas desde una sola estación (Yanagisawa et al. 2003).

1.2.5 Espectros

Los primeros datos sobre la obtención de un espectro de meteorito se remontan a 1897 en Inglaterra (Alexander S. Herschel), pero realmente esto se empezó a realizar de forma sistemática por Peter Millman en Harvard (EE.UU.) en el 1931. La historia de las observaciones de espectros de meteoros está recogida en detalle por Millman (1970).

El trazo lineal del meteorito observado no requiere (en principio) una rendija para obtener su espectro, aunque una buena resolución está limitada por el tamaño físico de su trayectoria. Los espectros de meteoros necesitan de técnicas de video o fotografía para poder obtenerlos y aunque la resolución en video es mucho menos que en fotografía, es por otro lado más sensible de manera que permite obtener un mayor número de espectros, siendo así el video, la técnica hasta ahora más usada.

El principal uso del espectro de meteoros es para identificar las líneas atómicas de emisión presente en el meteorito. Algunos metales y otros elementos se pueden identificar en el rango visual del espectro como el H, Na, Mg, Si, Mn, Ni, Al, Cr y Fe (Cook & Millman 1955).

El espectro también puede ser usado para investigar la proporción relativa de átomos en un meteorito, ya que se pueden distinguir diferentes zonas con distintas temperaturas (Borovička 1993b). Incluso sin que el espectro abarque un gran rango de longitudes de onda, se puede usar para determinar la composición química del meteorito (Murray et al. 1998).

1.3 Objetivos de este trabajo

La información disponible hoy en día sobre la mayoría de los enjambres meteóricos que cruzan la órbita terrestre es escasa, sobre todo en el caso de aquellos que han sido descubiertos recientemente (Madiedo et al. 2013, Rudawska et al. 2014). Así, por ejemplo, para la inmensa mayoría de estas corrientes de meteoroides no existen aún en la literatura científica datos referentes a la naturaleza química de estas partículas, de forma que siguen siendo los meteoroides, junto al polvo interplanetario, el mayor grupo de objetos en rango de masas menos estudiado (Figura 3).

Por tanto, una monitorización sistemática de la actividad meteórica durante el periodo de actividad de estas lluvias de meteoros, que incluya además el desarrollo de campañas espectroscópicas, es fundamental para poder ampliar nuestro conocimiento sobre estas corrientes de meteoroides.

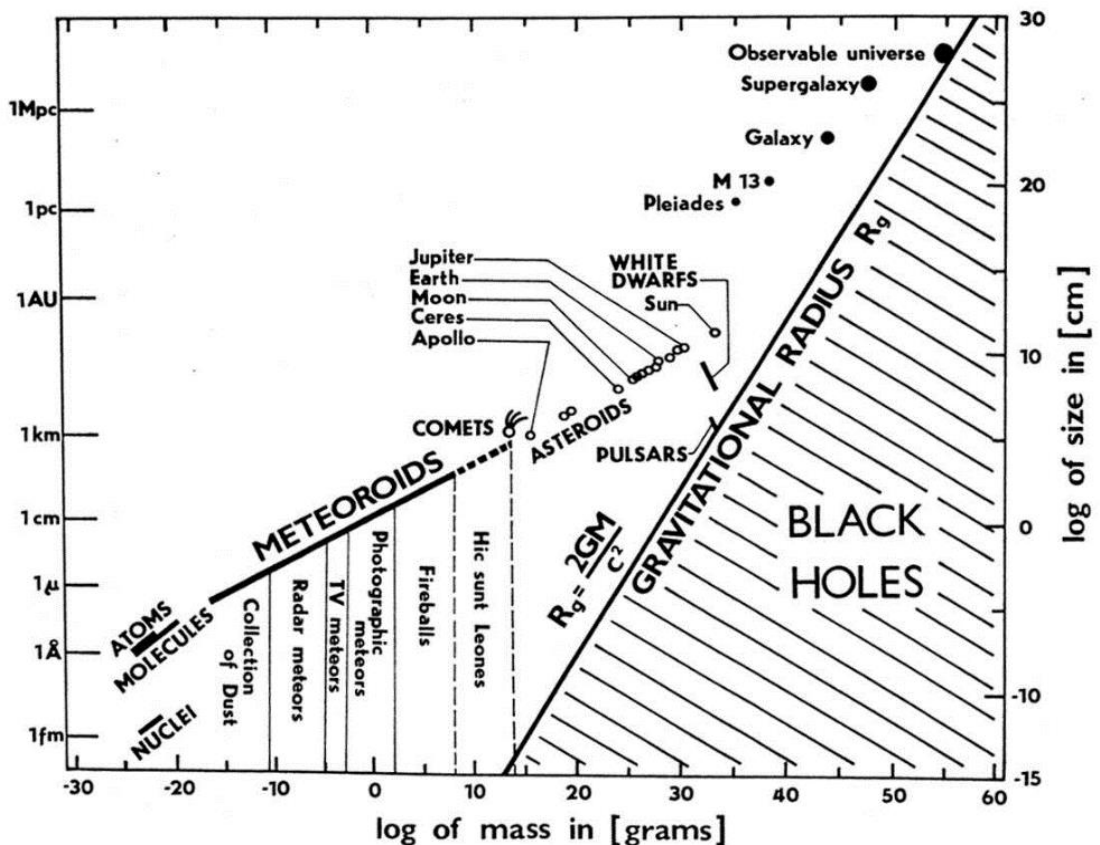


Figura 3. Diagrama de tamaño frente a masa de algunos de los objetos del Universo observable. Los meteoroides son los objetos menos conocidos del Sistema Solar (Ceplecha et al. 1998).

En este contexto, nos preguntamos: **¿podemos mejorar los sistemas de detección actuales para cubrir regiones más extensas de la bóveda celeste y obtener información, tanto de la composición química del meteoroides como de su cuerpo progenitor?**

1.3.1 Objetivos Principales

Con objeto de responder la pregunta anteriormente planteada, en este trabajo de investigación de meteoroides se ha pretendido conseguir los siguientes objetivos científicos:

1. **Desarrollar un dispositivo experimental de dos espectrógrafos** distintos entre sí, usando cámaras de gran campo, que permitan registrar y capturar después, espectros de meteoroides que impactan contra la atmósfera terrestre, para obtener mejor resolución espectral que las video cámaras CCD, caracterizándolos y determinando su validez.
2. **Analizar los datos espectroscópicos obtenidos con los nuevos espectrógrafos**, para determinar la composición química de los bólidos más brillantes y proceder a su clasificación.
3. **Estudiar los meteoroides capturados simultáneamente** desde el Observatorio Andaluz de Astronomía (**O.A.A.**)⁴, la red de cámaras de video CDD **S.M.A.R.T.**⁵, la Red de seguimiento de Bólidos y Meteoros de la Sociedad Malagueña de Astronomía (**S.M.A.**)⁶ y la Red Global de Telescopios Robóticos **BOOTES**⁷, para determinar sus espectros, trayectorias atmosféricas, la posición del radiante y su objeto progenitor.

El presente estudio pretende centrarse en el análisis de eventos asociados a meteoroides y enjambres de meteoros para los que en la actualidad, existe una información muy escasa en la literatura científica.

En la caracterización de estos enjambres de meteoroides juegan un papel fundamental las técnicas espectroscópicas. Así, mediante redes de difracción acopladas a algunos de los dispositivos CCD se analizan los espectros de emisión de los meteoros, obteniéndose información sobre la naturaleza química de estos meteoroides y de sus cuerpos progenitores.

⁴

⁵ http://uhu.es/josem.madiedo/obs/metobs_obj.html

⁶ <http://meteoros.astromalaga.es/>

⁷ <http://bootes.iaa.es/>

La colaboración con varias estaciones de detección de meteoros, es fundamental para el desarrollo de los objetivos propuestos (Figura 4).

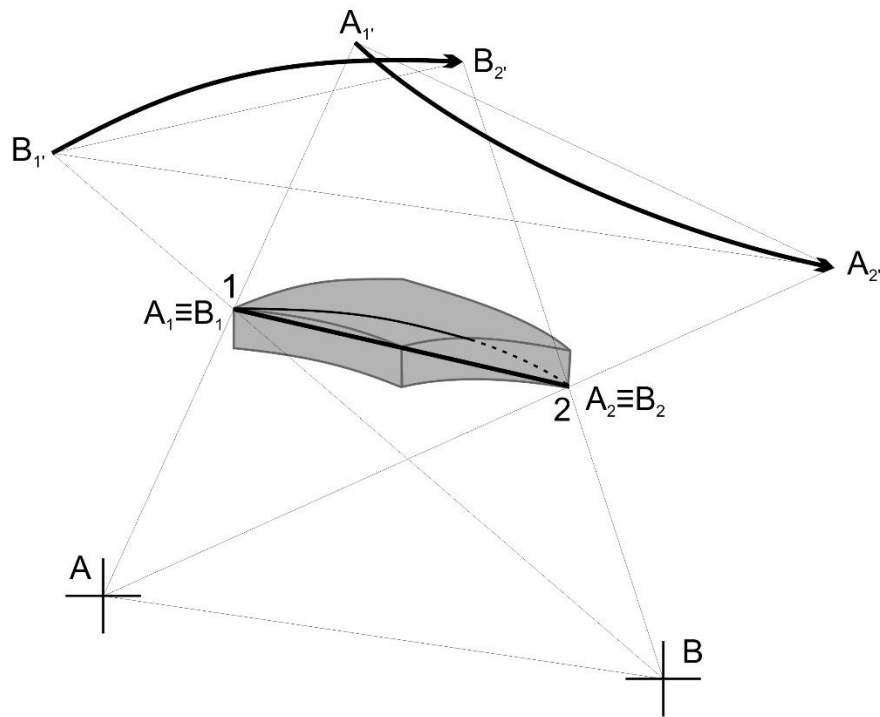


Figura 4. Esquema de la trayectoria de un meteorido $\overline{12}$, capturado simultáneamente desde dos estaciones A y B, para determinar su trayectoria y parámetros orbitales.

CAPÍTULO 2

FUNDAMENTOS TEÓRICOS

La historia de nuestro Sistema Solar puede ser objeto de estudio a través de los diferentes cuerpos menores que pertenecen a él. Cometas, asteroides, meteoroides e incluso el polvo interplanetario, pueden proporcionarnos información muy valiosa sobre nuestro origen y evolución. La investigación sobre estos objetos no solo puede hacerse de forma directa, sino que podemos estudiarlos a través de los productos de su desintegración. En el caso de los meteoroides, la única forma de estudiarlos tanto individualmente como de forma colectiva, es a través de la observación y análisis de su interacción con la atmósfera terrestre.

Cuando un objeto, como un meteoroides entra en la atmósfera terrestre, se produce una interacción con ésta, que puede ser observada fácilmente. El breve rastro lumínico observable, nos puede proporcionar datos muy interesantes del objeto en cuestión, como su órbita, trayectoria y velocidad. La altura donde se produce la ablación, nos delata la intensidad con que penetra. El espectro luminoso producido, como consecuencia del material vaporizado del objeto que ha penetrado en la atmósfera, nos proporciona información sobre su composición química.

2.1 Obtención del radiante y trayectoria

El estudio de meteoroides a través de imágenes fotográficas, se remonta varias décadas atrás. En los años 50 del pasado siglo, se empezó a usar una doble estación en Europa Central (Ceplecha 1987) para analizar mejor el fenómeno de los bólidos y meteoroides a través de la captura de sus imágenes con cámaras que incorporaban óptica de todo el cielo.

Durante este periodo se desarrollaron diferentes métodos y procedimientos de reducción de imágenes que permitieron calcular los parámetros orbitales de un meteoro, a partir de las imágenes obtenidas. Fue a finales de los años 70 cuando estos procedimientos empezaron a adaptarse gradualmente al uso de ordenadores, de modo que ya en la década de los 80 se incorporaron definitivamente con programas informáticos.

A continuación, expondremos brevemente las ecuaciones que se aplican habitualmente en el software específico para la reducción de datos procedentes de las imágenes capturadas de bólidos y meteoroides, con aplicación particular a las imágenes procedentes de cámaras con objetivo ojo de pez según los procedimientos de Ceplecha (1987) y Borovička et al. (1995).

2.1.1. Consideraciones previas

La Red Europea para la observación de bólidos y meteoros, obtiene imágenes de todo el cielo en el hemisferio Norte, a través de objetivos ojo de pez con un campo de visión de 180 °en varias estaciones. Las cámaras están fijadas y con orientación vertical al cenit. Cada captura de imagen que nos interesa también contiene la imagen del bólido visto desde diferentes ubicaciones para un tiempo t . La imagen del bólido es ocultada (de manera intermitente) por un obturador giratorio cerca del plano focal con una frecuencia de entre 5 y 12 Hz.

Para cada uno de estos intervalos de tiempo, se quiere calcular la altura sobre el nivel del mar, la distancia a la estación y la distancia relativa (longitud) a lo largo de la trayectoria del bólido. Se pretende determinar la trayectoria media más probable del bólido. A la dirección de la trayectoria del bólido se le llama tradicionalmente, radiante. Usando los intervalos de tiempo, queremos calcular la distancia promedio a lo largo de la trayectoria, la altura, la velocidad y la deceleración. Todos estos valores se darán en función del tiempo.

También se pretende, determinar el brillo del bólido en los diferentes puntos de su trayectoria. De la velocidad en función del tiempo, inferiremos la velocidad inicial. Con la dirección de la trayectoria observada y el valor absoluto de la velocidad inicial, se puede definir el vector de velocidad del bólido (*astrometría*).

A partir de este vector velocidad, se puede corregir la rotación y la gravedad de la Tierra y proceder con el valor geocéntrico del vector velocidad. Considerando la posición de la Tierra para un momento t , se puede calcular el vector de velocidad heliocéntrica del meteoro, substrayendo el vector velocidad de la Tierra.

El primer paso para lograr todo esto, es el cálculo de la ascensión recta y declinación (acimut y cénit) utilizando estrellas como puntos de referencia.

2.1.2. Determinación de posiciones con imágenes de ojo de pez

Se miden las coordenadas rectangulares (x, y) de cada punto de la imagen obtenida. Tomamos alrededor de 15 o 20 estrellas (posición aparente) para determinar la conversión de (x, y) a (a, z) , acimut y distancia al cénit. Esto significa que obtendremos de 30 a 40 ecuaciones independientes a resolver por el método de Newton-Rafson. Definimos la orientación de coordenadas con el eje X al norte, el eje Y al oeste, con el origen de coordenadas (x, y) , en el cénit (coincidiendo con el centro de proyección). Las fórmulas de conversión serán,

$$\tan(a - a_0) = \frac{(y - y_0)}{(x - x_0)} \tag{2.1}$$

$$z = U + V \cdot r + S \exp(D \cdot r) \tag{2.2}$$

$$r^2 = (x - x_0)^2 + (y - y_0)^2 \tag{2.3}$$

Donde r , es la distancia desde el centro de proyección al punto (x, y) . Estas ecuaciones contienen siete parámetros desconocidos que se deberán calcular: $a_0, x_0, y_0, U, V, S, D$.

2.1.3. Conversión de coordenadas rectangulares (x, y) en coordenadas ecuatoriales (α, δ) y definición del Sistema Geocéntrico de Coordenadas Rectangulares

Cualquier medida puntual y específica tomada de la trayectoria del meteoróide, con coordenadas (x, y) puede convertirse en (a, z) por medio de las ecuaciones (2.1), (2.2) y (2.3) usando los valores resultantes $a_0, x_0, y_0, U, V, S, D$. Las desviaciones estándar de estas 7 incógnitas pueden ser utilizadas para determinar las desviaciones de cualquier valor calculado, a partir del registro del bólido con doble estación o pueden ser utilizados para el cálculo estadístico si se combinan los registros de más de dos estaciones.

El acimut y la distancia al cenit (a, z), el tiempo sideral local ϑ_S y las coordenadas geográficas (φ_S, λ_S) definen la posición geocéntrica de dicha estación S.

Todos los cálculos se realizan en coordenadas geocéntricas. Por ello es necesario convertir la latitud geográfica φ , a latitud geocéntrica φ' .

El valor del radio vector geocéntrico a nivel de altura cero (R), se determina mediante las siguientes fórmulas:

$$\varphi' = \varphi - 0.1924240867^\circ \sin 2\varphi + 0.000323122^\circ \sin 4\varphi - 0.0000007235^\circ \sin 6\varphi$$

$$R = \left(40680669.86 \frac{1 - 0.0133439554 \sin^2 \varphi}{1 - 0.006694385096 \sin^2 \varphi} \right)^{1/2} \text{ en km} \quad (2.4)$$

El Sistema geocéntrico de coordenadas rectangulares (X, Y, Z) está dado por la siguiente definición:

$$\begin{aligned} X &= (R + h) \cos \varphi' \cos \vartheta \\ Y &= (R + h) \cos \varphi' \sin \vartheta \\ Z &= (R + h) \sin \varphi' \end{aligned} \quad (2.5)$$

2.1.4 Trayectoria del meteoróide

Cualquier vector unitario de coordenadas ecuatoriales (α, δ) puede escribirse en el mismo sistema de coordenadas rectangulares, tal que:

$$\begin{aligned}\xi &= \cos \delta \cos \alpha \\ \eta &= \cos \delta \sin \alpha \\ \zeta &= \sin \delta\end{aligned}\tag{2.6}$$

Donde cada punto de la trayectoria del meteoro se puede representar, a partir del sistema anterior de coordenadas, por tres magnitudes: ξ_i, η_i, ζ_i con $i = 1, 2, \dots, k$ donde k , es el número de todos los puntos medidos de la trayectoria del meteoróide.

Si a, b, c es un vector unitario perpendicular al plano medio que contiene la trayectoria media del meteoro, entonces

$$a\xi_i + b\eta_i + c\zeta_i = \Delta_i\tag{2.7}$$

Donde Δ_i es la distancia perpendicular entre (ξ_i, η_i, ζ_i) y (a, b, c) .

Continuando con el procedimiento de Ceplecha (1987) y sustituyendo el vector desconocido (a, b, c) , obtenido el sistema de coordenadas rectangulares para la estación A, nos da la posición geocéntrica del plano que contiene la estación A y la trayectoria:

$$a_A\xi + b_A\eta + c_A\zeta + d_A = 0\tag{2.8}$$

donde,

$$d_A = a_AX_A + b_A Y_A + c_A Z_A\tag{2.9}$$

Siendo d_A la distancia del plano al centro de la Tierra.

Las imágenes del meteoróide capturadas desde dos estaciones, definen el plano que contendrán la trayectoria del meteoro. Cuando las imágenes capturadas procedan de más de dos estaciones, podrán originar más de un plano, cuya intersección dará como resultado, la trayectoria del meteoro en la atmósfera.

Si una de estas estaciones es A y otra B, podemos derivar de (2.8) la intersección de estos dos planos:

$$\begin{aligned}\xi_R &= \frac{(b_A c_B - b_B c_A)}{d} \\ \eta_R &= \frac{(a_B c_A - a_A c_B)}{d} \\ \zeta_R &= \frac{(a_A b_B - a_B b_A)}{d}\end{aligned}\tag{2.10}$$

donde,

$$d = ((b_A c_B - b_B c_A)^2 + (a_B c_A - a_A c_B)^2 + (a_A b_B - a_B b_A)^2)^{1/2}\tag{2.11}$$

Podemos usar el sistema de ecuaciones que nos permite transformar coordenadas rectangulares en ecuatoriales y convertir (ξ_R, η_R, ζ_R) en (α_R, δ_R) , la ascensión recta y declinación del radiante del meteoróide. El *radiante* del meteoro viene definido por el punto donde la trayectoria del meteoróide corta la bóveda celeste, en dirección contraria a su movimiento, es decir, prolongándolo hacia atrás. Si este punto α_R, δ_R , es calculado por debajo del horizonte ($Z_r > 90^\circ$), entonces es el "*anti radiante*" y se calcularía sólo cambiando el signo del vector (ξ_R, η_R, ζ_R) .

Se necesitará también, el valor del ángulo Q de los dos planos, dados por sus vectores normales $(a_A, b_A, c_A), (a_B, b_B, c_B)$, para calcular el peso estadístico de la intersección:

$$\cos Q_{AB} = |a_A a_B + b_A b_B + c_A c_B| : ((a_A^2 + b_A^2 + c_A^2)(a_B^2 + b_B^2 + c_B^2))^{1/2}\tag{2.12}$$

Si Q es muy pequeño, tal intersección de los planos pierde peso estadístico. El valor estadístico de la intersección de dos planos A, B es proporcional a $\sin^2 Q_{AB}$ y normalmente es un indicador fiable de la trayectoria atmosférica calculada.

2.1.5. Proyección de cualquier punto de la trayectoria del bólido, dado por la trayectoria definida entre dos estaciones.

Debido a las imprecisiones en las medidas, los puntos que definen la trayectoria del bólido de la estación A, no indican exactamente el plano que contiene la estación A y la trayectoria del meteoróide: la diferencia entre planos, viene dada por un ángulo ψ_i , que puede ser calculado para cada punto, a partir de la ecuación (2.7), $\sin \psi_i = \Delta_i$.

El plano no es exacto del todo, ya que dichos puntos son el principio y el final de la trayectoria ionizada del meteoróide junto las marcas de tiempo de los segmentos producidos por el obturador rotativo. La siguiente tarea es encontrar la mejor proyección (perpendicular) de los puntos medidos de la trayectoria promedia del bólido, definida por ξ_R, η_R, ζ_R y calculado a partir de (2.10) (a partir de registros de estaciones A y B).

Tomando un punto cualquiera con sufijo n , podemos calcular sus coordenadas (ξ_n, η_n, ζ_n) a partir de las posiciones x_n, y_n , usando (2.1), (2.2) (2.3), para transformar (a_n, z_n) en (α_n, δ_n) , y (2.6). La posición de la estación A desde (2.5), (X_A, Y_A, Z_A) con (ξ_n, η_n, ζ_n) define una línea recta, desviándose un poco del plano (estación A, trayectoria del bólido). Definimos el plano perpendicular al plano (estación A, trayectoria del bólido) que contiene a la recta $(X_A, Y_A, Z_A), (\xi_n, \eta_n, \zeta_n)$.

La intersección de este plano con la trayectoria del bólido es el punto que estamos buscando (el lugar más cercano al punto de medida, que se encuentra en la trayectoria media del bólido, definido a partir de 2 estaciones). Este nuevo plano, perpendicular al plano de la trayectoria desde la estación A, puede definirse como:

$$a_n \xi + b_n \eta + c_n \zeta + d_n = 0 \quad (2.13)$$

Donde el vector (a_n, b_n, c_n) y d_n pueden ser calculados como sigue,

$$\begin{aligned} a_n &= \eta_n c_A - \zeta_n b_A \\ b_n &= \zeta_n a_A - \xi_n c_A \\ c_n &= \xi_n c_A - \eta_n a_A \\ d_n &= -a_n X_A - b_n Y_A - c_n Z_A \end{aligned} \quad (2.14)$$

Siguiendo el método descrito por Cepelcha (1987), tenemos que la proyección del punto (X_n, Y_n, Z_n) (correspondiente a la dirección $(\xi'_n, \eta'_n, \zeta'_n)$ de la estación A) sobre la superficie terrestre puede ser calculada resolviendo la ecuación (2.8), que nos da $\varphi'_n, \vartheta_n, R + h_n$. Por medio de (2.4) la latitud geocéntrica φ'_n , puede ser transformada a latitud geográfica φ_{nc} , y también podremos calcular R .

El tiempo sidéreo local ϑ_n , define la longitud del punto λ_n (los intervalos de tiempo sidéreo son iguales según los intervalos de longitud). La única corrección, que queda por hacer de φ_{nc} , será para obtener la proyección vertical del punto (X_n, Y_n, Z_n) a la altura de nivel cero, para obtener φ_n de esta proyección vertical.

$$\varphi_n = \varphi_{nc} + \frac{h_n(\varphi'_n - \varphi_{nc})}{(R + h_n)}. \quad (2.15)$$

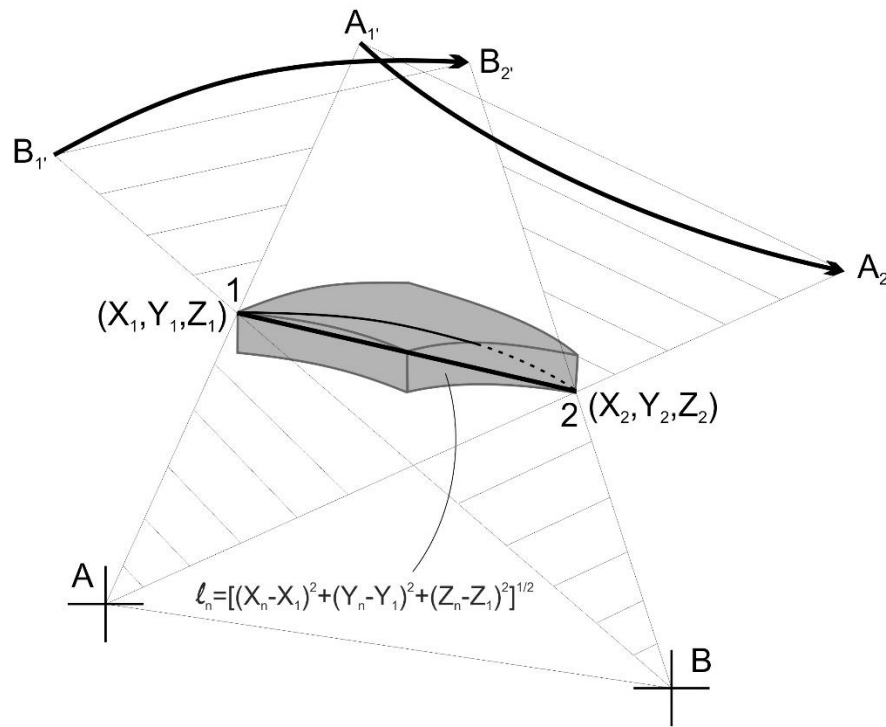


Figura 5. Determinación de la trayectoria de un meteoro desde dos estaciones, por el método de intersección de planos.

El mismo procedimiento vale también para la estación B. Si el bólido es captado solo desde dos estaciones, llegamos al final de nuestros cálculos de su trayectoria en la atmósfera. Podemos calcular distancias l_n , a lo largo de la trayectoria del bólido (Figura 5), tomando la primera marca temporal para (X_1, Y_1, Z_1) mediante,

$$l_n = [(X_n - X_1)^2 + (Y_n - Y_1)^2 + (Z_n - Z_1)^2]^{1/2} \quad (2.16)$$

Podemos analizar estas distancias como función del tiempo (Pecina y Cepelcha 1983, 1984) y determinar sus velocidades y desaceleraciones en cualquier punto de la trayectoria del bólido. Podemos también, hacer lo mismo para las marcas temporales de la estación B. Del mismo modo se puede calcular h, r, φ, l del origen al final de la trayectoria del meteoróide desde las estaciones A y B.

2.1.6. Trayectoria del meteoro, en el caso de imágenes tomadas desde más de dos estaciones.

Si el número de estaciones que capturan imágenes del bólido es mayor que 2 ($N > 2$), entonces tenemos N planos, correspondientes a cada una de las estaciones con una trayectoria del bólido para cada estación. Debido a que estos planos difieren ligeramente de las posiciones exactas (debido a los errores de medición), tendremos $\binom{N}{2}$ intersecciones de estos planos. La intersección media ponderada de estos planos es la trayectoria media bólido que estamos buscando.

A partir de las ecuaciones (2.8) y (2.9), definimos el plano de la trayectoria promedio entre las estaciones A y B, con dirección (ξ_R, η_R, ζ_R)

$$\xi_R \xi + \eta_R \eta + \zeta_R \zeta + d_R = 0 \quad (2.17)$$

Que interceptará dos planos de dos estaciones cualquiera S y L

$$\begin{aligned} \xi_S \xi + \eta_S \eta + \zeta_S \zeta + d_S &= 0 \\ \xi_L \xi + \eta_L \eta + \zeta_L \zeta + d_L &= 0 \end{aligned} \quad (2.18)$$

Así, se obtienen $\binom{N}{2}$ puntos diferentes de todas las combinaciones de L, S con el peso estadístico G_{LS} . La trayectoria promedio del primer punto del meteoróide, en algún lugar cerca del comienzo de la trayectoria, vendrá dada por $(X(INI), Y(INI), Z(INI))$.

El segundo punto de la trayectoria promedio que necesitaremos para definir la posición y dirección de la trayectoria podrá ser calculado para $(X_{LS}(FIN), Y_{LS}(FIN), Z_{LS}(FIN))$, si (2.17) y (2.18) se resuelven con $d_R(FIN)$.

Este punto se encuentra en algún lugar cerca del final de la trayectoria promedio del meteoróide. La diferencia de coordenadas de estos dos puntos en la dirección de la trayectoria media (radiante promedio), corresponde a los registros del bólido de todas las estaciones de N.

$$\begin{aligned}\bar{\xi}_R &= X(INI) - X(FIN) \\ \bar{\eta}_R &= Y(INI) - Y(FIN) \\ \bar{\zeta}_R &= Z(INI) - Z(FIN)\end{aligned}\tag{2.19}$$

2.1.7. Proyección de cualquier punto de la trayectoria del meteoróide, en cualquier estación S sobre la trayectoria promedio del meteoró, definida desde todas las estaciones de N.

Dado un punto cualquiera de la trayectoria promedio del meteoróide, desde cualquier estación de S (ξ_R, η_R, ζ_R) , considerando la dirección desviada, en general, de la dirección de la trayectoria promedio del ángulo ψ_n : $\sin \psi_n = \Delta_n$ definido por la ecuación (2.10), y con las incógnitas (a_S, b_S, c_S) que corresponderían al plano que contiene la estación de S y la trayectoria media del meteoróide $((X(INI), Y(INI), Z(INI)), (\bar{\xi}_R, \bar{\eta}_R, \bar{\zeta}_R))$. El vector (a_S, b_S, c_S) se puede calcular como:

$$i = \bar{\eta}_R(Z_S - Z(INI)) - \bar{\zeta}_R(Y_S - Y(INI))$$

$$j = \bar{\zeta}_R(X_S - X(INI)) - \bar{\xi}_R(Z_S - Z(INI))$$

$$k = \bar{\xi}_R(Y_S - Y(INI)) - \bar{\eta}_R(X_S - X(INI))$$

$$m = (i^2 + j^2 + k^2)^{1/2}$$

$$a_S = \frac{i}{m}$$

$$b_S = \frac{j}{m}$$

$$c_S = \frac{k}{m}$$

$$d_S = -a_S X_S - b_S Y_S - c_S Z_S\tag{2.20}$$

El plano que contiene a la estación de S y la trayectoria media es entonces,

$$a_S \xi + b_S \eta + c_S \zeta + d_S = 0 \quad (2.21)$$

El plano que contiene al punto (ξ_n, η_n, ζ_n) , (el punto, que se encuentra cerca de la trayectoria media del bólido), puede escribirse como la ecuación (2.13), donde (a_n, b_n, c_n, d_n) está dado por (2.14), pero escrito con $(a_S, b_S, c_S), (X_S, Y_S, Z_S)$ en vez de $(a_A, b_A, c_A), (X_A, Y_A, Z_A)$.

El plano perpendicular a (2.21) y que contiene la trayectoria del meteoro promedio está dada por,

$$a_R \xi + b_R \eta + c_R \zeta + d_R = 0 \quad (2.22)$$

donde

$$i_R = \bar{\eta}_R c_S - \bar{\zeta}_R b_S$$

$$j_R = \bar{\zeta}_R a_S - \bar{\xi}_R c_S$$

$$k_R = \bar{\xi}_R b_S - \bar{\eta}_R a_S$$

$$m = (i_R^2 + j_R^2 + k_R^2)^{1/2}$$

$$a_R = \frac{i_R}{m_R}$$

$$a_R = \frac{j_R}{m_R}$$

$$a_R = \frac{k_R}{m_R}$$

$$d_R = -a_R X(INI) - b_R Y(INI) - c_R Z(INI) \quad (2.23)$$

La intersección de estos planos da la solución $\xi = \bar{X}_n, \eta = \bar{Y}_n, \zeta = \bar{Z}_n$ que es el punto $(\bar{X}_n, \bar{Y}_n, \bar{Z}_n)$ de la proyección perpendicular del punto medio de la trayectoria, sobre la trayectoria media del meteoróide (Figura 6).

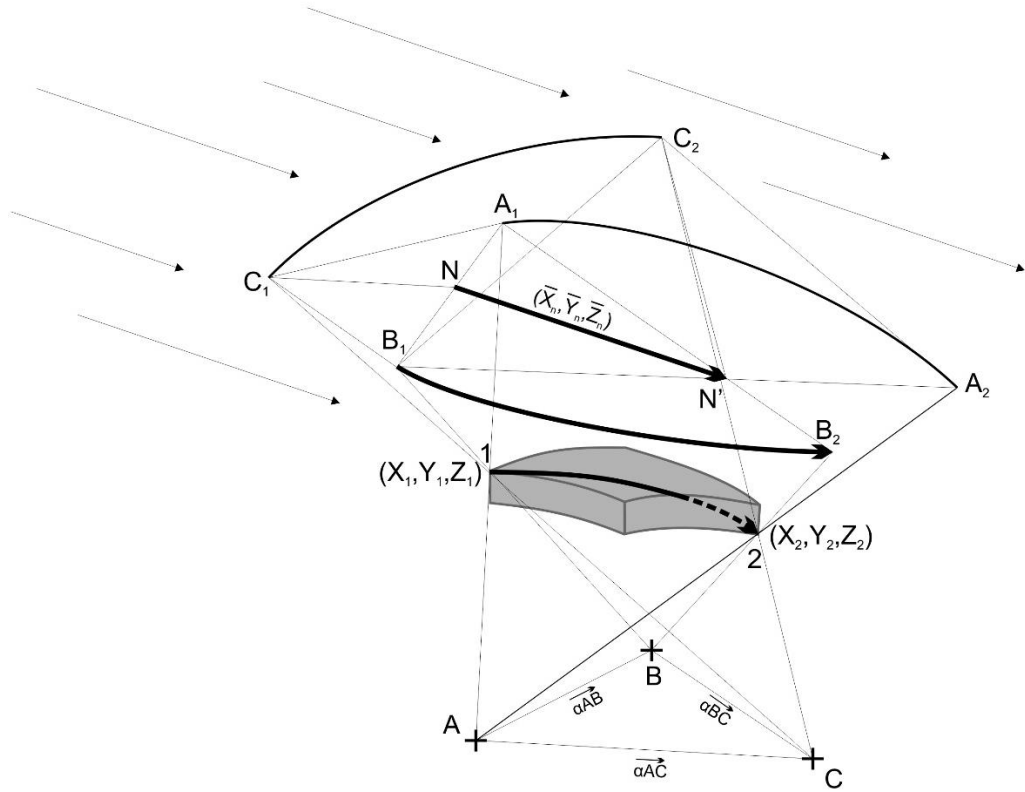


Figura 6. Determinación de la trayectoria de un meteoróide desde tres estaciones distintas.

2.1.7. Astrometría con cámaras de todo el cielo.

Borovička et al. (1995), presenta un método en el que se considera la proyección simétricamente axial, definiendo la distancia angular desde el centro de proyección u , de 0 a 90° y la proyección del acimut b , de 0 a 360° . De esta forma si se identifica el centro de proyección con el cénit, u coincide con z , al igual que b , se correspondería con a .

Así pues, las coordenadas astronómicas podrán obtenerse de la proyección de coordenadas a través de la siguiente relación:

$$\cos z = \cos u \cos \varepsilon - \sin u \sin \varepsilon \cos b, \quad (2.24)$$

$$\sin(a - E) = \sin b \sin u / \sin z \quad (2.25)$$

Donde ε , es la distancia del centro de proyección al cénit y E , el ángulo auxiliar introducido para resolver la astrometría con la cámara de todo el cielo.

A continuación se puede relacionar

$$u = V \cdot r + S(e^{Dr} - 1) \quad (2.26)$$

$$b = a_0 - E + \arctan\left(\frac{y - y_0}{x - x_0}\right) \quad (2.27)$$

donde

$$r = \sqrt{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2} \quad (2.28)$$

y (x_0, y_0) son las coordenadas del centro de proyección (sistema X,Y) y a_0 , es el ángulo formado entre la dirección Sur y el eje X. Finalmente nos quedarán como incógnitas: $a_0, x_0, y_0, V, S, D, \varepsilon, E$.

Resumiendo este método, cuyos procedimientos están detallados en Borovička (1992), se concluye que las coordenadas celestes (a, z) se obtienen a través de cinco ecuaciones, tal que

$$r = C[\sqrt{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2} + A(y - y_0) \cos(F - a_0) - A(x - x_0) \sin(F - a_0)],$$

(2.29)

introduciendo C, como factor global de escala y dos constantes de reducción, A y F, siendo A la amplitud y F la fase de variación de escala.

Además de

$$u = V \cdot r + S(e^{Dr} - 1) + P(e^{Qr^2} - 1)$$

(2.30)

y las ecuaciones anteriores (2.24, 2.25 y 2.27).

2.2 Cálculo de órbitas de meteoroides

Para determinar la procedencia de un meteoroide es necesario calcular su órbita heliocéntrica, previo paso de conocer su velocidad preatmosférica y la velocidad media del meteorito (V_{∞}, v). Al proyectar la trayectoria del meteoroide en la bóveda celeste podemos calcular su radiante (α_R, δ_R).

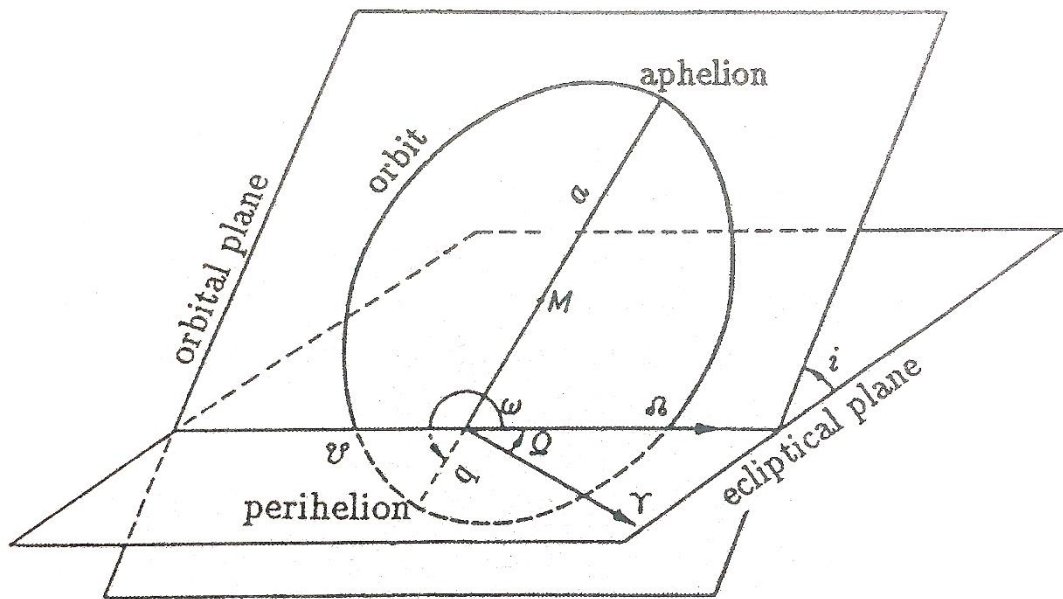


Figura 7. Diagrama de elementos orbitales para el cálculo de la trayectoria de un meteoroide⁸

Parámetros orbitales representados en la Figura 7.

- Dirección equinoccio vernal (γ).
- Longitud del nodo ascendente (Ω).
- Inclinación de la órbita (i) entre los planos orbital y de la eclíptica.
- Argumento del perihelio (ω), determinado por el eje de la elipse en su plano orbital.
- Semieje mayor de la elipse (a), para conocer el tamaño de la órbita.
- Distancia en el perihelio (q).
- Excentricidad de la elipse (e), dado que $e = 1 - q/a$.
- Longitud del perihelio, $\pi = \omega + \Omega$

⁸ <https://www.imo.net/handbook-for-meteor-observers-reprinted/>

2.2.1 La órbita del meteoróide

Conocidos (α_R, δ_R) y v se pasa a corregir el vector velocidad de rotación de la Tierra, v_T , que viene dado por

$$v_E = 2\pi(\bar{R}_n + \bar{h}_n) \cos \frac{\varphi'_n}{86164.09} \quad \text{en } km \ s^{-1} \quad (2.26)$$

El radio vector del punto medio $(\bar{X}_n, \bar{Y}_n, \bar{Z}_n)$ de la trayectoria se expresa en km, donde φ'_n , es la latitud geocéntrica del punto medio. Si se dan las coordenadas geocéntricas del radiante observado, tendremos que el vector velocidad corregido $\bar{v}_c(v_{xc}, v_{yc}, v_{zc})$, viene dado por el vector velocidad promedio $v(v_{xc}, v_{yc}, v_{zc})$, de foma que sus componentes quedan como $\bar{v}_x = |\bar{v}|\xi_R$, $\bar{v}_y = |\bar{v}|\eta_R$, $\bar{v}_z = |\bar{v}|\zeta_R$ con su correspondiente representación geocéntrica:

$$\begin{aligned} v_{xc} &= \bar{v}_x - v_E \cos \alpha_E \\ v_{yc} &= \bar{v}_y - v_E \sin \alpha_E \\ v_{zc} &= \bar{v}_z \end{aligned} \quad (2.27)$$

Donde α_E , es la ascensión recta del punto, correspondiente a la latitud $\bar{\varphi}_n$ y longitud $\bar{\lambda}_n$ del punto promedio de la trayectoria del meteoróide.

En el siguiente paso debe corregirse la velocidad estimada por la gravedad terrestre \bar{v}_c , lo que nos dará el vector velocidad geocéntrica $v_G(v_{Gx}, v_{Gy}, v_{Gz})$. Primero, corregimos el valor de v_c para hallar el valor preatmosférico (no cambia la dirección del vector), añadiendo la diferencia de la velocidad inicial menos la velocidad promedio v al valor absoluto del vector \bar{v}_c .

El valor preatmosférico $v_{\infty c}$, quedará como:

$$v_{\infty c} = v_c + v_{\infty} - v \quad (2.28)$$

y el valor absoluto v_G del vector velocidad geocéntrica será,

$$v_G = \left(\frac{v_{\infty c}^2 - 79\,7201.0}{(\bar{R}_n + \bar{h}_n)} \right)^{1/2} \quad \text{en } km\ s^{-1} \quad (2.29)$$

Las coordenadas de (2.27) pueden ser transformadas por (2.6) en ascensión recta y declinación del radiante corregido para la rotación terrestre (α_c, δ_c) . Entonces z_c , se calcula como,

$$\cos z_c = \sin \delta_c \sin \bar{\varphi}_n + \cos \bar{\varphi}'_n \cos(\bar{\vartheta}_n - \alpha_c) \quad (2.30)$$

En (2.30) figura la latitud geocéntrica $\bar{\varphi}'_n$ del punto medio sobre la trayectoria promediada y z_c , como la distancia desde el cénit geocéntrico. Esto se hace porque la gravedad actúa gradualmente cambiando la dirección del meteoróide hacia la Tierra y el punto medio de la acción de la gravedad estará a $2R$ del centro de la Tierra. Así el movimiento de meteoroides depende de toda la masa de la Tierra y no sólo de la zona donde se observó.

Corregimos ahora z_c de $\Delta z_c > 0$ desde,

$$\Delta z_c = \frac{2 \arctan((v_{\infty c} - v_G)) \tan(z_c/2)}{(v_{\infty c} + v_G)} \quad (2.31)$$

Donde la distancia cenital del radiante geocéntrico (z_G), quedará como

$$z_G = z_c + \Delta z_c \quad (2.32)$$

Su acimut no cambia, desde el valor de $\bar{\alpha}_c$ y puede ser calculado desde α_c, δ_c .

$$a_G = a_c \quad (2.33)$$

Podemos transformar (a_c, z_G) en la ascensión recta y la declinación del radiante geocéntrico (α_G, δ_G) , por $(\bar{\varphi}'_n, \bar{\vartheta}'_n)$. Para ello utilizamos coordenadas aparentes de estrellas para convertir coordenadas x, y , en acimuts y distancias al cénit relativas (a, z) . Las coordenadas (α_G, δ_G) , también se darán en el mismo sistema de coordenadas aparentes. Estas coordenadas, se convierten normalmente, a otras referidas a una época determinada (J2000.0).

Con $\nu_G, \alpha_G, \delta_G$, podemos calcular el vector de la velocidad heliocéntrico, (ν_H, L_H, B_H) del meteoróide (L, B son la longitud y latitud eclípticas), de forma que primero convertimos (α_G, δ_G) en longitud y latitud eclípticas, (L_G, B_G) para la época más cercana.

El sistema heliocéntrico eclíptico de coordenadas rectangulares se define como:

$$\begin{aligned} X &= r \cos L \cos B \\ Y &= r \sin L \cos B \\ Z &= r \sin B \end{aligned} \tag{2.34}$$

Donde r , es la distancia desde el Sol (radio vector). La posición de la Tierra en este sistema puede ser calculada desde la longitud solar L_{sun} , convertida al sistema de coordenadas del principio del año más cercano menos 180° , $(L_{sun}-180^\circ)$ y el radio vector terrestre r , usando la definición (2.34).

El vector velocidad de la Tierra en órbita, puede ser calculado de la longitud solar L_{sun} , a partir del radio vector r . Si V_{AP} , es la velocidad de la tierra en unidades astronómicas (U.A.) por día solar y t el tiempo en días solares, entonces,

$$V_{AP} = \left[\left(\frac{dr}{dt} \right)^2 + \left(r \frac{dL_{sun}}{dt} \right)^2 \right]^{1/2} \tag{2.35}$$

La dirección de V_{AP} esta dada por la longitud eclíptica de la Tierra del ápex terrestre, L_{AP} :

$$L_{AP} = L_{sun} - \frac{\pi}{2} - \frac{\left(\frac{dr}{dt} \right)}{\left(r \frac{dL_{sun}}{dt} \right)} \tag{2.36}$$

Los ángulos de la ecuación anterior están en radianes. Las coordenadas rectangulares de la velocidad heliocéntrica del meteoróide, $v_H (v_{Hx}, v_{Hy}, v_{Hz})$, pueden ser calculadas como

$$\begin{aligned}
 v_{Hx} &= -v_G \cos L_G \cos B_G + V_{AP} \cos L_{AP} \\
 v_{Hy} &= -v_G \sin L_G \cos B_G + V_{AP} \sin L_{AP} \\
 v_{Hz} &= -v_G \sin B_G
 \end{aligned}
 \tag{2.37}$$

También se pueden escribir las ecuaciones (2.34) para velocidades

$$\begin{aligned}
 v_{Hx} &= v_H \cos L_H \cos B_H \\
 v_{Hy} &= v_H \sin L_H \cos B_H \\
 v_{Hz} &= v_H \sin B_H
 \end{aligned}
 \tag{2.38}$$

Así de (2.37) podemos calcular todos los componentes rectangulares del vector velocidad heliocéntrica y sustituirlo con signo opuesto en (2.45). También podemos encontrar el radiante heliocéntrico del meteoróide (L_H, B_H) y el vector velocidad heliocéntrica v_H . Necesitamos aplicar un factor de conversión en la ecuación (2.44) ya que el vector velocidad V_{AP} está en U.A. por día solar y v_G está dada en $km s^{-1}$. Mantenemos el valor dado de constantes astronómicas por la UAI⁹ (1976):

$$v_G [km s^{-1}] = 1.731,456829 v_G [U.A./día solar]
 \tag{2.39}$$

Todas las velocidades en (2.37), deben estar en el mismo sistema de unidades, de forma que si la velocidad está en $km s^{-1}$ o U.A./uds. de día solar, tendremos el semieje mayor de la órbita a , como

$$a = \frac{k^2 r}{(2k^2 - r v_H^2)}
 \tag{2.40}$$

⁹ UAI: Unión Astronómica Internacional

Donde $k = 0.01720209895$, siendo la constante gravitacional gaussiana dada anteriormente cuando las unidades astronómicas de medida son de longitud, masa y tiempo (i.e. U.A., día solar y masa solar). La longitud del nodo ascendente Ω , que depende del signo de B_H es:

$$\Omega = L_{sun} \quad \text{para} \quad B_H > 0,$$

$$\Omega = L_{sun} - \pi \quad \text{para} \quad B_H < 0$$

(2.41)

La inclinación de la órbita i y el perihelio p viene dado por su seno y coseno:

$$\sqrt{p} \cos i = \frac{(rv_{Hx} \sin L_{sun} - rv_{Hy} \cos L_{sun})}{k}$$

$$\sqrt{p} \sin i = \frac{-rv_{Hz} \sin L_{sun}}{(k \sin \Omega)},$$

$$\sqrt{p} \sin i = \frac{-rv_{Hz} \cos L_{sun}}{(k \cos \Omega)}$$

Estas dos últimas expresiones conducen al mismo resultado

(2.42)

La excentricidad de la órbita e y la anomalía verdadera v , también pueden ser calculados, como:

$$e \sin v = -\sqrt{(p)} (v_{Hx} \cos L_{sun} + v_{Hy} \sin L_{sun})/k$$

$$e \cos v = \frac{p}{r} - 1$$

(2.43)

Donde p , es dado por las ecuaciones (2.42).

El argumento de perihelio ω , depende del signo de B_H :

$$\omega = \pi - v \text{ para } B_H > 0$$

$$\omega = -v \text{ para } B_H < 0$$

(2.44)

Si la órbita es elíptica ($a > 0$), la distancia del perihelio q , y la distancia del afelio Q , pueden ser calculados de las relaciones geométricas,

$$q = a(1 - e)$$

$$Q = a(1 + e)$$

(2.45)

Si la anomalía verdadera, v , se transforma en la anomalía media, μ , podemos calcular el tiempo transcurrido T desde el último paso del meteoróide por el perihelio:

$$T = \frac{(\mu a^{3/2})}{k}$$

(2.46)

Todos los elementos orbitales angulares se dan para principio del año más cercano. Aunque aquí, son referenciados a la época estándar del equinoccio J2000.0.

2.3 Espectrografía de Meteoroides

La espectrografía de meteoros nos proporciona información accesible para todos los tipos de meteoros que se cruzan con la atmósfera terrestre.

El procedimiento que se ha usado en este trabajo para capturar espectros de meteoros consta genéricamente de detectores CCD (video o fotografía) con un dispositivo óptico para conseguir un buen enfoque y sobre éste un elemento dispersor de la luz. Esta configuración que puede considerarse clásica, al menos en su disposición, puede ser muy diferente, según qué elementos formen parte de ella y muy especialmente los elementos dispersores, que en espectrografía de meteoros suelen ser los prismas o las redes de difracción.

2.3.1 Dispersion de la luz

Cuando un haz luminoso atraviesa un prisma de vidrio, las distintas radiaciones monocromáticas son tanto más desviadas por la refracción cuanto menor es su longitud de onda. De esta manera, los rayos rojos son menos desviados que los violáceos y el haz primitivo de luz blanca se convierte en un espectro electromagnético. Un ejemplo es la dispersión de la luz blanca procedente del sol en los colores rojo, naranja, amarillo, verde, azul y violeta.

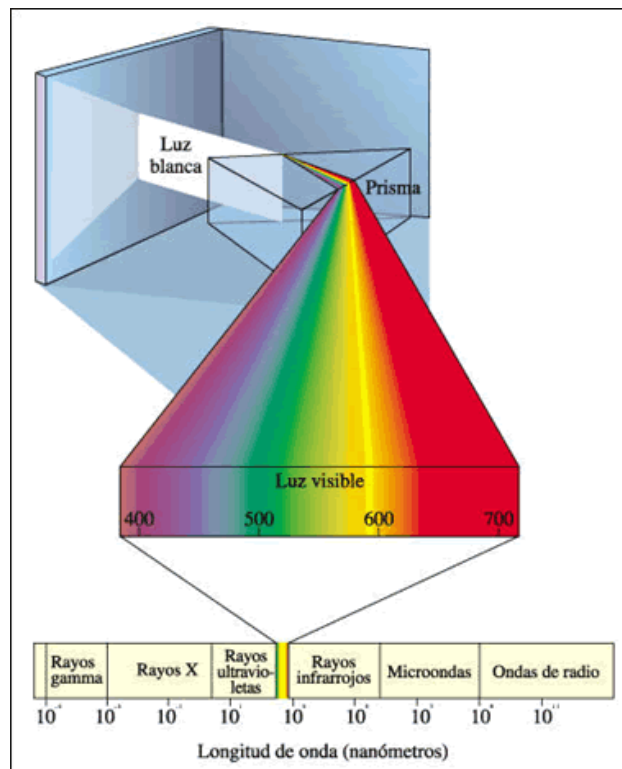


Figura 8. Radiación electromagnética en función de su longitud de onda.

La luz se puede considerar como un haz de fotones, partículas sin masa que se mueven de forma sinusoidal a la velocidad de la luz y cada fotón posee una energía dada. Las distintas radiaciones no son más que los mismos fotones oscilando a distintas frecuencias, por ello las radiaciones se agrupan en función de la energía que poseen (Figura 8).

Cada radiación electromagnética tiene asociada una frecuencia de oscilación (ν) y una longitud de onda (λ) que se encuentran relacionadas por la velocidad de la luz ($c = 299.792.458 \text{ m/s}$).

$$c = \lambda \cdot \nu \tag{2.47}$$

Cualquiera de estos dos valores permite conocer la energía asociada para una radiación electromagnética, ya que la energía, según Einstein, es proporcional a la frecuencia

$$E = h \cdot \nu = h \cdot c/\lambda \tag{2.48}$$

Donde h es la constante de Planck ($6,6260693 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$) y E , la energía de la radiación expresada en *Julios* (J).

2.3.2 Espectros

El espectro de emisión atómica de un elemento es un conjunto de frecuencias de las ondas electromagnéticas emitidas por átomos de ese elemento en estado gaseoso, cuando se le comunica energía. El espectro de emisión de cada elemento es único y puede ser usado para determinar si ese elemento es parte de un compuesto desconocido.

Espectro Continuo

Cuando se descompone la luz blanca del sol con la ayuda de un prisma, se observa un abanico de colores. Se dice que la luz blanca posee un espectro continuo porque se pasa de un color al otro sin interrupción en la sucesión de colores. Experimentalmente, se constata que todo cuerpo (gaseoso o sólido) sometido a altas presiones y altas temperaturas, emite un espectro continuo de luz.

Espectros de emisión

Si se analiza con un prisma la luz emitida por una lámpara de vapor de sodio (un gas poco denso y caliente), se constatará que el espectro de la luz emitida está constituida por dos finas líneas poco intensas, en la parte amarilla del espectro,

que destacan frente al negro de fondo. El espectro obtenido está constituido por un número limitado de radiaciones.

Un gas, a baja presión y alta temperatura, emite una luz constituida por un número limitado de radiaciones: Se obtiene un espectro de líneas de emisión. Los colores y posiciones de las líneas en el espectro son características de los átomos del gas que emiten esa radiación. O sea, cada elemento químico en el estado gaseoso posee su propio espectro de líneas.

Espectro de absorción

Los átomos pueden no sólo emitir luz sino que también pueden absorberla. Se puede constatar este fenómeno haciendo pasar una luz blanca a través un gas frío antes de dispersarla por un prisma. Cuando un gas a baja temperatura y baja presión es atravesado por una luz blanca, el espectro de luz transmitido está constituido por líneas negras superpuestas al fondo multicolor del espectro de la luz blanca: es un espectro de líneas de absorción. La propiedad importante del espectro de líneas de absorción es que sus líneas aparecen en el mismo lugar que las líneas de emisión: el gas absorbe las radiaciones que sería capaz de emitir si estuviese a alta temperatura.

En la figura 9, se muestra una comparativa de espectros según su naturaleza

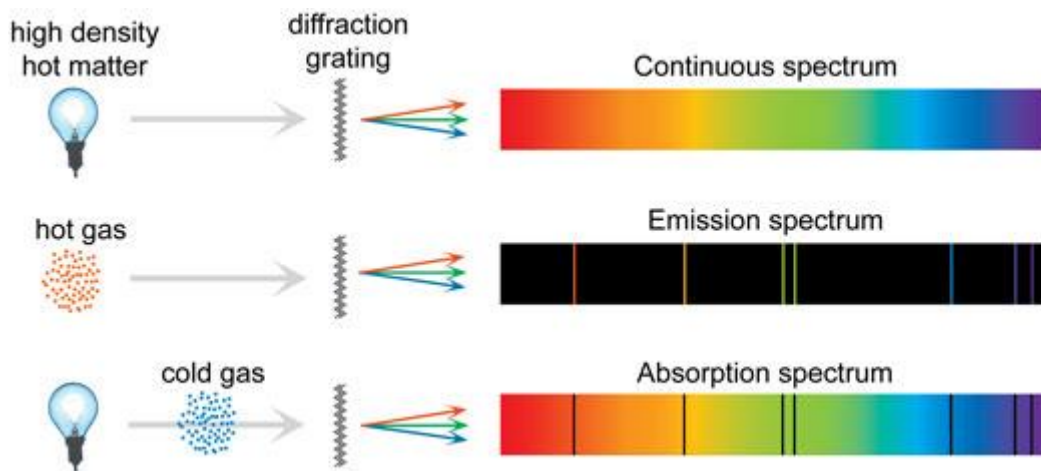


Figura 9. Espectro continuo, de emisión y de absorción¹⁰.

Las líneas características de los espectros atómicos se pueden utilizar en análisis químico para identificar átomos desconocidos, así como las huellas dactilares sirven para identificar una persona. Cuando las líneas del espectro de emisión de un elemento conocido concuerdan exactamente con las líneas de un espectro de emisión de una muestra desconocida, la identidad de esta última se establece unívocamente.

¹⁰ <http://www.scienceinschool.org/>

La posición de las líneas espectrales depende del átomo o molécula que las produzca. Debido a lo anterior, estas líneas son de gran utilidad para identificar la composición química de cualquier medio que permita pasar la luz a través de él.

2.3.3 Series espectrales.

En 1885, Johann Jacob Balmer (Suiza), descubrió una sencilla fórmula matemática que relacionaba las longitudes de onda de las líneas prominentes en el espectro visible y en el cercano al ultravioleta del gas hidrógeno (el H tiene uno de los espectros atómicos más simples). La fórmula de Balmer para la longitud de onda λ de las líneas de hidrógeno es,

$$\lambda = B \left(\frac{m^2}{n^2 - m^2} \right) \quad (2.49)$$

donde $B = 364,56 \text{ nm}$, $n = 2$ y m es un entero que toma los valores: 3, 4, 5, 6, ... Las líneas correspondientes que se observan en el espectro visible del hidrógeno se denominan Series de Balmer. Con esta fórmula, Balmer calculó las longitudes de onda de las nueve líneas (cuatro visibles y cinco ultravioletas) que entonces se sabía existían en el espectro de hidrógeno.

Al dar a conocer su fórmula, Balmer sugirió que quizá fuera un caso especial de alguna fórmula más general que se aplicara a otras series de líneas en otros elementos. El espectroscopista sueco Johannes Robert Rydberg inició entonces la búsqueda de una fórmula con dichas características. En 1889, a partir de la gran cantidad de datos disponibles, Rydberg encontró varias series espectrales que encajaban en una fórmula empírica que él demostró era equivalente a la fórmula de Balmer (ver Figura 10). La fórmula de Rydberg nos da el inverso de la longitud de onda emitida

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right), \text{ siendo } n_1 < n_2 \quad (2.50)$$

donde R_H es la constante de Rydberg $= 10.973.758,306 \text{ m}^{-1}$ y n_1, n_2 son números enteros. Para la serie de Balmer, $n_1 = 2$ y $n_2 = 3, 4, 5, 6 \dots$

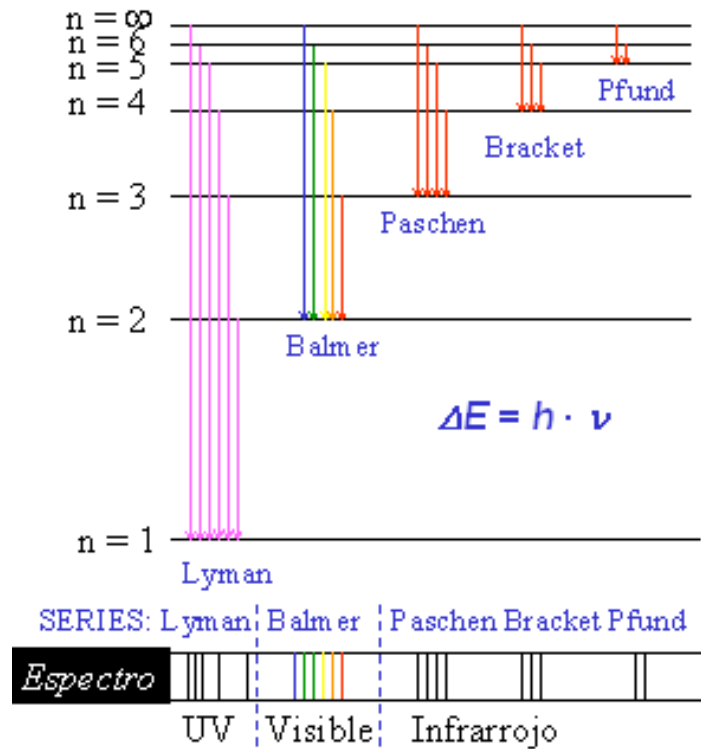


Figura 10. Series espectrales.

2.3.4 Resolución espectral y Criterio de Rayleigh

El objetivo principal de un espectroscopio es la dispersión de la luz en sus diferentes longitudes de onda para que pueda ser analizada, por lo que el elemento dispersor será de especial importancia. En nuestro caso nos centraremos en analizar las principales características de las redes de difracción.

Independientemente del diseño del espectroscopio y de su elemento dispersor, su característica fundamental es la *resolución espectral* (R). Este parámetro indica la capacidad del espectroscopio para separar dos líneas muy próximas:

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda}$$

(2.51)

siendo λ la longitud de onda en la que estamos trabajando y $\delta\lambda$ es la *pureza espectral* (Figura nº 11), la anchura que tendría una línea monocromática al observarse con el espectroscopio.

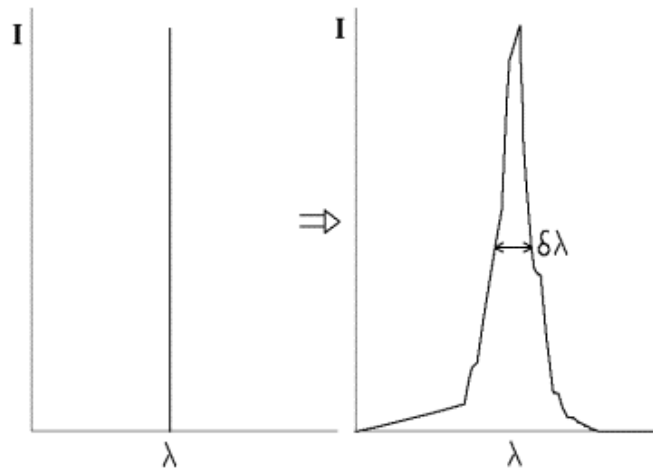


Figura 11. Pureza espectral o perfil instrumental de una longitud de onda¹¹.

La pureza espectral dependerá del sistema óptico que estemos utilizando así como de la calidad del elemento dispersor.

Para decidir si dos líneas están realmente separadas aceptaremos el *criterio de Rayleigh*, que es el más extendido, según el cual, podremos suponer que el espectroscopio separa las dos líneas cuando la diferencia de longitud de onda de los máximos sea mayor o igual a la pureza espectral (Figura nº 12).

$$\Delta\lambda \geq \delta\lambda$$

(2.52)

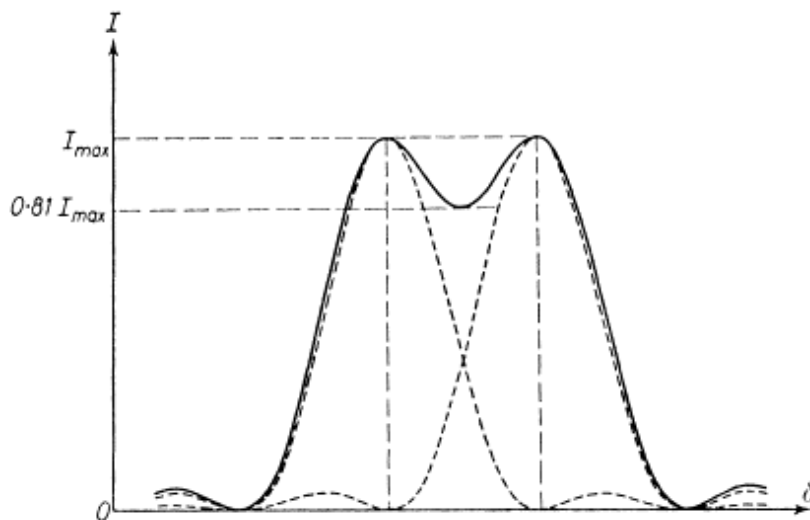


Figura 12. Criterio de Rayleigh¹².

¹¹Imagen adaptada de <http://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGARTE/3.htm>

¹² Imagen adaptada de <http://webs.ucm.es/info/Astrof/users/jaz/TRABAJOS/UGARTE/3.htm>

A partir de este punto, las leyes que rigen el comportamiento de los elementos dispersores varían según se trate de prismas y redes de difracción.

2.3.5 FWHM

El término FWHM (anchura media a mitad del máximo) se usa normalmente como medida de la calidad de imagen proporcionada por el instrumento, basado en una función de distribución normal gaussiana de la forma:

$$f(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}\right] \quad (2.53)$$

Donde σ , es la desviación típica del perfil (Figura 13).

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{(2\ln 2)}\sigma \approx 2,355\sigma \quad (2.54)$$

Basándose en el criterio de resolución de Rayleigh, el tamaño de la FWHM de dos curvas cuando se tocan, da la resolución de la imagen, luego podemos usar la FWHM como medida del poder de resolución (R) de un sistema óptico o espectrómetro.

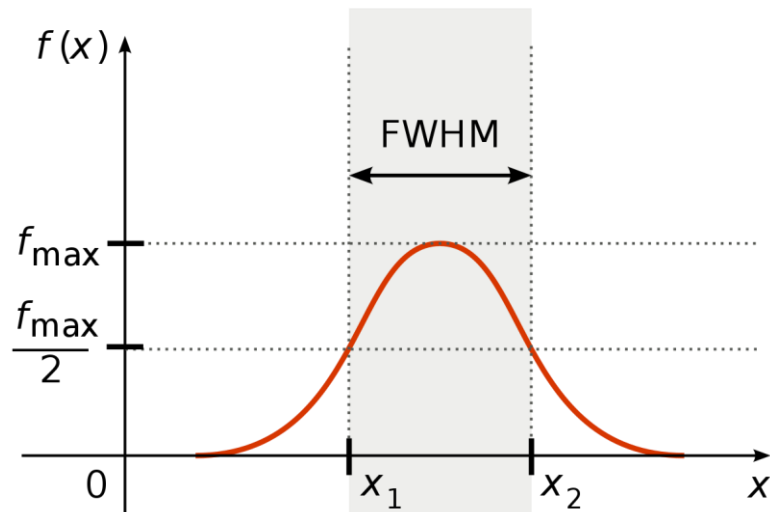


Figura 13. FWHM de un perfil de intensidad.

2.3.6 Espectroscopia con red de difracción

El objetivo de la espectroscopía es obtener las distribuciones espectrales de energía: el flujo de energía recibido de los objetos celestes respecto a la longitud de onda.

Las redes de difracción se fundamentan en las interferencias que se producen cuando la luz atraviesa una serie de obstáculos lineales con igual distancia entre ellos. Estas interferencias se producen a distintos ángulos respecto de la línea de incidencia del haz de luz, la cual dependerá, para una misma red, de la longitud de onda difractada. Cada una de estas interferencias se le conoce como orden, y se numerarán empezando por el cero (sin desviación) siguiendo hacia ángulos mayores (Figura 14). Utilizando una red de difracción se conseguirá que longitudes de onda adyacentes tengan interferencias en distancias angulares próximas, de modo que al incidir un rayo de luz se conseguirá una dispersión de ésta en todas las longitudes de onda del espectro.

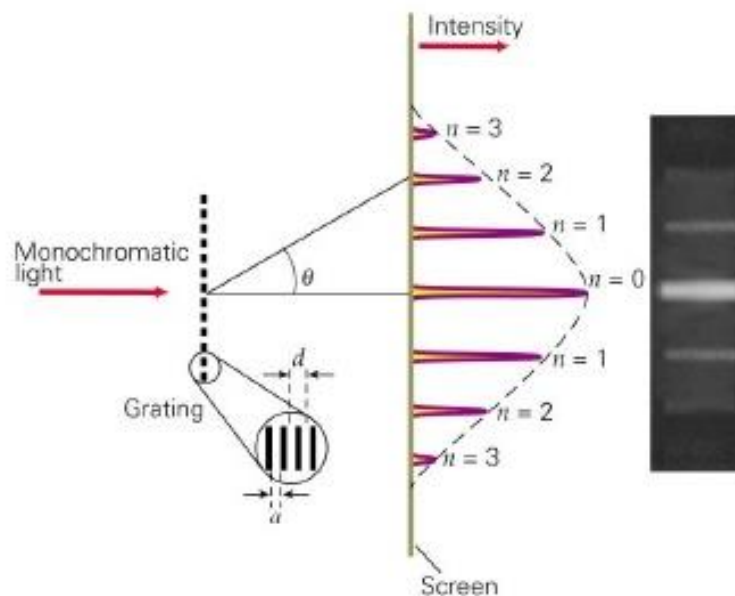


Figura 14. Órdenes de difracción de un haz de luz a través de una rendija¹³.

Existen dos tipos básicos de redes de difracción: las redes de transmisión y las redes de reflexión. Las primeras están formadas por un soporte transparente rayado para conseguir surcos o dientes de sierra muy estrechos y próximos que hacen de obstáculos difractores. Y las segundas, más utilizadas en aplicaciones astronómicas, difieren en que aunque la base se raya del mismo modo que en las de transmisión, después se recubre de un material reflectante. El proceso de fabricación es complejo, ya que para que una red sea eficiente las separaciones

¹³ <https://www.slideshare.net/JoseBarcos1/ptica-fsica-difraccin-y-polarizacin>

de los surcos deben ser del orden de la longitud de onda difractada (una red típica puede tener del orden de 1.000 *líneas/mm*). Además, deben ser uniformes para que las interferencias producidas por cada parte de la red sean homogénea. Para describir el efecto de una red de difracción utilizaremos la siguiente expresión:

$$m\lambda = \sigma(\sin \alpha + \sin \beta) \quad (2.55)$$

donde m es el orden de difracción, λ la longitud de onda, σ el *paso de la red* (separación entre surcos), α el ángulo de incidencia y β el ángulo de difracción.

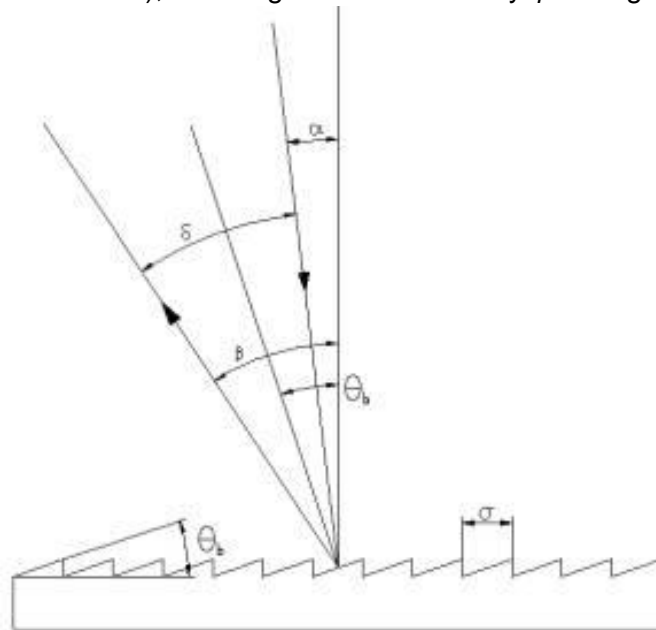


Figura 15. Difracción de la luz en una red.

En las redes de difracción simple o sencilla, casi toda la luz va a parar al orden cero, que es donde menos interesa. Para resolver esto la mayoría de las redes se rayan con forma de dientes de sierra con un cierto ángulo que hace que el máximo de luz caiga en el orden deseado (Figura 15). Esto se conoce como *ángulo de eficiencia máxima (blaze angle)* y que se indica en el dibujo como θ_b . En este tipo de redes la máxima luz se produce para la longitud de onda dada por la expresión:

$$m\lambda = \sigma \sin 2\theta_b \quad (2.56)$$

2.4 Clasificación de meteoroides

Siguiendo el trabajo de Borovička (2005), vemos que durante la breve fase lumínica del meteoro al penetrar en la atmósfera terrestre, pueden determinarse su trayectoria, órbita y velocidad. El espectro luminoso producido por el material vaporizado contiene información respecto a la composición del cuerpo.

Aunque los espectros de meteoros han sido registrados desde el siglo XIX (Millman 1980), se han publicado muy pocos estudios sobre ellos. Harvey (1973a) presentó estadísticas sobre la inspección visual de 500 espectros de meteoros con magnitud visual aparente de entre +1 y -3, en los cuales aparecían líneas de emisión de Fe, Mg, Na y Ca en proporciones similares. De entre todos ellos, solo un 10% eran espectros con diferente composición química (no representativos). Diferentes autores se concentraron en un análisis detallado de varias líneas espectrales de los bólidos brillantes (Ceplecha 1964; Nagasawa 1978; Borovička 1993a).

Los primeros intentos para determinar abundancias elementales de espectros de meteoros utilizaron diversos métodos y dieron resultados muy dispersos (Ceplecha 1964; Millman 1972; Harvey 1973b; Ceplecha et al. 1988). El análisis de espectros de bólidos brillantes (Borovička 1993, 1994a; Borovička & Spurný 1996) llegó a la conclusión de que los espectros de bólidos pueden explicarse por la combinación de dos componentes térmicos con temperaturas típicas de 4.500 y 10.000 K, respectivamente.

También se constató que los elementos refractarios (Al, Ca, Ti) pueden ser menos abundantes en el gas radiante, debido a su evaporación incompleta en los meteoroides. Una comparativa inicial de los espectros de bólidos (Borovička 1994b) sugirió que en su gran mayoría (> 90%) la composición de los grandes meteoroides es muy parecida.

En el trabajo de Borovička et al. (2005) se presentan 97 espectros de meteoros relativamente débiles (en su mayoría entre magnitud + 3 a 0) obtenidos mediante técnicas de video. Este tipo de técnica se ha utilizado para espectroscopía de meteoros, desde el trabajo de Hemenway et al. (1971). A diferencia de los espectros fotográficos de bólidos brillantes, los espectros de video tienen baja resolución y contienen sólo unas pocas líneas. En este mismo trabajo, se realizó una clasificación basada en las intensidades de las líneas de Fe, Mg y Na. En el caso de que en la muestra, se registre también por proyección de imagen de las cámaras en dos estaciones, se pueden determinar sus alturas, velocidades y órbita heliocéntrica.

De este modo, se pudo estudiar, la relación entre el espectro, la órbita y la resistencia mecánica de los meteoroides, calculados a partir de la altura al inicio de su trayectoria luminosa.

2.4.1 Medida del espectro

Los meteoros acontecen en el cielo de una forma impredecible y sus espectros aparecen en el campo de visión con posiciones y orientaciones aleatorias (Imoto & Hasegawa, 1958).

La calibración fotométrica permite calcular las intensidades y magnitudes de las líneas espectrales del meteoro con observaciones tomadas bajo diferentes condiciones (transparencia de cielo, luz de la luna, etcétera). La respuesta fotométrica de las cámaras es prácticamente lineal hasta la saturación de la señal en el centro de la imagen. La calibración de la longitud de onda se ajustó usando líneas espectrales conocidas. El objetivo final es medir las intensidades de las líneas espectrales en todas las imágenes de vídeo individuales.

Algunos espectros de meteoros capturados con velocidades muy diferentes y similar magnitud visual han evidenciado que el meteoro más rápido es mucho más brillante en la zona roja e infrarroja, debido a las fuertes emisiones de nitrógeno molecular y oxígeno atómico, característicos de los meteoros rápidos. Estas emisiones son de origen atmosférico.

Para medir el brillo de una línea, no es suficiente con medir la intensidad del pico de la línea. Las bandas de emisión, otras líneas y el nitrógeno también bien pueden contribuir a la intensidad del pico. Si decidimos analizar cada espectro completo, mediante el ajuste de la intensidad, probablemente, todos los componentes contribuirán al espectro.

Al principio, el procedimiento apropiado no era la interpretación física del espectro sino sólo medir las intensidades de línea. El primer paso fue ajustar el nivel de continuo. La emisión continua fue encontrada al equipararla con un cuerpo negro a 4.500 K. Sólo en unos pocos meteoros lentos, la temperatura de emisión del cuerpo negro ha sido inferior a 3.500 K.

Se realizó una selección de las líneas atómicas a tenerse en cuenta según la experiencia adquirida con espectros fotográficos de alta resolución y comparándolo con varios espectros de video de alta calidad. Se observó que las líneas se dividen en varios grupos según su origen:

- El primer grupo son las líneas de la componente espectral principal de baja temperatura (≈ 4.500 K).
- Un segundo grupo, son la combinación de líneas de baja excitación prominentes en estelas de los meteoros, es decir, en la radiación que persiste por una fracción de segundo justo detrás de la cabeza de meteoro (Halliday 1968). Estas líneas no son válidas para un modelo térmico (Borovička & Jenniskens 2000).

- En tercer lugar, las líneas de la componente espectral de alta temperatura (≈ 10.000 K) (Borovička 1994a) y de origen meteórico.
- El cuarto grupo, las líneas de origen atmosférico predominante (O y N) a alta temperatura ($T \approx 10.000$ K).
- El último grupo consta de una única línea, es decir, la línea verde de oxígeno, que aparece con algunos después del meteoro y persiste después de la desaparición de este, formando una estela de corta duración.

Las líneas más importantes que se utilizan para conocer los espectros aparecen en la Tabla 1. Los números de grupo de las líneas espectrales, se dan según Moore (1945). Las líneas dentro de los multipletes fueron tomadas individualmente si estaban separadas lo suficiente, como para resolverse en los espectros disponibles.

En otros casos, las líneas del multiplete se suman juntas (por ejemplo, las líneas de Na de 5.890 y 5.896 Å del multiplete 1 están representadas por una línea de 5.892 Å). Las intensidades de línea relativa inicial dentro de los grupos de líneas (Tabla 1) fueron fijadas para las condiciones físicas en la región de radiación responsable del grupo dado y de la abundancia condritica elemental. Las intensidades relativas de los grupos en la Tabla 1 son casi válidas para meteoros rápidos y serán muy diferentes en meteoros lentos.

Para simular el espectro observado, el perfil gaussiano instrumental debe ser dado por las líneas. Una parte importante de los espectros de meteoros son las bandas de N_2 . Las posiciones de banda utilizada e intensidades fueron tomadas de Pearse & Gaydon (1950) y ajustadas de acuerdo a nuestros mejores espectros de meteoros. El FWHM de las bandas de N_2 fue asumido a 100 Å. Este enfoque algo esquemático fue suficiente para tomar la contribución de N_2 en cuenta.

Así que, después de ajustar la intensidad del continuo de Planck, se ajusta la intensidad de las bandas de N_2 y de los grupos de líneas atómicas. Finalmente, hemos ajustado las intensidades de las líneas individuales dentro de los grupos.

λ (Å)	Atom & multiplet	Typical intensity	λ (Å)	Atom & multiplet	Typical intensity		
<i>Low temperature lines</i>			<i>Wake lines^a</i>				
4226	CaI	2	80	4216	Fe I	3	16
4273	FeI	42	30	4376	Fe I	2	26
4308	FeI	42	25	4427	Fe I	2	21
4326	FeI	42	25	4462	Fe I	2	12
4384	FeI	41	45	4482	Fe I	2	7
4405	FeI	41	25	4571	Mg I	1	17
4920	FeI	318	11	5110	Fe I	1	9
4957	FeI	318	16	5169	Fe I	1	8
5047	FeI	114	13	5205	Fe I	1	5
5182	MgI	2	200	<i>Atmospheric lines</i>			
5269	FeI	15	23	5330	OI	12	47
5328	FeI	15	19	5436	OI	11	34
5371	FeI	15	17	6157	OI	10	150
5404	FeI	15	15	6455	OI	9	17
5431	FeI	15	13	6484	NI	21	27
5449	FeI	15	11	7424	NI	3	60
5528	MgI	9	22	7442	NI	3	120
5589	CaI	21	5	7468	NI	3	150
5892	NaI	1	150	7774	OI	1	1400
6163	CaI	3	4	8186	NI	2	400
6439	CaI	18	3	8218	NI	2	700
6463	CaI	18	2	8243	NI	2	280
8194	NaI	4	3	8446	OI	4	800
<i>High temperature line</i>			<i>Train line</i>				
4481	MgII	4	36	5577	[OI]	3F	31

Tabla 1. Listado de las principales líneas usadas para ajustar el espectro entre 4.200 y 8.500 Å, ordenadas correlativamente por grupos de líneas (Borovička et al. 2005).

2.4.2. Intensidades de línea de Mg–Na–Fe

Según Borovička et al. (2005), el Na, Mg, Ca y Fe, pueden resolverse en los espectros obtenidos con video. Las líneas de Mg y Na son las principales características en la parte visual del espectro, aunque la medida debe ser cuidadosa, ya que la línea de Na se encuentra en la posición donde una secuencia de bandas de N₂ y la línea del magnesio coincide con las líneas del Fe y algunas otras líneas. La línea de Ca 4.226 Å se encuentra, por desgracia, en la región de la baja sensibilidad de la imagen intensificada de la cámara y las otras líneas de Ca son demasiado débiles a menos que anómalamente, se pueda destacar su presencia.

Las líneas de Fe más intensas figuran cerca de los 4.400 Å (y más allá del violeta) donde la sensibilidad es más baja. Por otra parte, esta región es relativamente distante de las líneas de Mg y Na y puede caer fuera del campo de visión cuando el Mg y el Na son visibles. Así, se seleccionaron las líneas del multiplete Fe I-15 entre 5.270-5.450 Å para medir las líneas de Fe sumando las contribuciones de todas las líneas de la multiplete. La contribución de las líneas de O atmosférico en esta región (multipletes O I-12 y O I-11) es bastante significativa en meteoros rápidos y debe tenerse en cuenta.

La medición se hace en cada imagen de vídeo individualmente. La línea de Na a veces aparece y desaparece antes que la línea del Mg (Borovička et al. 1999). Las mediciones de imágenes individuales se suman por lo tanto, teniendo en cuenta la evolución del meteorito.

Las intensidades de línea de Mg, Na y Fe, no dependen sólo de la abundancia elemental en los meteoroides sino también de las condiciones físicas del proceso de abalación. Para obtener una visión de este problema, asumimos el modelo de equilibrio térmico, aplicado con éxito a fotografías de meteoros brillantes (Borovička 1993; Trigo-Rodríguez et al. 2003) pudiendo utilizarse también para meteoros más tenues, para lo que se computaron intensidades de líneas teóricas, teniendo en cuenta la ionización, excitación y transferencia radiativa, en los vapores de meteoroides.

Todos los datos relevantes están en perfecto acuerdo con la base de datos de espectros atómicos del NIST¹⁴. Los parámetros libres fueron la temperatura (entre 3.500-5.500 K), la densidad de átomos de Fe (10^{12} a 10^{14} átomos \cdot cm^{-3}) y la masa total de los átomos de Fe en el gas (10^{-4} a 10^{-1} g). Se encontró que el factor principal que influye en las intensidades de línea es la temperatura.

En este trabajo, se han utilizado diagramas ternarios para visualizar las intensidades relativas de los multipletes de Mg, Na y Fe. Los valores teóricos de composición condritica se representan gráficamente en la Figura 16 y están marcados con las temperaturas correspondientes.

¹⁴ <http://physics.nist.gov/>

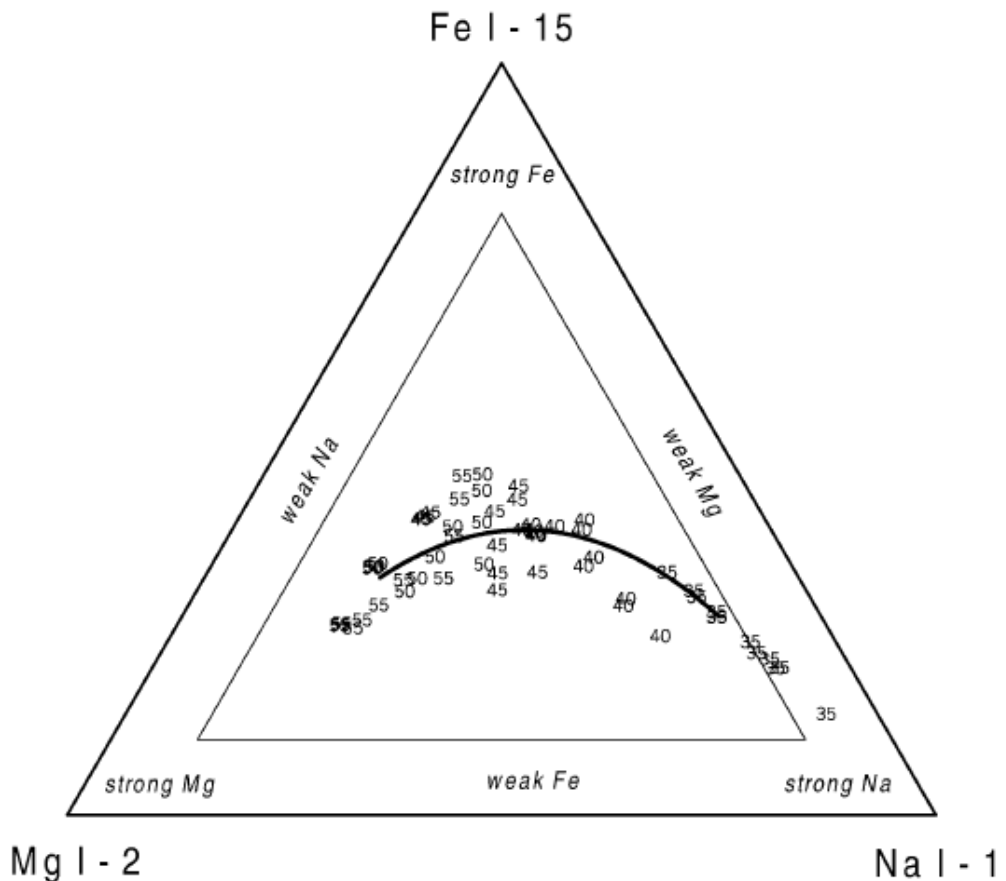


Figura 16. Diagrama con las intensidades relativas calculadas de los multipletes de Mg I-2, Na I-1 y Fe I-15 en espectros de meteoros, reflejando composición condritica, temperaturas, densidades y tamaño del gas radiante (Borovička et al. 2005).

La posible relación de Mg, Na, Fe ocupa un área relativamente grande en el diagrama. En particular, la relación de intensidad de línea Na/Mg varía ampliamente. A lo largo de la línea va cambiando la temperatura. La intensidad de la línea de Na se predice más alta a bajas temperaturas y más baja a temperaturas altas.

Esto es comprensible puesto que el Na tiene bajo potencial de ionización y la mayoría del Na se ioniza a temperaturas más altas. Por otra parte, la línea de Na es de excitación baja (2,1 eV) en contraste con la línea de Mg (5,1 eV). El Mg es por lo tanto más prominente a temperaturas más altas.

Relacionado la intensidad de línea medida Na/Mg frente a la velocidad y excluyendo los meteoros con abundancias de Na, se observa que la relación Na/Mg con la velocidad, es independiente para velocidades $> 40 \text{ km s}^{-1}$ pero aumenta para velocidades más bajas, especialmente $< 20 \text{ km s}^{-1}$ (Borovička et al. 2005).

Jenniskens et al. (2004) encontraron que la velocidad es casi independiente de la relación intensidad del $N/N_2 > 36 \text{ km s}^{-1}$. La relación Na/Mg para altas velocidades corresponden a una temperatura $T \approx 5.000 \text{ K}$, pero a 15 km s^{-1} la temperatura $T \approx 4.000 \text{ K}$.

Cualquier meteoro de composición condrítica debe ser medido con esta curva, siendo su posición, la correspondiente a la velocidad del meteoro. Los de mayor velocidad se sitúan a la izquierda del diagrama ternario (figura 17).

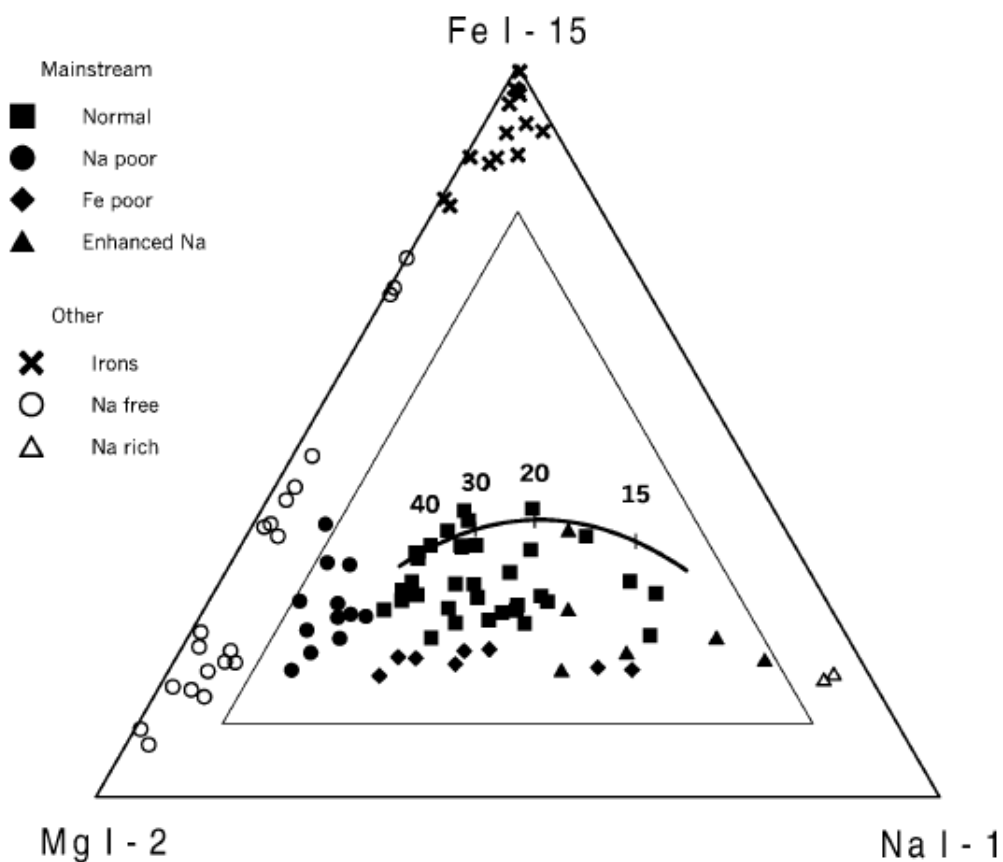


Figura 17. Diagrama ternario con mediciones de intensidades relativas de los multipletes de Mg I-2, Na I-1 y Fe I-15 en los 96 espectros de meteoros de Borovicka (2005). Este diagrama representa la base de la clasificación espectral de meteoros débiles, donde el trazo curvilíneo muestra el rango esperado para la composición condrítica en función de la velocidad de los meteoros. (Las velocidades están marcadas en km s^{-1} y para valores de más de 40 km s^{-1} , la línea de ratios no sufre cambios destacables).

2.4.3 Clasificación espectral de meteoroides

El diagrama de la Figura 17 forma la base de la clasificación espectral de meteoros. Algunos meteoros se encuentran realmente cerca de la curva condritica predicha, sin embargo, hay gran dispersión y figuran más meteoros debajo de la curva, es decir, el brillo de las líneas de hierro es menor de lo esperado.

Además, hay meteoros en posiciones muy diferentes, cerca de los bordes del diagrama, indicando que uno o dos de los elementos estudiados casi han desaparecido del espectro. En primer lugar describiremos los objetos de naturaleza no condritica, diferenciados tres clases: Ferrosos, Meteoroides libres de Na y Meteoroides ricos en Na.

2.4.3.1 No condritas

-Meteoroides Ferrosos

Estos espectros resultan extraños a primera vista porque las líneas estrechas no están presentes y sólo aparecen dos bandas visibles entre 4.200-4.500 Å y 5.100-5.500 Å. La ausencia de las líneas atmosféricas puede explicarse por la baja velocidad de los meteoros de esta clase (en la mayoría de casos menores a 20 km/s y máximo de 28 km/s) sin embargo, también falta la línea de Na. La banda de 4.200-4.500 Å puede explicarse por estar formada por diversas líneas de multipletes de Fe I-41, 42 y 2 (ver tabla 1) sin una contribución de la línea de Ca en 4.226 Å. La banda al 5.100 a 5.500 Å se explica en parte por el multiplete de Fe 15 pero también su emisión es significativa en la posición de la línea principal de Mg (5.180 Å), ya que la emisión es mayor de la esperada para el Mg. Este espectro se debe principalmente a las líneas en la estela del multiplete Fe I, aunque una pequeña contribución de Mg también es posible e incluso probable.

En cualquier caso, la línea Mg es mucho más débil que en los espectros normales.

-Meteoroides libres de Na

Los meteoroides libres de Na se definen como los que no muestran ninguna línea de Na y no se clasifican como ferrosos. Caen en la región cerca del borde izquierdo del diagrama ternario (Fig. 17). Esta clase no es tan compacta ya que la relación Fe/Mg varía ampliamente. Estos meteoroides podrían contener material refractario rico en Ca, aunque no puede excluirse la presencia de elementos no observables en el espectro (por ejemplo, Si).

- Meteoroides ricos en Na

En contraste con la clase anterior, el espectro de meteoroides ricos en Na está dominado por la línea de Na. Las relaciones Na/Mg y Fe/Na son superiores a la prevista para los meteoroides condriticos. Las líneas de Mg y Fe suelen estar presentes pero que son débiles. Esto es particularmente válido para la línea de Mg. La relación Mg/Fe es menor que en cualquier otro meteoroides a excepción de los ferrosos. Pueden ser ricos en Ca y Na siendo así espectros bastante exóticos.

2.4.3.2 Condritas (Corriente Principal)

El diagrama ternario está ocupado en su parte media, por la corriente principal de meteoroides (Figura 17). La mayoría de las condritas corresponden a la mayor parte de los meteoroides observados. Sin embargo, sólo una pequeña parte del espectro cae cerca de la curva condritica esperada. El espectro de corriente promedio exhibe una intensidad algo menor de las líneas de Fe.

Hay grandes variaciones en la intensidad de la línea de Na y casi toda la gama entre los meteoroides libres y ricos en Na. Para juzgar la intensidad de la línea de Na, sin embargo, uno también debe tener en cuenta la velocidad del meteoroides y la posición predicha en la curva condritica (ver sección 3.2.2). Podemos dividir los meteoroides en cuatro subclases.

- Meteoroides normales

Definimos meteoroides normales cuando su espectro, cae cerca de la línea condritica en el diagrama de Mg, Na, Fe o con algo menor intensidad en el Fe. El límite entre normal y meteoroides pobres en Fe es algo arbitrario. Se ha dispuesto para que la mayoría los meteoroides del enjambre de las Leónidas se clasifiquen como normales, tomándose las Leónidas como representante de una lluvia clásica de meteoroides cometarios. De forma análoga se clasifican las Perseidas.

- Meteoroides pobres en Na

Los meteoroides pobres en Na son definidos como aquellos con la línea de Na considerablemente más débil de lo esperado para la velocidad dada pero todavía visible (en contraste con meteoroides libres de Na).

- Meteoroides enriquecidos en Na

Los meteoroides enriquecidos en Na, son definidos como aquellos con la línea de Na más intensa que la esperada para la velocidad del meteoro dado, pero no tan dominante como en meteoritos ricos en Na. La mezcla de Na enriquecido y meteoroides normales en la figura 17 es una consecuencia de sus diferentes velocidades.

- Meteoroides pobres en Fe

Los meteoroides pobres en Fe se definen como aquellos con una proporción de Na/Mg similar a la esperada, pero con líneas de Fe demasiado débiles para ser clasificados como meteoroides normales.

2.4.4 Relación de la órbita de meteoros y su clasificación espectral

En los meteoros que han sido captados desde al menos dos estaciones, puede utilizarse su órbita para identificar el origen de los meteoros, así como evaluar las influencias de otros cuerpos celestes sobre ellos. Usaremos los siguientes parámetros para clasificar las órbitas:

- Distancia al perihelio (q)
- Distancia afelio (Q)
- Inclinação (i)
- Parámetro de *Tisserand* en relación con Júpiter, $T_J = (a_J/a) + 2\sqrt{(a/a_J)(1 - e^2)} \cos i$, donde $a_J = 5,2$ U.A. es el semieje mayor de la órbita de Júpiter, a es el semieje mayor de la órbita del meteoroides, y e es la excentricidad de la órbita del meteoroides.

Estos parámetros se utilizan comúnmente para distinguir órbitas típicas de asteroides y cometas de la familia Júpiter y cometas tipo Halley (p. ej. Weissman et al. 2002).

Normalmente, las órbitas de los asteroides, se toman de la base de datos orbitales del *Minor Planet Center* y las órbitas de los cometas de la base de datos de DASTCOM¹⁵.

¹⁵ http://ssd.jpl.nasa.gov/sb_elem.html

Puede hacerse una distinción ruda entre cometas de tipo Halley (originarios de la nube de *Oort*), cometas de la familia Júpiter (originaria del cinturón de *Kuiper*) y asteroides (originarios del cinturón principal de asteroides) utilizando los valores de parámetro de Tisserand $T_J = 2$ y $T_J = 3$ como límites. Sin embargo, hay una gran superposición entre asteroides y cometas tipo Júpiter cerca de $T_J = 3$. También hay unos pocos asteroides (Damoclidas) en órbitas de tipo Halley y otros cometas, especialmente el 2P/Encke, dentro de la región de asteroides. Así pues, la órbita por sí sola no puede distinguir asteroides y cometas sin ambigüedades; sin embargo es bien conocido que las órbitas condritas caen dentro de la región asteroidal.

Así pues, se pueden definir cinco clases de órbitas de meteoros como veremos a continuación. Por razones que más adelante serán obvias, las órbitas con pequeño perihelio se definen como una clase aparte.

El ejemplo más evidente son los meteoros del enjambre de las Táuridas, que se derivan del cometa Encke. Si nos fijamos en los parámetros orbitales, se incluirían a estos cuerpos en la clase asteroidal a pesar de su origen cometarios. También se incluyeron en esta clase los miembros de otras lluvias de meteoros con órbitas cerca de la frontera entre asteroides y cometas de la familia Júpiter.

La definición de las clases de órbita de los meteoros, anteriormente mencionadas y definidas por Borovička et al. (2005) son:

- Órbitas aproximándose al Sol: $q < 0.2$ U.A.
- Órbitas de lluvias de meteoros eclípticas. A continuación, en la Tabla 2, figuran los elementos orbitales de la selección de las lluvias de meteoros eclípticas seleccionadas (Cook 1973).

Lluvia	a (AU)	e	q (AU)	Q (AU)	i (°)	T_J	Objeto progenitor
Northern Taurids	2.59	0.86	0.36	4.8	2	2.73	2P/Encke
Southern Taurids	1.93	0.81	0.38	3.5	5	3.41	2P/Encke
Northern Piscids	2.06	0.80	0.40	3.7	3	3.28	2P/Encke
Southern Piscids	2.33	0.82	0.42	4.2	2	3.00	2P/Encke
α Capricornids	2.53	0.77	0.59	4.5	7	2.94	45P/H–M–P
Northern ι Aquarids	1.75	0.84	0.26	3.2	5	3.60	
Southern ι Aquarids	2.36	0.91	0.21	4.5	7	2.75	
Virginids	2.63	0.90	0.26	5.0	3	2.60	
κ Cygnids	3.09	0.68	0.99	5.2	38	2.58	

Tabla 2. Elementos orbitales de las lluvias de meteoros eclípticas seleccionadas (Cook 1973).

- Órbitas tipo Halley: $T_J < 2$ or $2 < T_J < 3$ y $i > 45^\circ$
- Órbitas familia-Júpiter: $2 < T_J < 3$ y $i > 45^\circ$ y $Q > 4.5$ U.A.
- Órbitas condriticas-asteroidales: $T_J > 3$ o $Q > 4.5$ U.A

Las órbitas de meteoroides generalmente siguen el patrón de asteroides y cometas, sin embargo, se observa una gran cantidad de meteoroides con distancias de perihelio pequeño. También aparecen significativamente órbitas de meteoroides tipo Halley con pequeños semi-ejes mayores y afelios, en comparación con los cometas. Esto puede ser debido a la fricción de Poynting-Robertson (Klačka, 1992), pero también a los efectos de selección (los meteoroides con períodos más cortos son observados con mayor frecuencia).

Normalmente no se toma muy en serio esta diferencia, ya que el semi-eje mayor cercano al límite parabólico, es difícil de determinar a partir de las observaciones del meteoro (muy sensibles a la determinación de la velocidad).

2.4.5 Clasificación de la resistencia del material de los meteoroides

El inicio de la trayectoria luminosa del meteoroides se ha utiliza tradicionalmente para establecer diferencias en la resistencia de meteoroides con tamaños del mm (Ceplecha 1988). Para una velocidad de entrada dada, los meteoroides de origen asteroidal, comienzan su ablación en alturas más bajas que los cuerpos cometarios, más débiles.

Ceplecha introdujo un criterio de clasificación (Ceplecha et al. 1998) para meteoroides según la altura de inicio y la velocidad descendente de su trayectoria. Más recientemente, Kotev et al. (2003, 2004) encontraron que la altura de inicio de ablación de los meteoroides cometarios depende también de su masa. Sin embargo, para nuestro propósito, la dependencia de la altura de inicio con la velocidad demostró ser suficiente para reconocer diferentes resistencias de materiales de diferentes clases espectrales de meteoroides.

CAPÍTULO 3

DESARROLLO EXPERIMENTAL

En este capítulo se describe el proyecto de ingeniería que se ha desarrollado, para estudiar meteoros con espectrógrafos y tecnología CCD, objetivos de gran campo y red holográfica de difracción (Espartero et al. 2018a). Desde el punto de vista técnico, el conjunto está formado por dos espectrógrafos independientes con distinta configuración, lo que permite capturar imágenes de bólidos y meteoros con distinto campo de visión y resolución espectral. El equipo completo, forma un pequeño observatorio autónomo, compuesto de una caja estanca con techo móvil, estación meteorológica y ordenadores para procesado y almacenamiento de datos.

El equipo completo de estos dispositivos se ha desarrollado durante dos años (2014-2016) a través de numerosos ensayos y pruebas, que lo han ido conformado en el resultado final que se muestra en este capítulo.

El sistema básico desarrollado ha permitido capturar imágenes de meteoros y sus espectros de forma autónoma, permitiendo estudiar la naturaleza química de estos objetos. De estos equipos se han obtenido resultados muy interesantes, que permiten continuar desarrollando y mejorando su rendimiento.

3.1 Antecedentes

Los estudios de espectroscopía de meteoros comenzaron en la década de 1860 con las observaciones de A.S. Herschel (Millman 1963). A finales del siglo XIX se usaron técnicas fotográficas para observar los espectros de meteoros (Millman 1980) y a partir de la década de 1950 las rejillas de transmisión comenzaron a reemplazar los prismas en los espectrógrafos de meteoros. Se realizaron amplios programas de espectroscopía en USA, Canadá, la antigua URSS y Checoslovaquia (Cepelcha et al.1988). Se empezaron a usar nuevas técnicas en video para estudiar espectros de meteoros (Hemenway et al.1971) y nuevos métodos y procesos en TV para reducción de datos, que fueron descritos por Millman & Clifton (1975), Borovička & Bocek (1995) y Zender et al. (2004).

La espectroscopía de meteoros se fundamenta en la emisión de líneas atómicas (espectros de emisión), junto a otras bandas moleculares y la radiación continua. Más adelante Halliday (1961), Cepelcha (1971) y Borovička (1994a), proporcionaron amplias listas de identificación de líneas en espectros fotográficos de alta dispersión. Las líneas pueden estar divididas en dos componentes, según revelo Borovička (1994b), en función de su temperatura (alta y baja).

Las técnicas de video permiten grabar meteoros relativamente débiles (Espartero & Madiedo 2016) en comparación con las capturas de imágenes fotográficas, por lo que solo puede detectar algunas líneas de emisión como el Na, Mg, Ca y Fe, además de las emisiones de origen atmosférico O, N y N₂ (espectrografía a baja resolución).

3.1.1 Estaciones de detección de meteoros en la Península Ibérica.

La luz emitida por los meteoros durante el proceso de ablación en la atmósfera terrestre, permite estudiar, a través de los espectrógrafos, la naturaleza química de su objeto progenitor. Así, el análisis del espectro del meteorito, puede proporcionar distinta información, sobre el proceso de ablación, el plasma del meteorito y la composición química del meteoritoide (Borovička 1993, 1994a; Trigo-Rodríguez et al. 2003) e incluso información relevante sobre su cuerpo progenitor. Con los equipos de video se pueden capturar meteoros de hasta una magnitud aparente de 3 ± 1 (Madiedo et al. 2016).

Desde 2002, que se empezaron a instalar las primeras cámaras CCD de todo el cielo y de alta resolución espacial en la península ibérica, en los Observatorios astronómicos de la Red Global BOOTES con el objeto de estudiar GRBs (estallidos de rayos gamma), lluvias de meteoros y la reconstrucción de trayectorias de bólidos (Castro-Tirado et al. 2008).

Poco después, en el año 2004, se inicia un nuevo proyecto en España, para instalar cámaras de todo el cielo de baja resolución, con la intención de estudiar la interacción de la materia interplanetaria con la atmósfera terrestre. Esta nueva red contará con diferentes emplazamientos y tomará el nombre de la SPMN (*Spanish Meteor Network*)¹⁶.

Desde el año 2009, esta red tiene capacidad operativa para estudiar prácticamente, la totalidad del cielo de la Península Ibérica, siendo complementada en algunas estaciones con video cámara.

3.1.2 El Observatorio Andaluz de Astronomía

Este trabajo de investigación, para estudiar meteoroides con cámaras de gran campo, ha sido posible en gran medida, gracias a las instalaciones que ha proporcionado el Observatorio Andaluz de Astronomía (OAA)¹⁷, situado en la aldea de La Pedriza, en el municipio jiennense de Alcalá la Real. Este observatorio, ha permitido disponer de un lugar privilegiado para este proyecto y en el, se han desarrollado y experimentado, diferentes herramientas técnicas con buen rendimiento y resultados para este trabajo.

El Sky Quality Meter es un instrumento para la medida de la calidad del cielo nocturno que ofrece valores en una escala logarítmica de magnitudes por segundo de arco al cuadrado (MPSAS); y que también permite el registro de la temperatura en el momento de la observación. La escala MPSAS medida por el SQM va desde el valor 16 (mala calidad) hasta el valor 22 (calida óptima).

El proyecto del OAA comenzó en el año 2010, con una campaña de estudio de las condiciones atmosféricas y calidad de brillo de cielo para determinar su mejor ubicación, dentro de los municipios jiennenses de Alcalá la Real, Castillo de Locubín, Frailes y Noalejo (Figura 18).

¹⁶ <http://www.spmn.uji.es/>

¹⁷ <http://oaa.astroalcala.es/>

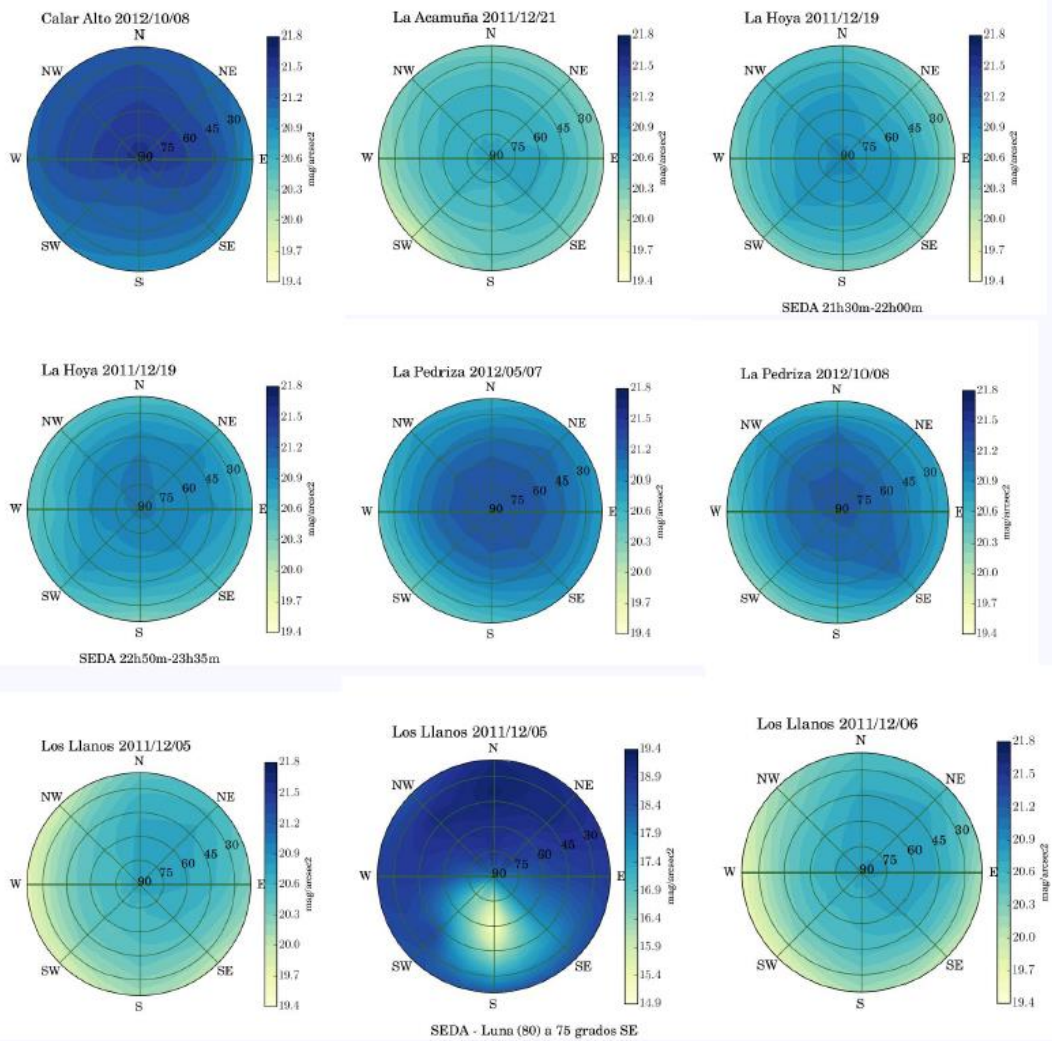


Figura 18. Comparativa gráfica de medidas de brillo de fondo de cielo, de diferentes emplazamientos con respecto al Observatorio de Calar Alto (véase gráfico arriba, izquierda).

A estos datos fundamentales, se le sumaron los lugares con mejores equipamiento disponible, accesibilidad e instalaciones, como es la disponibilidad de corriente eléctrica y acceso a internet. Finalmente se optó por elegir un antiguo edificio abandonado, propiedad del Ayuntamiento de Alcalá la Real, en que existía disponibilidad incluso de Internet (Figura 19). Los datos proporcionados durante dos años de trabajo (2010-12) y las mediciones de campo fueron la base también, para conseguir la Certificación de Reserva Starlight y Destino Turístico Starlight, otorgado por la Fundación Starlight a la Sierra Sur de Jaén, en la que se incluyen el municipio citados anteriormente, a excepción de Noalejo. El resultado final de conseguir esta prestigiosa certificación de calidad de cielo fue el detonante principal para poder construir el OAA¹⁸.

¹⁸ <https://www.andalucia.org/es/astroturismo-turismo-de-estrellas/reserva-starlight-sierra-sur-de-jaen/>.

Aunque el proyecto se ha desarrollado en diferentes fases, primero en video y después con fotografías de los espectrógrafos, en algún periodo (de varios meses), han estado operando simultáneamente, cinco cámaras de video CCD, dos espectrógrafos y dos cámaras analógicas de video vigilancia, para detectar la entrada de meteoros en nuestra atmósfera (Espartero et al. 2018c).



Figura 19. Fotografía del Observatorio Andaluz de Astronomía (OAA) terminado.

3.2 Metodología

El nuevo dispositivo de captura de imágenes espectroscópicas, ha sido diseñado con la finalidad de obtener espectros de emisión más detallados y completos, procedentes de bólidos y meteoros brillantes. Desde 2013 han sido estudiados varios meteoros, a través de las imágenes capturadas por estas cámaras y sus dispositivos auxiliares.

Al tratarse de un proyecto experimental, se tardó varios meses hasta conseguir resultados aceptables, ya que se han tenido que abordar diferentes problemas hasta conseguir que los equipos funcionaran de una forma segura, estable y continuada en el tiempo.

Seguidamente, se detallan los procedimientos seguidos con los espectrógrafos y en el siguiente epígrafe (3.2.2), se expone el proceso de reducción de datos y extracción de espectros.

3.2.1 Espectrógrafos

Los dos espectrógrafos tienen el mismo diseño y están formados básicamente, por una cámara CCD con objetivo de gran campo, red holográfica de difracción y protecciones adecuadas contra las inclemencias meteorológicas. Tanto las CCD como los objetivos son de diferentes modelos y para ello se han tenido que adoptar diferentes configuraciones para obtener imágenes de calidad. Esta configuración puede permitir obtener dos imágenes diferentes del mismo objeto, con detalles distintos y complementarios de las principales líneas de su espectro de emisión.

Para ensamblar los dispositivos que configuran el espectrógrafo, se han tenido que ajustar mecánicamente los elementos para conseguir una buena focal y su estabilidad. A continuación se ha insertado el bloque resultante, en el interior de dos tubos concéntricos de polivinilo clorado (PVC) en cada uno de los dos espectrógrafos. En su extremo superior están recubiertos por un vidrio especial, perfectamente sellado con un elastómero de silicona, que permite su impermeabilización además de posibilitar que las diferencias de temperaturas no deterioren al junta de unión (Figura 20).

Los espectrógrafos están ubicados en un observatorio automático para espectrografía que permite suministrar corriente eléctrica a los sistemas y les sirve de soporte. Esta caja dispone de un sistema electromecánico que abre o cierra un doble techo corredizo. El sistema está conectado a una estación meteorológica que mide el índice de nubosidad de manera que cierra el techo y desconecta el sistema en caso de riesgo de lluvia.

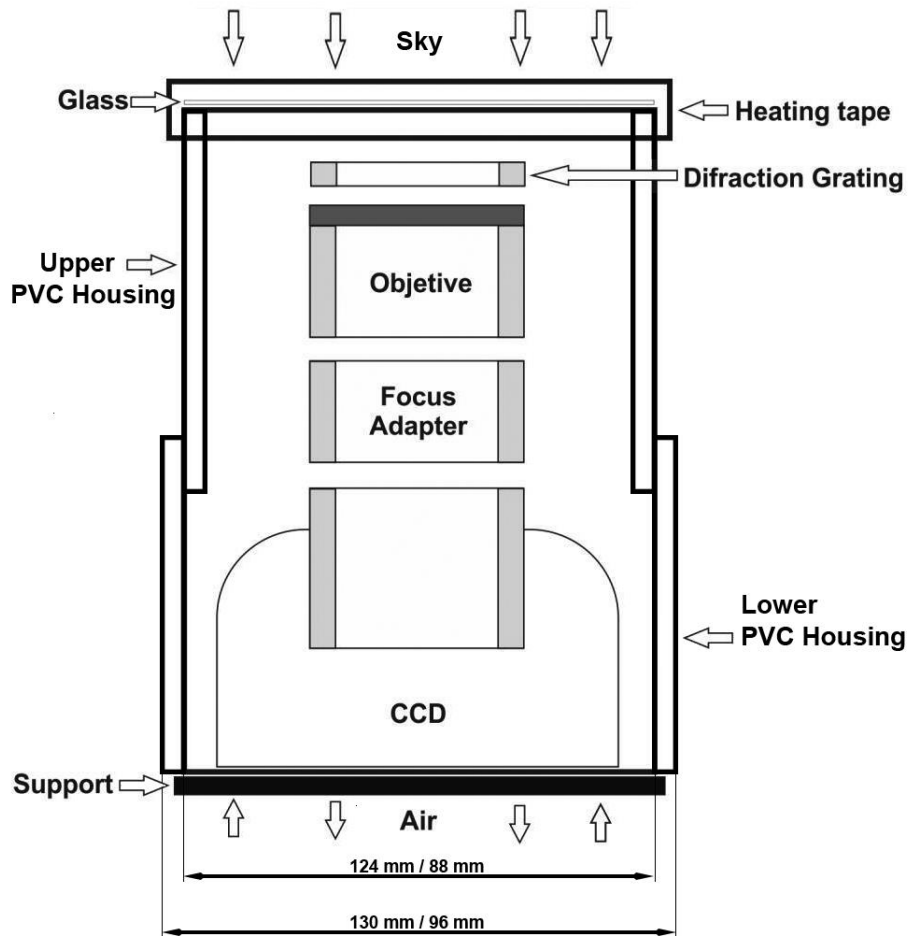


Figura 20. Esquema general de los elementos que conforman los dos espectrógrafos.

Todo el conjunto está conectado a dos ordenadores, para descargar en los discos duros las imágenes capturadas. Además se pueden regular y programar todos los dispositivos que conforman este equipo de espectrógrafos, cuyos principales elementos se detallan a continuación (Espartero et al. 2018a).

3.2.1.1 Cámaras CCD

Se han usado dos cámaras CCDs de diferente configuración para cada uno de los espectrógrafos.

CCD 1: El Espectrógrafo #1, está compuesto por una Atik 314L+ de 1.4 Megapíxel, que es una CCD comercial que proporciona muy buenos resultados. De uso contrastado por su buen rendimiento, proporciona una buena regulación de temperatura, que le permite conseguir una buena refrigeración. Incorpora el sensor monocromo, Sony ICX285AL ExView de 1392 x 1040 píxeles y 10.2 x 8.3 mm, con ruido de lectura de 4 electrones rms y una velocidad de descarga muy rápida, inferior a 2 s. El bajo ruido y su extraordinaria linealidad y eficiencia cuántica, nos permite usarla regularmente para la obtención de datos científicos.

CCD 2: El Espectrógrafo # 2, incorpora una Atik 11000, que es una cámara de alta resolución de 4008 píxeles x 2672 píxeles (9 μm x 9 μm /píxel) y gran formato con un sensor monocromo Kodak KAI 11002 de 37.25 x 25.7 mm. Esta cámara logra un excelente resultado en la captura de imágenes al poder llegar a una refrigeración de 38°C inferior a la temperatura ambiente. El ruido térmico es muy bajo (13 electrones rms) y una eficiencia cuántica de $\sim 50\%$, con un tiempo mínimo de exposición de 1/1000 s y un máximo ilimitado (Figura 21).



Figura 21. Sistema 2, compuesto de Atik 11000 +acoplamiento +objetivo Nikon 50 mm a f/1.2 y red de difracción con adaptador.

3.2.1.2 Objetivos de gran campo y red de difracción

Los objetivos usados son también distintos, para cada una de las CCD. Por un lado, se incorpora objetivo Sigma 4.5 mm de focal a f/2,8 de apertura, modelo EX DC HSM, para la Atik 314 L+, que proporciona un campo de visión de 120° y se acopla mediante un adaptador roscado macho/hembra de aluminio para conseguir un buen enfoque. Por otro lado, un objetivo Nikon de 50 mm de focal con f/1,2, para la Atik 11000, que también se acopla mediante un adaptador roscado y da un campo de visión de 15°.

Delante de cada uno de los dos objetivos y a sólo a 2/3 mm como máximo de separación, se incorpora la red holográfica de difracción de 1000 líneas por mm, sobre un adaptador de filtro, que en cada dispositivo varía en función del tamaño. Esto permite su manipulación de una forma rápida y sencilla, para las tareas de mantenimiento, ya que cada seis meses como máximo, es necesario cambiar la red de difracción para obtener un óptimo resultado y evitar que su deterioro (la radiación solar y los cambios de temperatura deterioran la junta de unión de la red con el objetivo, provocando su desprendimiento) la perjudique las imágenes.

3.2.1.3 Soporte y Protecciones.

Los sistemas de protección de estos equipos, han sido diseñados y creados para cada uno de los dos espectrógrafos, según las dimensiones y necesidades de cada uno. La protección individual de PVC de cada espectrógrafo, consiste en dos tubos concéntricos cuyas medidas permiten encajar la CCD y el resto de elementos que configuran nuestro dispositivo. Los tubos de PVC tienen un diámetro que solo varía 8 mm, uno con respecto del otro. Esto permite que puedan ajustarse uno dentro del otro y moverse entre sí. Sirven de sujeción y anclaje para las cámaras y los sistemas ópticos.

En la primera fase experimental y de pruebas, se adquirieron las cámaras CCD y los objetivos que debían ayudar a capturar las imágenes. Para conseguir la focal adecuada, que permitiera obtener imágenes nítidas, se colocaron diferentes anillos roscados superpuestos entre el chip de la CCD y el objetivo para obtener una correcta focal. Este conjunto de elementos se insertó en el interior de dos tubos de PVC y permite su manipulación y traslado sin alterar su configuración. La parte superior tubo está cubierta por vidrio flotado de 1 mm de espesor y el mismo diámetro que el tubo, para que encaje bien y pueda sellarse con un cordón de silicona especial para vidrio y exteriores (Figura 22).

El último elemento que conforma este sistema es la cinta de calefacción de intensidad regulable, que se acopla a la parte superior del tubo, rodeando el vidrio de protección. Esta cinta evita la formación de escarcha y la condensación en el vidrio por humedad, tanto interior como exterior. Se ha fabricado una resistencia con un circuito impreso flexible (SMD), aislada con silicona y tela gruesa que evitar las pérdidas de calor.

3.2.1.4 Observatorio Automático para Espectrografía (OAE).

Para que los espectrógrafos puedan operar de un modo eficaz y duradero, se ha dispuesto fabricar un observatorio automático para espectrografía (OAE), que permita ser manipulado vía remota por internet (Figura 23). Este módulo automático, se construye con una estructura de barras de acero de sección cuadrada de $10 \times 10 \text{ mm}^2$, con uniones electro-soldadas, que permiten colocar las bandejas y soportes necesarios para los elementos mecánicos que dan movilidad a la cubierta. Como recubrimiento exterior, se han colocado paneles de chapa galvanizada de 2 mm de espesor, tanto en las paredes como en el techo corredizo. El tejado del observatorio se ha conformado con una doble vertiente inclinada y cuya apertura y cierre se hace de forma opuesta y sincronizada (Figura 24).



Figura 22. Espectrógrafo básico (izquierda) y con protecciones (derecha).

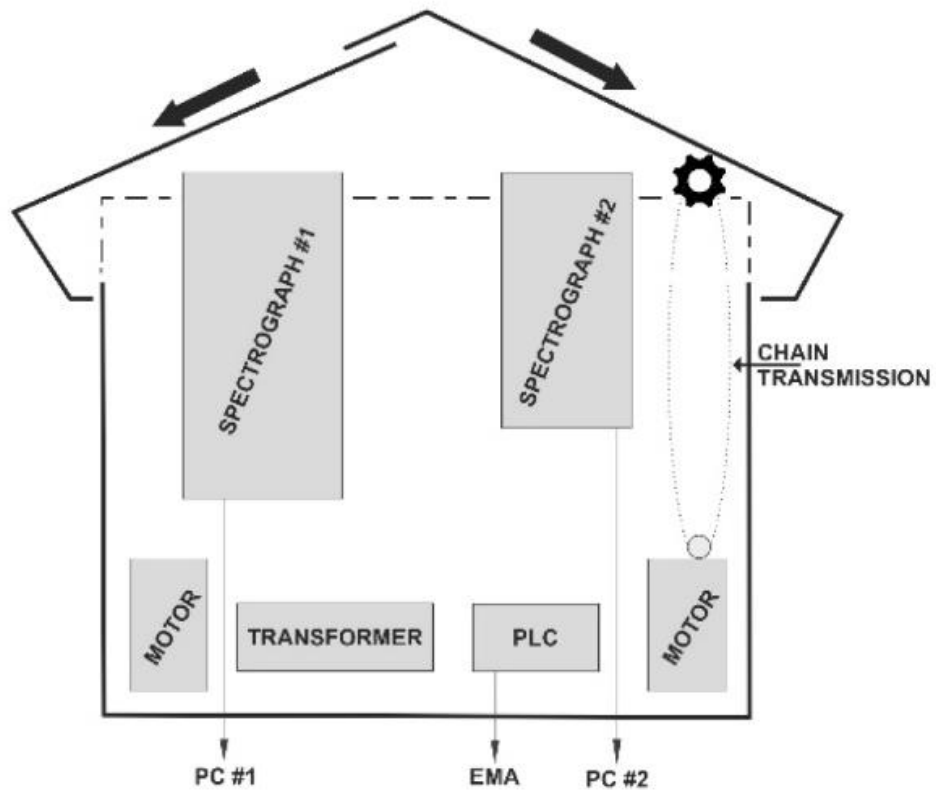


Figura 23. Esquema básico de los principales instrumentos instalados en el interior del OAE.

Interiormente, se colocan los soportes para ubicar las cámaras, así como los diferentes dispositivos que permiten la apertura y cierre de la cubierta. El accionamiento del techo de este pequeño observatorio está formado por dos motores eléctricos de 24 V, que son accionados mediante dos relés, transformadores de intensidad de corriente y programador.



Figura 24. Módulo automático con sistema de apertura/cierre para protección de las cámaras.

Estos dispositivos electrónicos son programados y regulados a través del ordenador de control y permiten desplazar el techo según su programación (Figura 25 y 26). Todo este conjunto se conecta a la corriente eléctrica a 220 V a través de un sistema de alimentación ininterrumpida, que también permite controlar las posibles oscilaciones de tensión y amperaje eléctrico que puedan dañar los equipos (Espartero et al. 2018b).

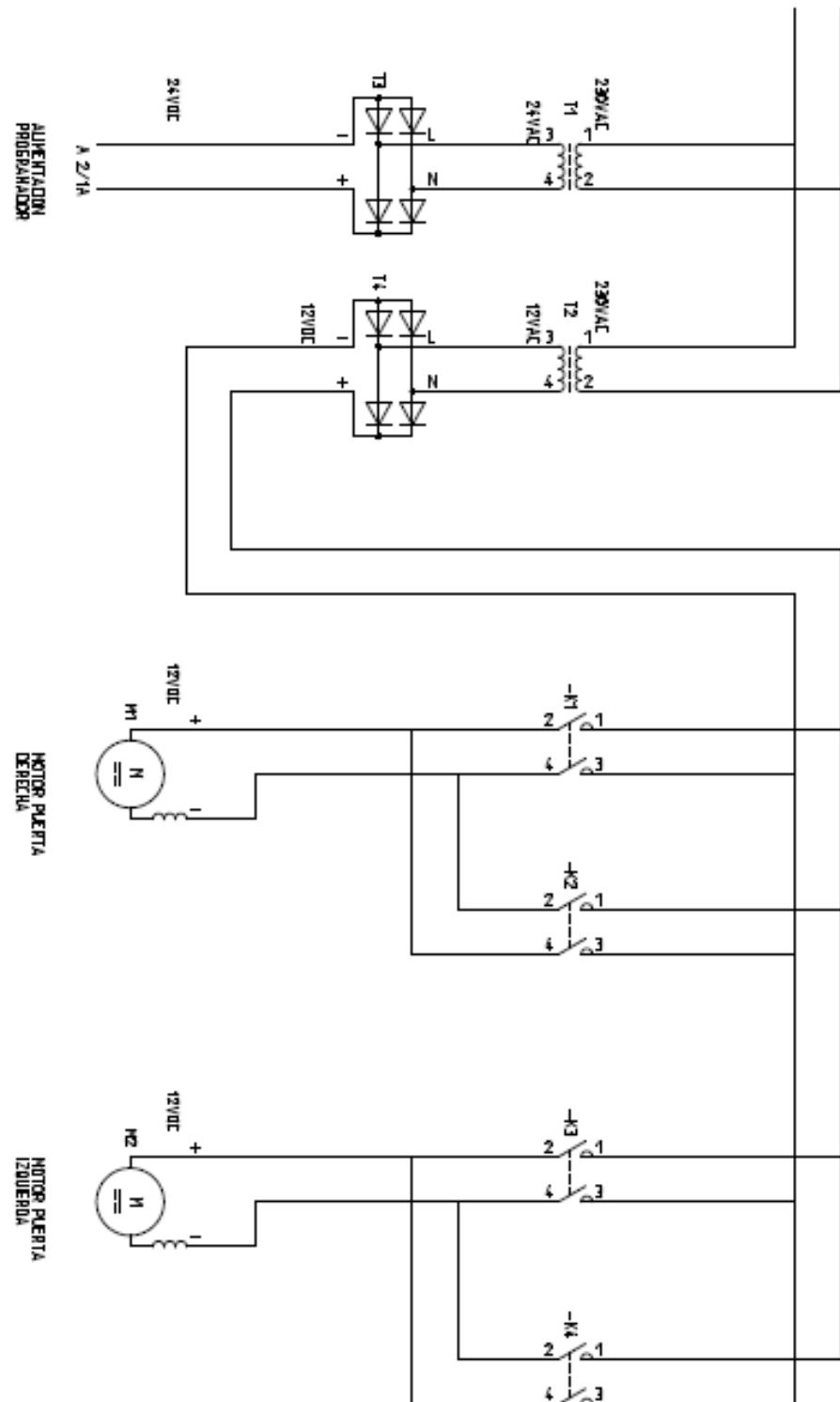


Figura 25. Esquema eléctrico de control de alimentación de motores del OAE.

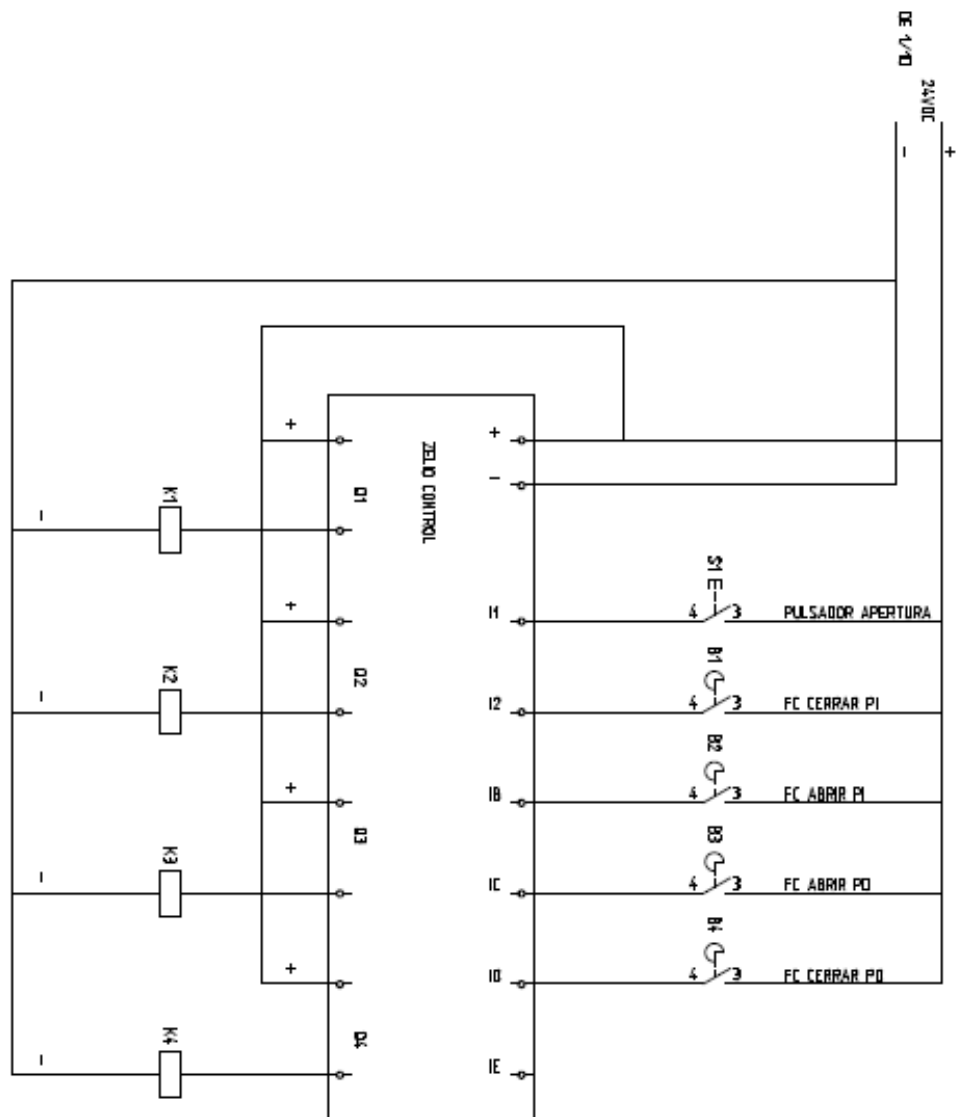


Figura 26. Esquema eléctrico del programador y control de maniobras del OAE.

3.2.1.5 Estación Meteorológica para Astronomía (EMA)

Se ha instalado una estación meteorológica especialmente diseñada para controlar y medir los parámetros atmosféricos y de calidad de cielo, que más nos interesa para el uso de los espectrómetros.

La estación meteorológica para astronomía mide entre otros, el brillo de cielo (Sky Quality Meter), la velocidad del aire (Anemómetro) o el índice de nubes (con un sistema *Peltier* que mide la diferencia de radiación infrarroja entre el suelo y el cielo), siendo este último el indicador más relevante para nuestro sistema de protección, ya que a partir del 70%, optamos por cerrar la protección como medida de seguridad (Figura 27).

Llegado este punto la EMA envía una señal al módulo automático de protección para que cierre su techo corredizo, al tiempo que las CCDs quedan en *standby*. El sistema no se apaga. Entra en modo *standby* hasta que se reduce la nubosidad y vuelve a funcionar.



Figura 27. Estación meteorológica de Astronomía en el OAA.

El proceso que permite un correcto funcionamiento del sistema (módulo de protección, espectrógrafos y ordenadores) es bastante intuitivo. Todo el conjunto está conectado a la EMA del OAA, que activa el sistema al atardecer y lo desactiva al amanecer, permitiendo su desconexión y que el módulo de protección permanezca cerrado en las horas diurnas. Al conectar/desconectar en función de la magnitud de brillo de cielo, no es necesario actualizar ningún

reloj astronómico ni temporizador con el paso de los días, ya que su autorregulación es autónoma y diaria (Trueblood & Genet, 1985).

Diariamente las operaciones comienzan con la apertura del OAE, poco después del atardecer, siempre que el valor de brillo de cielo supere las 12 mag/arcsec² (magnitud visual límite -3), ya que con valores inferiores las imágenes obtenidas saturan (Figura 28). Cuando este valor desciende poco antes de amanecer, los sistemas dejan de funcionar y la OAE cierra. Los PCs quedan en modo standby cada amanecer, de manera que vuelven a activarse automáticamente al anochecer, al igual que los espectrógrafos, volviendo a capturar imágenes en sus discos duros.

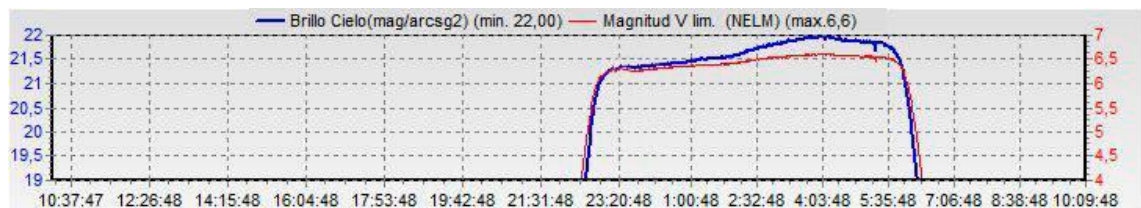


Figura 28. Gráfico SQM de los sensores de la Estación Meteorológica de Astronomía (EMA) obtenido la noche del 24 al 25 de julio de 2017.

Los espectrógrafos obtienen distintos tipos de imágenes en función de sus limitaciones ópticas y de las propias CCD. Con el Espectrógrafo # 1 (gran campo) se obtienen imágenes de hasta 250 KB en un campo de 120° y con el Espectrógrafo # 2 (campo estrecho) se obtienen imágenes de 2,2 MB en un campo de 15° llegando a la magnitud visual 9 y 11 respectivamente (comparándolo con el catálogo estelar USNO-B1.0), si las condiciones de calidad atmosférica y *seeing* son óptimas.

Al tener dos sistemas distintos con configuraciones diferentes, se consideró necesario establecer una comparativa entre ambos, que nos permita analizar el rendimiento y eficacia de cada equipo en relación con los tiempos de exposición, capturas y tiempos de descarga. Esto unido a la diferencia tan importante de información que ofrece cada cámara, nos puede ayudar a establecer prioridades y nuevas actuaciones en un futuro inmediato.

Para ello hemos tomado medidas de tiempos mediante un cronómetro digital, en cuanto a los tiempos de exposición y tiempos de descarga con cada una de las cámaras, la calidad de las imágenes obtenidas y el aprovechamiento por hora que se obtiene de cada una (rendimiento efectivo).

Con estas pruebas se ha intentado optimizar, para cada uno de los dispositivos, el mejor rendimiento obtenido por hora de funcionamiento junto a las imágenes de mejor calidad, ya que uno de los factores más importantes a tener en cuenta en la calidad de las imágenes obtenidas, ha sido la presencia de la red de difracción. La red holográfica de 1.000 líneas por mm, proporciona unos magníficos resultados en cuanto a su capacidad de proporcionar las líneas espectrales con bastante facilidad, pero a su vez, esto que supone un problema cuando tenemos

objetos muy luminosos presentes en nuestro campo, como planetas (*Venus, Júpiter y Saturno*), estrellas muy brillantes (*Sirio, Vega, Arturo, Capella, Rigel,...*) y sobre todo la Luna.

Para obtener la eficiencia de cada dispositivo solo debemos tener en cuenta la relación entre la captura realizada y el tiempo empleado para cada una.

$$E(\%) = \frac{t_{exp}}{T_{cap}}$$

(3.57)

Cámara 1 (Atik 314 L+)

t exposición	(T) captura	Nº captura/h	(E) eficiencia (%)
30"	32.0"	112.5	93.8
60"	62.0"	58.06	96.7
90"	92.0"	39.13	97.8
120"	122.0"	24.5	98.3

Cámara 2 (Atik 11000)

t exposición	(T) captura	Nº captura/h	(E) eficiencia (%)
30"	54.0"	66.6	55.5
60"	84.0"	42.8	71.4
90"	114.0"	31.5	78.9
120"	144.0"	25.0	83.3

Tabla 4. Tiempos y eficiencias de Atik 314 L + y Atik 11000.

Las líneas coloreadas de verde y azul muestran los tiempos de exposición de cada CCD por los que nos hemos decantado. Si optamos por tiempos inferiores la eficiencia es menor, de manera que no aprovechamos los recursos técnicos de una forma efectiva. Pero si por otro lado, aumentamos los tiempos de exposición, los objetos más brillantes estarían saturadas, lo que dificulta considerablemente un correcto análisis de los objetos de nuestro interés.

La notable diferencia de memoria requerida para cada captura, repercute en el tiempo de descarga de cada imagen en el PC, siendo muy distinta de un sistema a otro. En el Espectrógrafo # 1 es de 2 s y en el Espectrógrafo # 2 es de 24 s (Tabla 4).

Estos tiempos perjudican sensiblemente la posibilidad de que las capturas se realicen de forma continuada, por lo que se ha tenido que optimizar al máximo el tiempo de captura frente a los tiempos de descarga. Así pues, se ha conseguido establecer el tiempo óptimo de captura para ambos dispositivos en 60 s para el Espectrógrafo # 1 y 90 s para el Espectrógrafo # 2. Estos tiempos se reducen (manualmente) durante los días previos o posteriores a la fase de Luna llena, evitando así en gran medida la saturación de las imágenes.

Midiendo los FWHM de los espectros obtenidos, se ha conseguido llegar a una resolución espectral $\delta\lambda \approx 24 \text{ \AA}$ a 5.000 \AA con el Espectrógrafo #1 y de $\delta\lambda \approx 10 \text{ \AA}$ a 5.000 \AA con el Espectrógrafo #2.

3.2.2 Reducción de imágenes y obtención de espectros

Los datos son almacenados en los discos duros de dos ordenadores (Figura 29), de forma que cuando se recibe una alerta de bólido (por correo electrónico) a través de la SPMN, se procede a localizar las imágenes por sus datos de hora y fecha. La captura de imágenes se realiza con el software original ARTEMI del fabricante de las cámaras CCD Atik, en formato fits. El proceso de reducción de imagen, se realiza sustrayendo la imagen anterior o posterior a la captura que nos interesa con el software MAXIM DL.

Las cámaras pueden capturar imágenes de meteoros obteniendo los correspondientes espectros de baja resolución, como resultado de la interacción lumínica de la luz emitida con la red holográfica de difracción. Para que los objetos figuren en las imágenes capturadas con calidad suficiente, es necesario una integración mínima de al menos 1 s (para tiempos inferiores y meteoros de brillo inferior a un bólido promedio, no es recomendable este sistema espectrográfico).

A veces, el resultado obtenido puede no ser bueno, ya que también depende de la posición geométrica de la red de difracción con respecto al ángulo de incidencia de la emisión espectral. Los primeros y segundo órdenes del espectro pueden estar presentes dependiendo del tiempo e intensidad luminosa del meteoro.

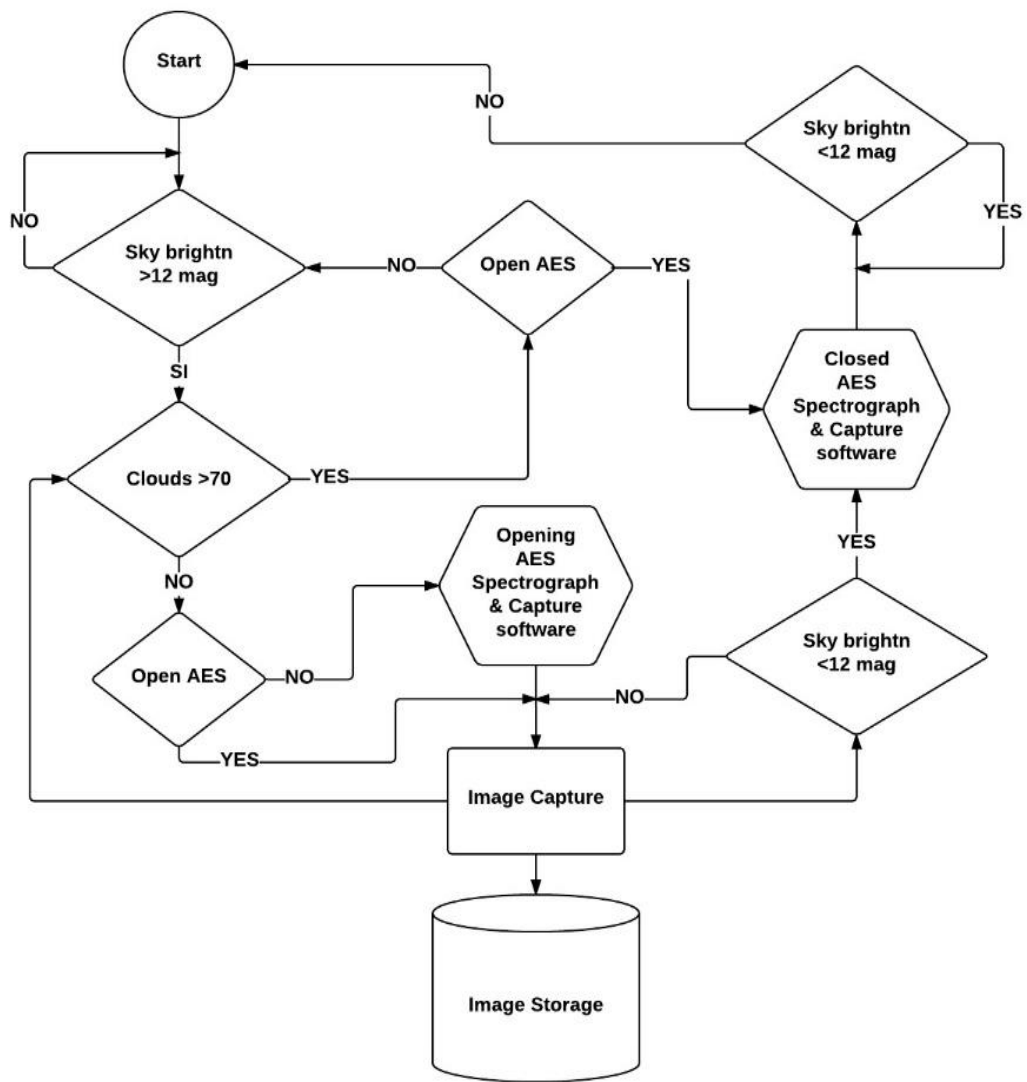


Figura 29. Esquema secuencial del funcionamiento de los ordenadores, OAE y espectrógrafos.

Los principales espectros de bólidos capturados por este sistema espectrográfico se han obtenido representando el flujo óptico, en unidades de intensidad arbitrarias, frente al rango espectral, expresado en longitudes de onda. Estos espectros son analizados y calibrados automáticamente, en intensidad y longitud de onda con la ayuda del software CHIMET (Madiedo et al. 2011a), para identificar las principales longitudes de onda con diferentes especies químicas, como el Na, Mg, Fe, Ca o Cr. Para este fin el citado programa emplea una base de datos en la que figuran las principales frecuencias y emisiones típicas de espectros de meteoros.

3.2.2.1 Un ejemplo de caso práctico: El meteoróide M20151106_231642

A continuación se muestra detalladamente, el proceso seguido para identificar las principales líneas espectrales del meteoróide M20151106_231642.

Una vez capturada la imagen del meteoróide con el Espectrógrafo #1, se visualiza con FITS Liberator 3, para comprobar que efectivamente, se trata de un meteoróide con un espectro susceptible de ser analizado (Figura 30).

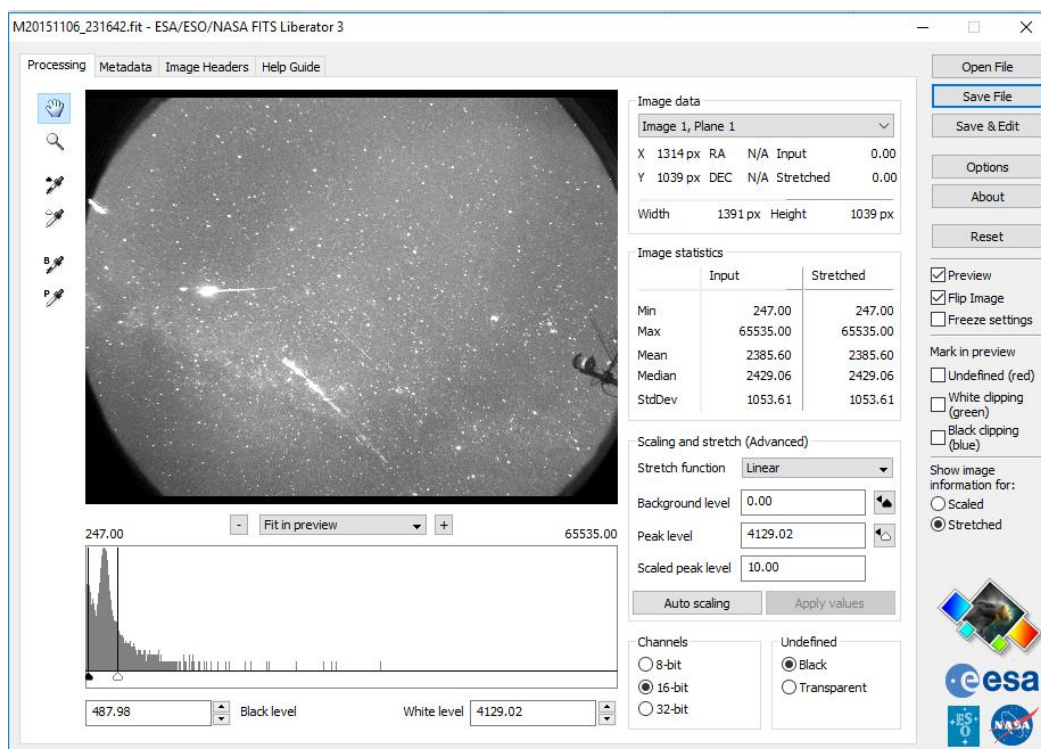


Figura 30. Visualización de imagen fit con FITS Liberator 3.

En primer lugar, se procede a reducir la imagen del espectro capturado en formato fit con el software Maxim DL v5. Se resta la imagen anterior o posterior y se obtiene la imagen el espectro resultante (Figura 31).

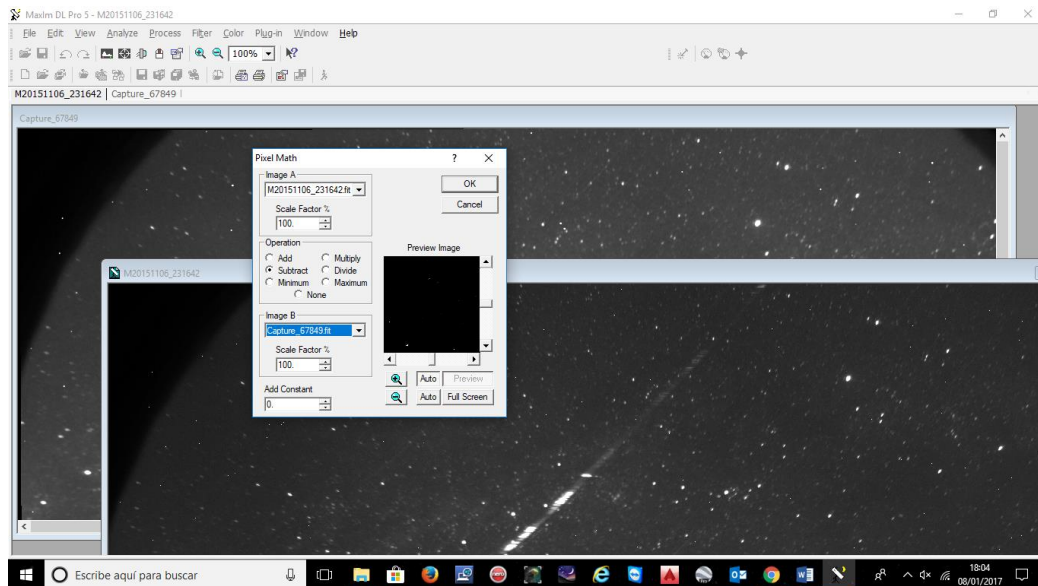


Figura 31. Reducción de imagen con MaximDL v5.

A continuación se archiva la imagen pasándola de fit a bmp (16 millones de colores), para adaptarlo al formato compatible con el software de análisis espectral CHIMET. Seguidamente, la imagen se gira hasta conseguir que el espectro quede lo más horizontal posible. Esta operación facilitará posteriormente su análisis (Figura 32).

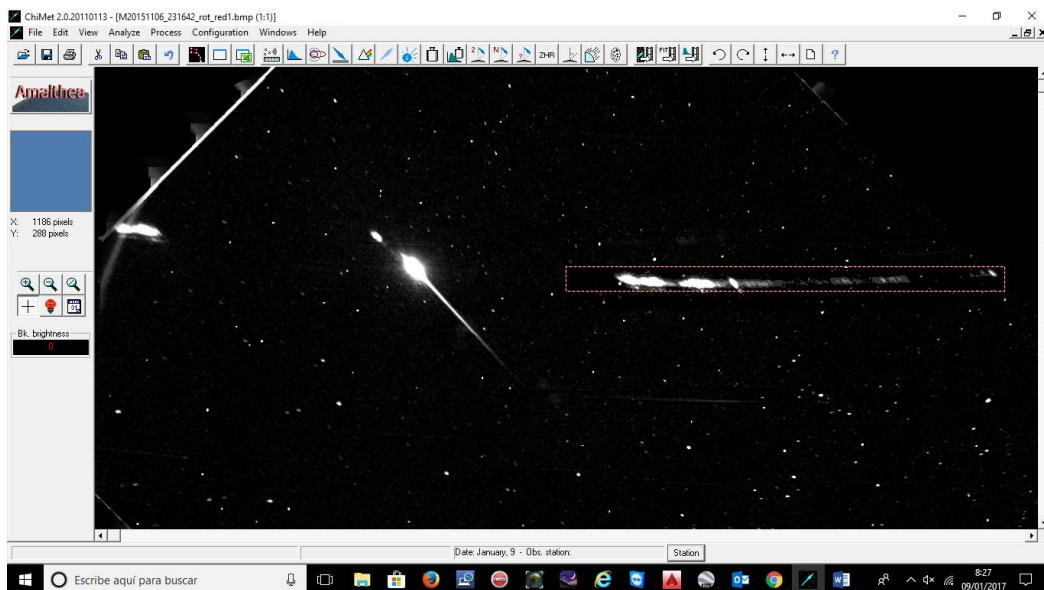


Figura 32. Imagen cargada en CHIMET.

El calibrado de la imagen espectral comienza definiendo la curva de la imagen espectral con un polinomio que generalmente suele ser de grado 3 (puede llegar a grado 9), que se el software CHIMET lo visualiza mediante una curva adaptada al espectro en longitud e intensidad. El procedimiento es manual e iterativo, hasta conseguir que la curva de calibración este lo mas ajustada al espectro (Figura 33).

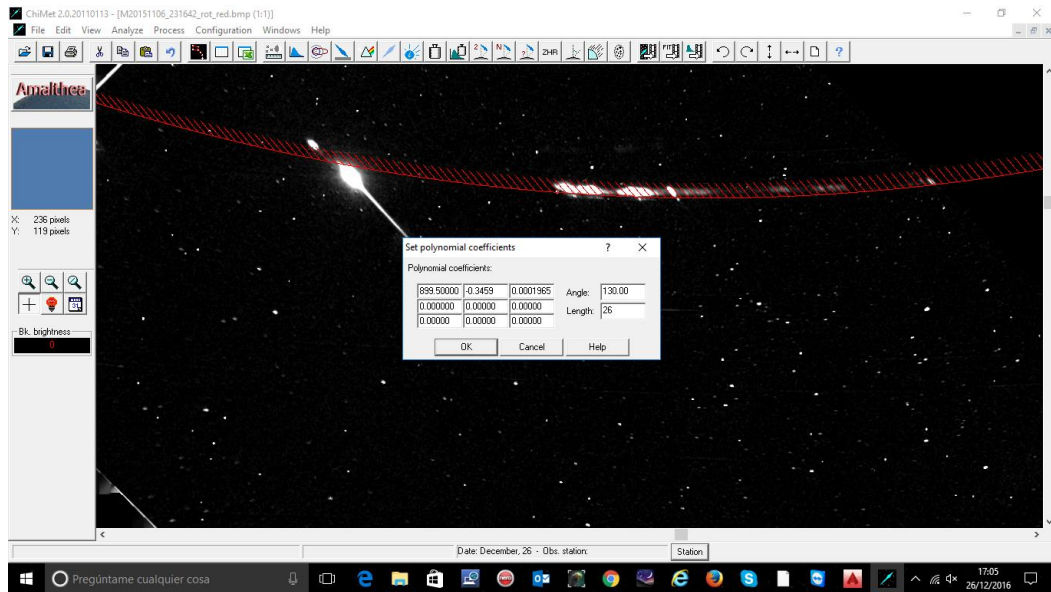


Figura 33. Calibrado del espectro con CHIMET.

Una vez obtenido el ajuste de calibración se procede a extraer el espectro del bólido o meteoroides (Figura 34).

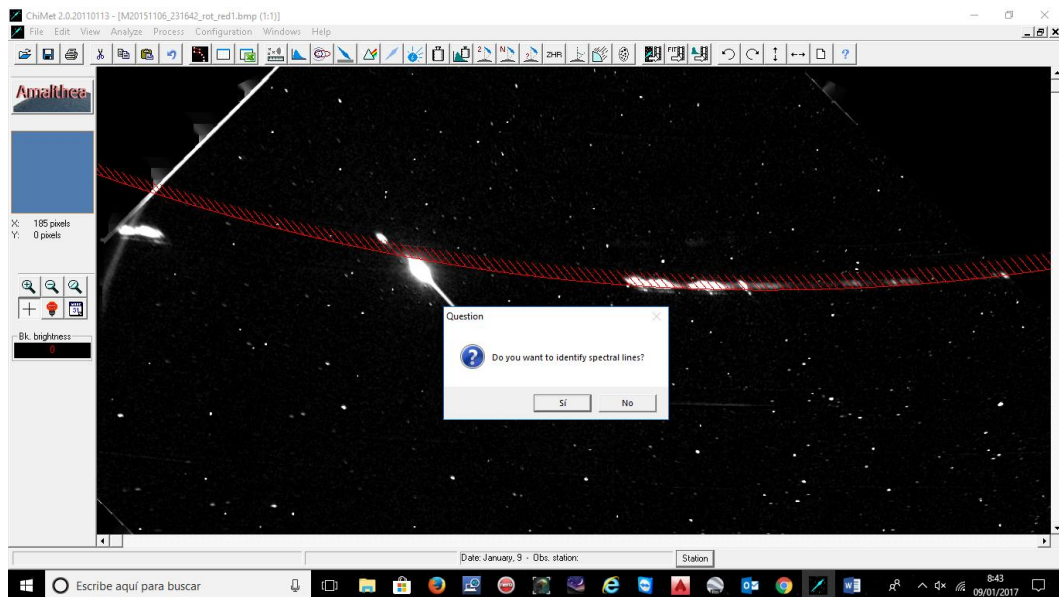


Figura 34. Paso previo extraer el espectro.

Así se obtiene el espectro inicial (Figura 35) con resultados sin calibrar en los ejes de abscisas (intensidad relativa) y ordenadas (longitud de onda).

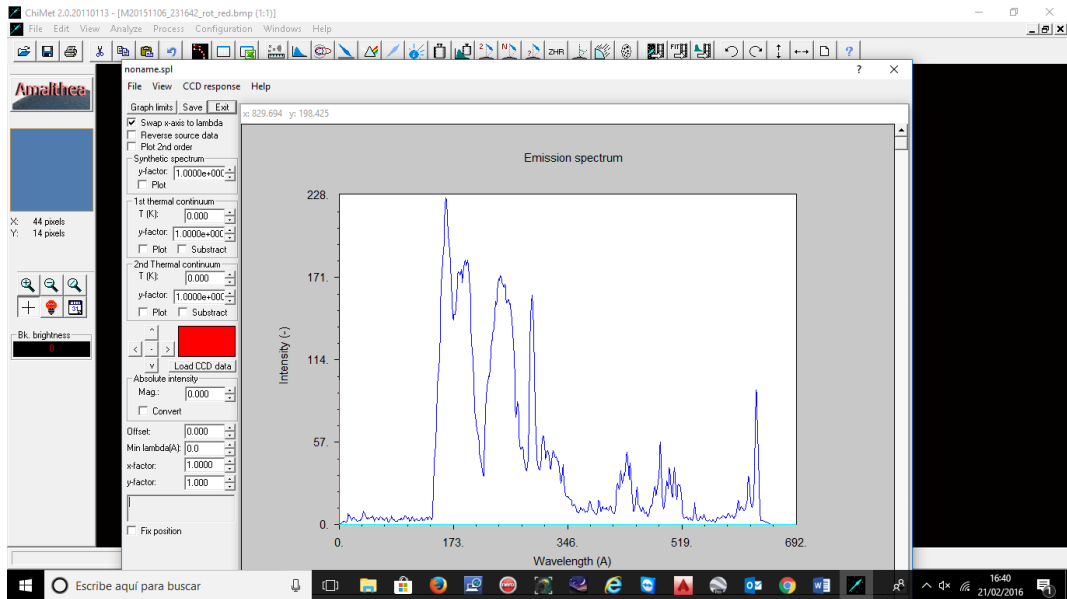


Figura 35. Espectro extraído sin calibrar.

Ahora se procede a realizar la calibración en longitud de onda, para lo cual se han visualizado las líneas espectrales correspondientes a los multipletes de Na I-1 y Mg I-2 que nos servirán para realizar un primer ajuste (Figura 36).

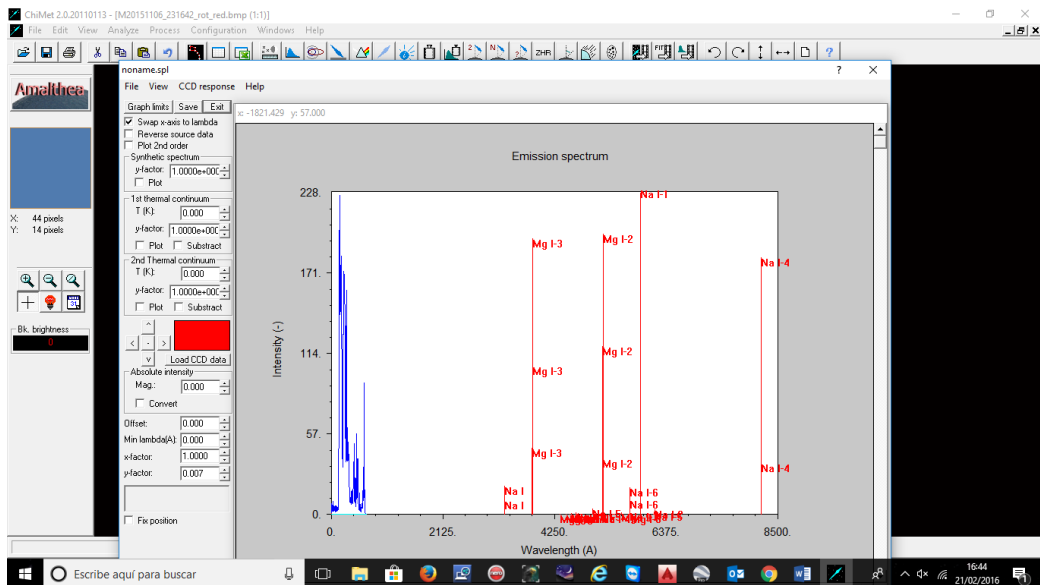


Figura 36. Espectro resultante previa calibración en longitud de onda.

El espectro se puede desplazar a lo largo de la longitud de onda (Figura 37) manualmente, con los comandos que este software dispone para ello.

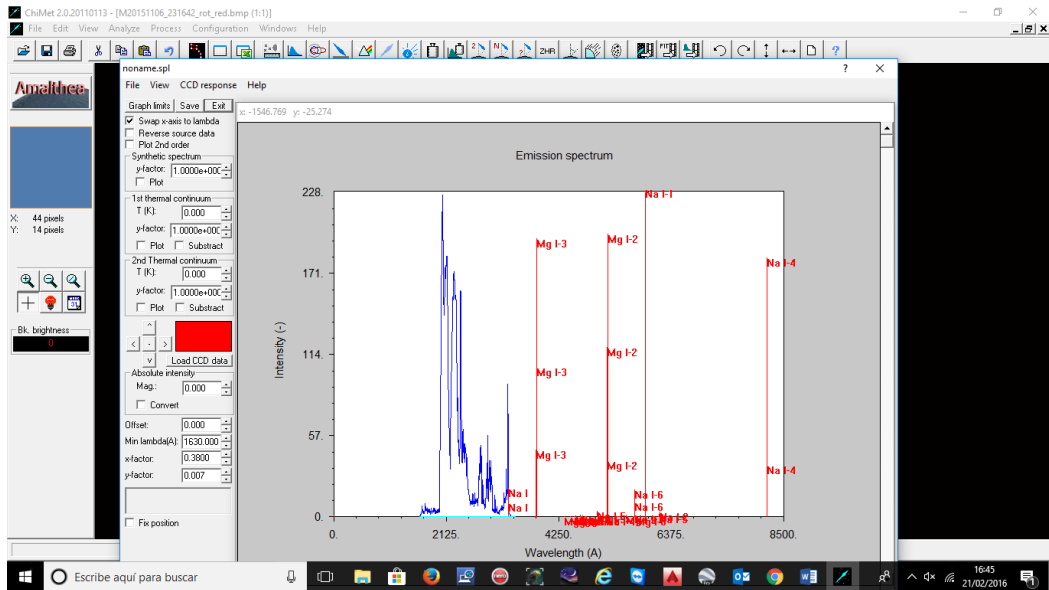


Figura 37. Proceso de calibración en longitud de onda.

Una vez que se ha desplazado el resultado espectral obtenido (azul) hacia la región del espectro visible (3.500 – 7.500 Å) se solapan las líneas espectrales obtenidas de mayor intensidad con los multipletes del Na I-1, Mg I-2 y Fe I-15 obtenidos del espectro sintético de CHIMET (Figura 38).

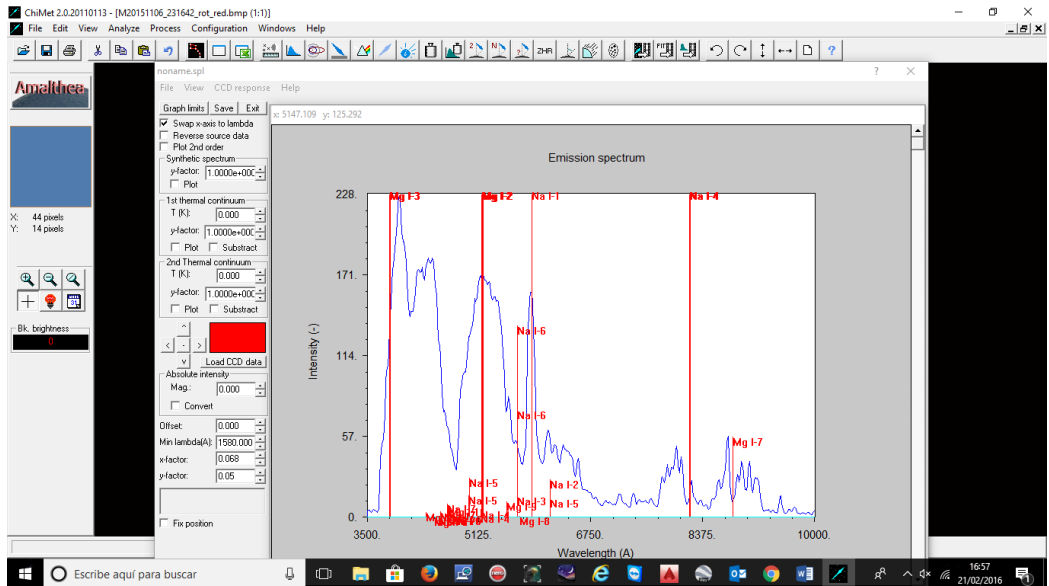


Figura 38. Ajuste espectral a las líneas del espectro sintético de CHIMET correspondiente al Na I-1 y al Mg I-2.

Una vez fijado el espectro con al menos dos líneas identificadas, lo consideramos como calibrado en longitud de onda (Figura 39).

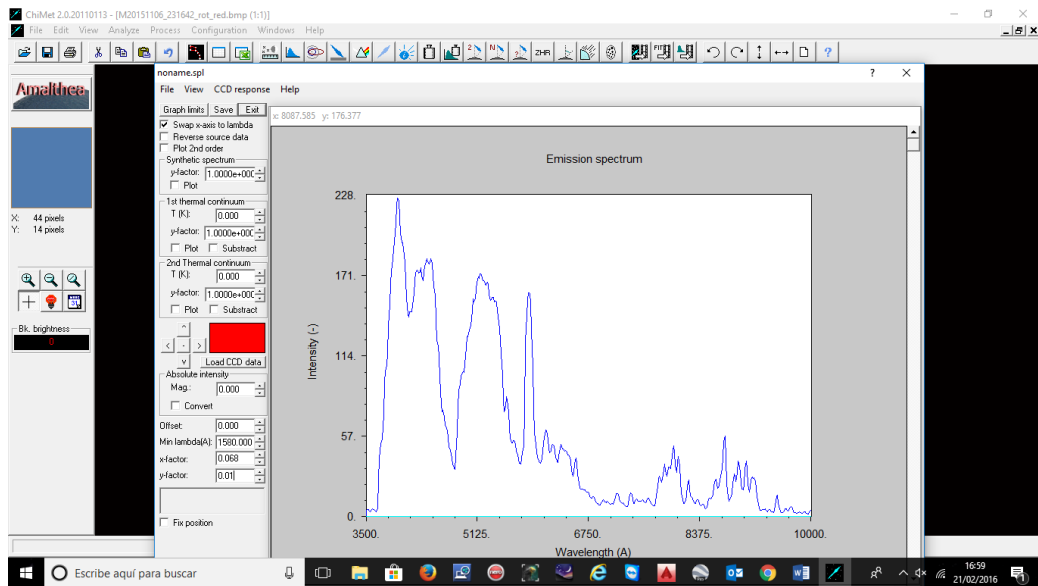


Figura 39. Espectro resultante calibrado longitud de onda.

A continuación se aplica la corrección de eficiencia cuántica (Figura 40) de la CCD con la que se ha capturado la imagen. En este caso corresponde a la ATIK 314 L+ (este fichero se obtuvo anteriormente, siguiendo la información del fabricante).

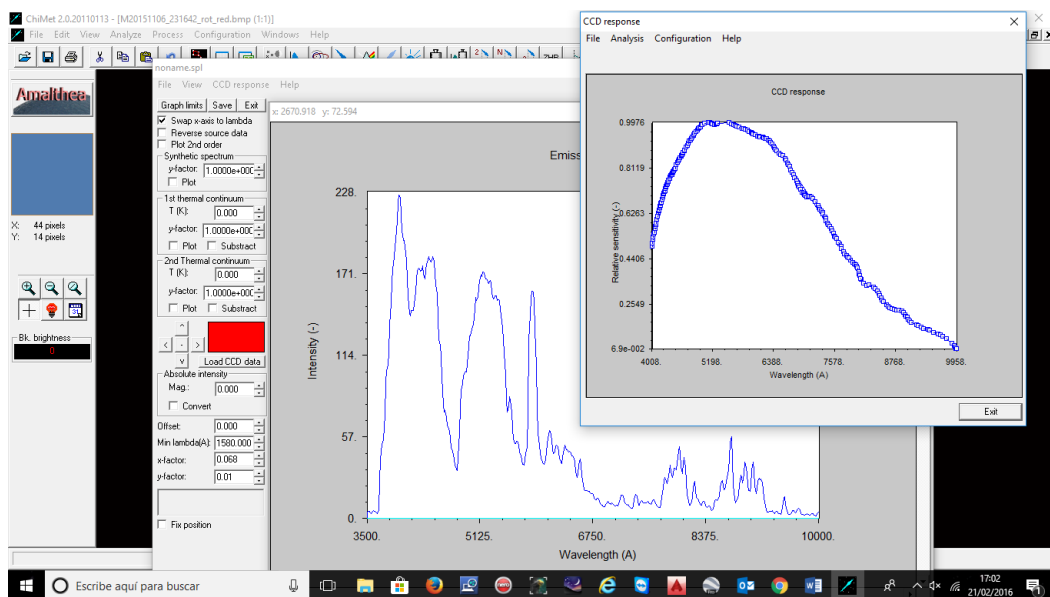


Figura 40. Corrección espectral mediante eficiencia cuántica.

Se obtiene una nueva respuesta gráfica con diferente intensidad en el eje Y, como se puede apreciar en la Figura 41.

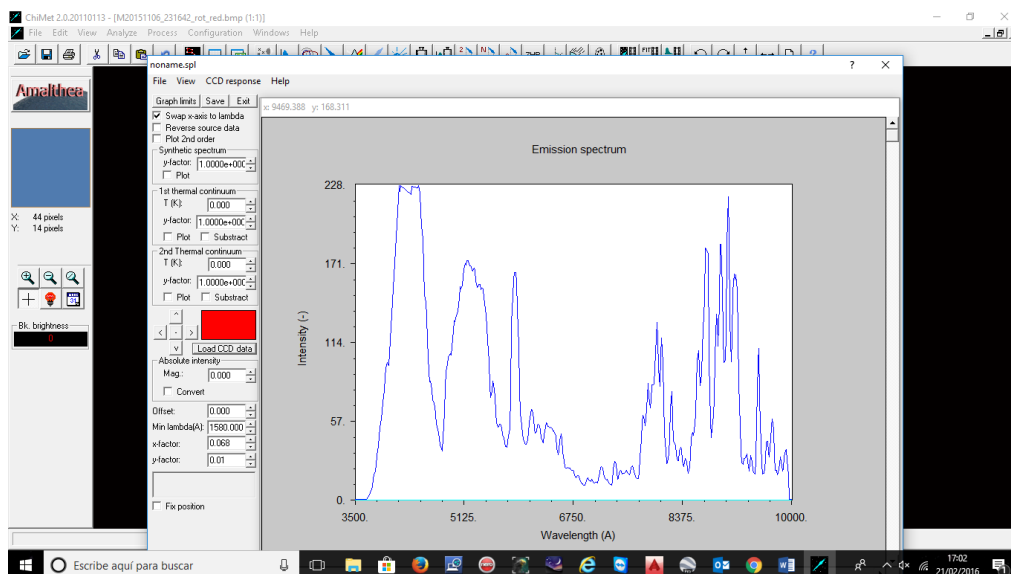


Figura 41. Espectro resultante después de aplicar la corrección de eficiencia cuántica.

El siguiente paso consiste en realizar la calibración en intensidad que resulta como aparece en la Figura 42.

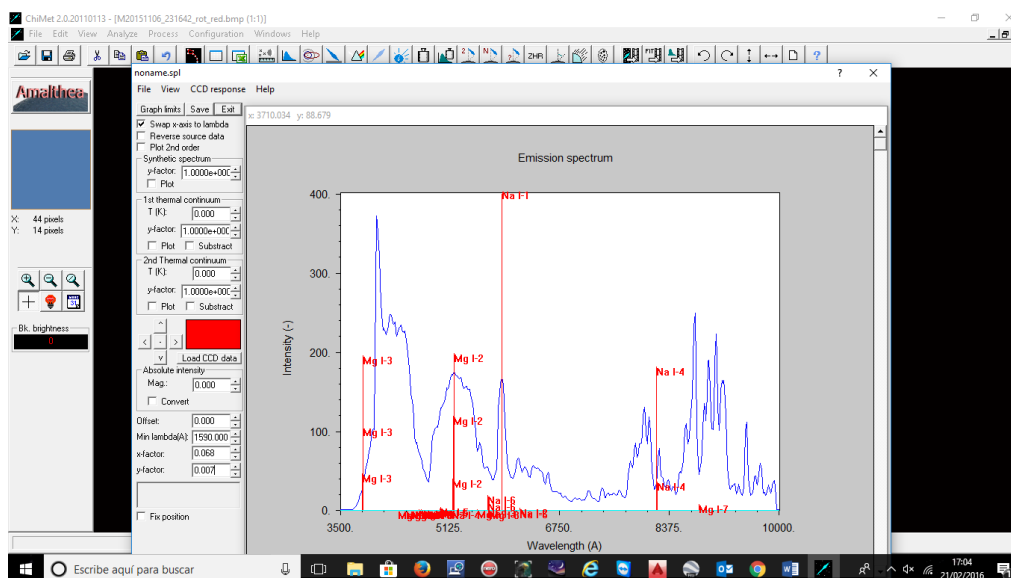


Figura 42. Espectro resultante calibrado

En la Figura 43 se muestra el proceso iterativo seguido para determinar las principales especies químicas de este espectro. El análisis se realiza en función de las líneas de mayor intensidad relativa correspondiente al primer orden del espectro (líneas rojas verticales).

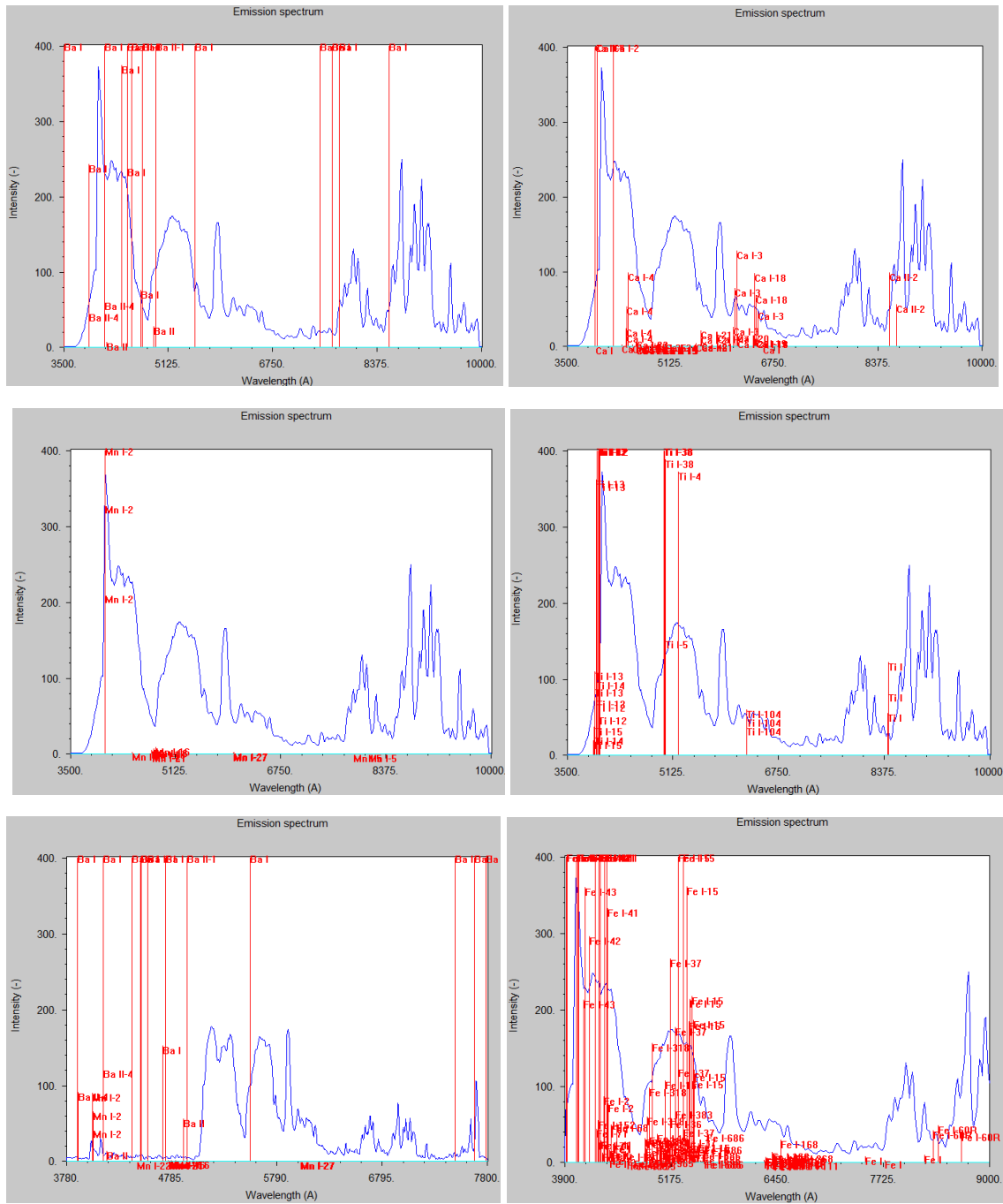


Figura 43. Identificación de las líneas espectrales de mayor intensidad en el primer orden del espectro (líneas rojas verticales).

Seguidamente se procede análogamente con el mismo proceso para determinar las líneas espectrales de mayor intensidad correspondiente al segundo orden espectral (Figura 44).

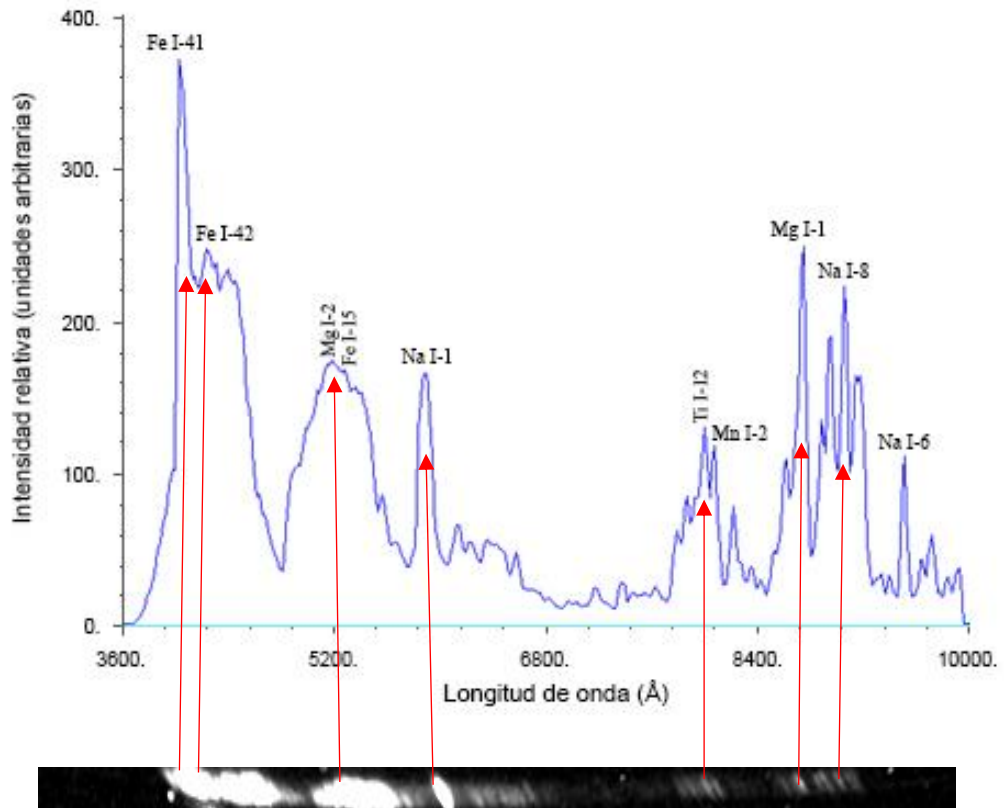


Figura 45. Identificación de las principales líneas espectrales del espectro del M20151106_231642 relacionadas con el espectro 2D asociado a su imagen.

Las frecuencias correspondientes al espectro sintético de CHIMET han sido tomadas del NIST *Atomic Spectra Database*¹⁹. De esta forma el software puede superponer las líneas espectrales teóricas con el espectro resultante extraído y proceder a su identificación. Para este fin se ha utilizado el software CHIMET (Madiedo et al. 2011a), que mediante espectro sintético, permite obtener datos muy fiables sobre los objetos estudiados. Los procedimientos de este software han sido descritos en Trigo-Rodríguez et al. (2003).

¹⁹ http://physics.nit.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html

3.3 Resultados

Las primeras imágenes capturadas por los espectrógrafos se realizaron el día 14 de mayo de 2014 y las últimas imágenes capturadas, datan del 13 de enero de 2017. Durante este periodo los equipos han funcionado esporádicamente, debido a las pruebas experimentales y a las diferentes mejoras y modificaciones de los espectrógrafos. En este tiempo se ha llegado a almacenar 1 Terabyte de imágenes, la mayoría de las cuales no han tenido utilidad. Las primeras capturas se hicieron sin red de difracción ni sistema de calefacción, para poder configurar más rápidamente los equipos (Figura 46).



Figura 46. Imagen del primer candidato a meteoroido capturado con el Espectrógrafo #1 (aún sin red de difracción ni sistema calefactable) el 30 de mayo de 2014 a las 2h 35m 44s (T.U.).

Una vez lograda la óptica y estabilidad del conjunto, se fueron incorporando nuevos elementos hasta conseguir las primeras imágenes monitorizadas completamente, aunque al principio fue bastante habitual que algunas capturas de bólidos brillantes no fueran buenas, debido a fallos, errores o simplemente a inclemencias meteorológicas (Figura 47).

Nótese que solo se han podido capturar dos espectros del mismo objeto con las dos cámaras durante este tiempo (Tabla 5).

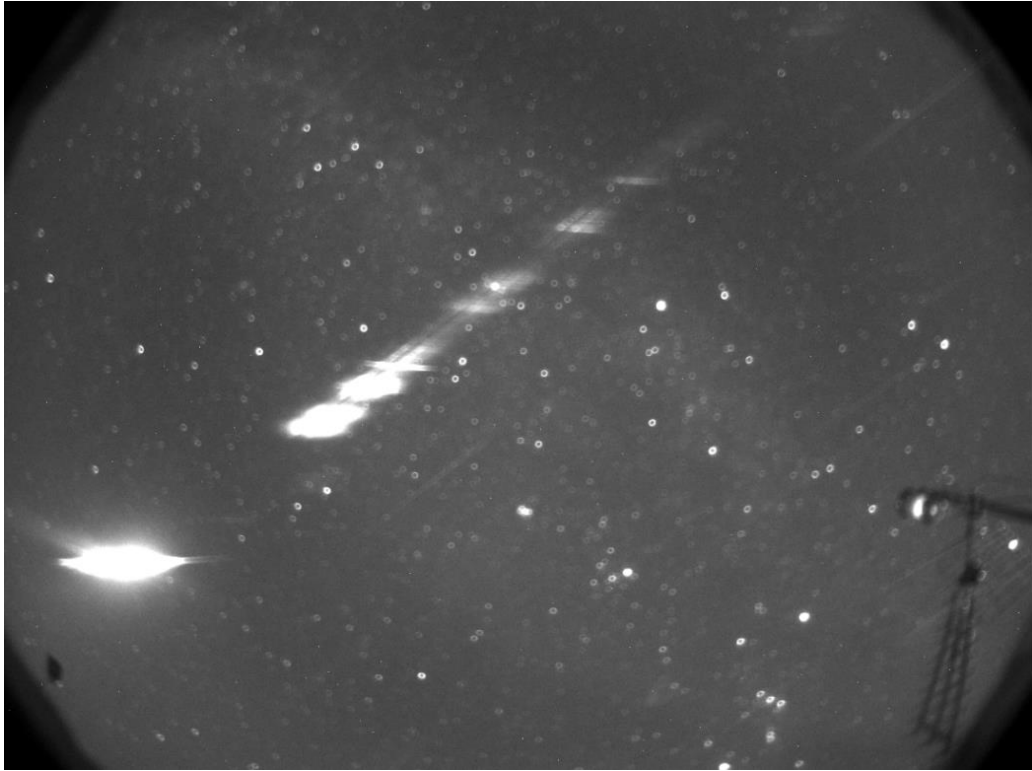


Figura 47. Bólido M20141117_002007 capturado por el Espectrógrafo #1 con red de difracción incorporada y sistema calefactable, que no ha sido resuelto espectralmente (imagen defectuosa).

Cuando el frente de onda pasa por una red de difracción y se encuentra con diferentes obstáculos, cada uno de estos se convierte en un nuevo foco de emisión, cuyo resultado depende del número de obstáculos (líneas de difracción) y del ángulo de incidencia de la onda con respecto a la geometría de la red de difracción. De este modo, cuando la incidencia del haz luminoso es perpendicular a las marcas de la red en disposición de las líneas, también será perpendicular a lo largo del eje de dispersión y dará una resolución espectral óptima.

A medida que este ángulo de incidencia sea menor, la resolución espectral irá disminuyendo como se puede apreciar en el esquema de la Figura 48, en el que se muestran tres casos de espectros reales capturados por el Espectrografo #1, en función de su ángulo de incidencia con respecto a la red de difracción.

Haz lumínico de incidencia sobre la red de difracción a 30°, 45° y 90°

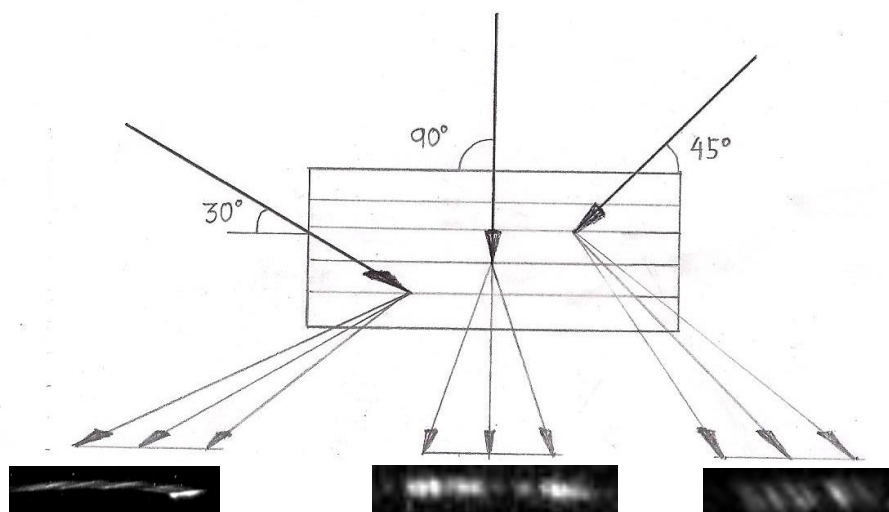


Figura 48. Resultados espectrales en función de los diferentes ángulos de incidencia con respecto a la red de difracción. Nótese el primer resultado por la izquierda, en el que debido al bajo ángulo de incidencia, no se puede extraer su espectro por el solapamiento de las líneas espectrales.

A continuación se muestran los mejores resultados de las imágenes capturadas con los espectrógrafos descritos en este capítulo, desde 2014 a 2016 (Tabla 5).

Meteoros capturados con el Espectrógrafo #1

#	Fecha	Meteoro	Tiempo exp(s)
1	20150722	M20150722_220656	61
2	20151106	M20151106_231637	90
3	20151115	M20151115_042600	90
4	20151115	M20151118_220605	90
5	20151121	M20151121_033034	90
6	20160727	M20160727_022352	75
7	20160930	M20160930_213851	75

Meteoros capturados con el Espectrógrafo #2

#	Fecha	Tiempo UT	Tiempo exp. (s)
4	20151115	M20151118_220605	60
7	20160930	M20160930_213851	60

Tabla 5. Meteoros capturados con los dos espectrógrafos

El código empleado para describir los meteoros es, M de meteoro, seguido de la fecha (año YYYY, mes MM, día DD) y tiempo universal (horas HH, minutos MM y segundos SS).

3.3.1 M20150722_220656

Este bólido fue capturado con una exposición de 60 s debido al brillo de Luna existente. En la imagen se aprecia la traza del meteoro que finalmente brilla con intensidad suficiente para poder dejar las marcas espectrales para su análisis. Magnitud visual aparente -8 por comparación con el catálogo estelar USNO-B1.0, usado en todos los bólidos analizados (Figura 49).



Figura 49. Imagen del bólido M20150722_220656 y su espectro asociado.

A continuación se pueden ver con detalle las principales líneas de emisión que han sido identificadas en las trazas espectrales del meteoro M20150722_220656. Se distinguen las líneas del Na-I (5.889 Å), Mg I-2 (5.167 Å) y diferentes multipletes de Fe, como el Fe I-42, Fe I-43, Fe I-41 y Fe I-15.

También se aprecian destacadas las líneas de Ca I-2 y N I (Figura 45).

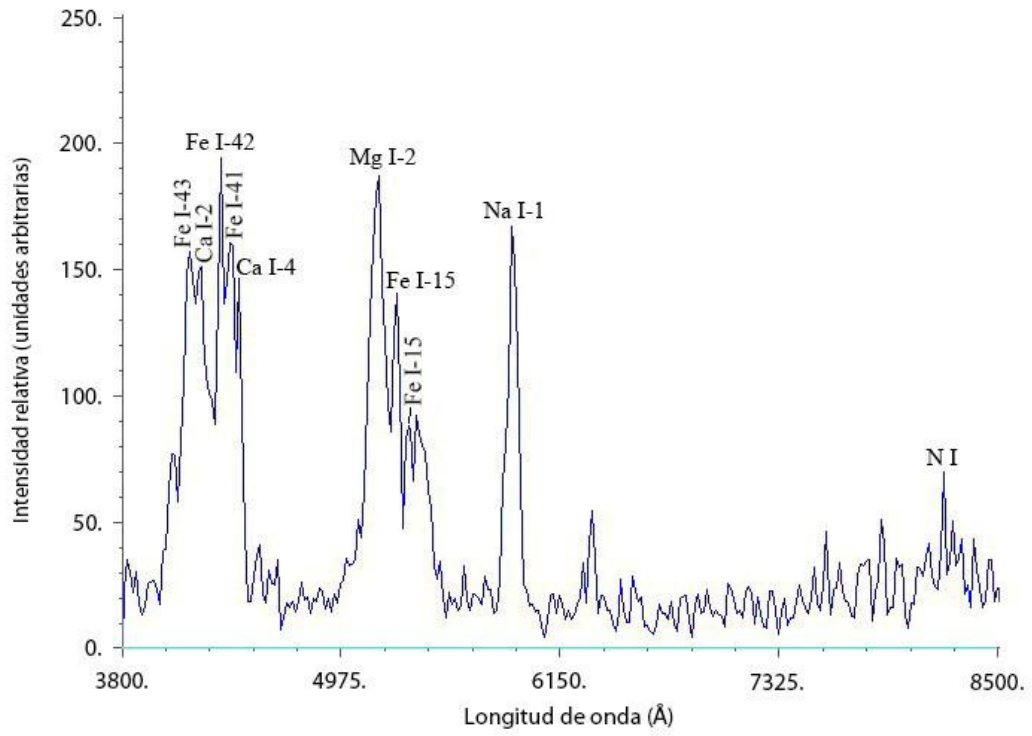


Figura 40. Espectro de emisión del bólide M20150722_220656 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

3.3.2 M20151106_231637

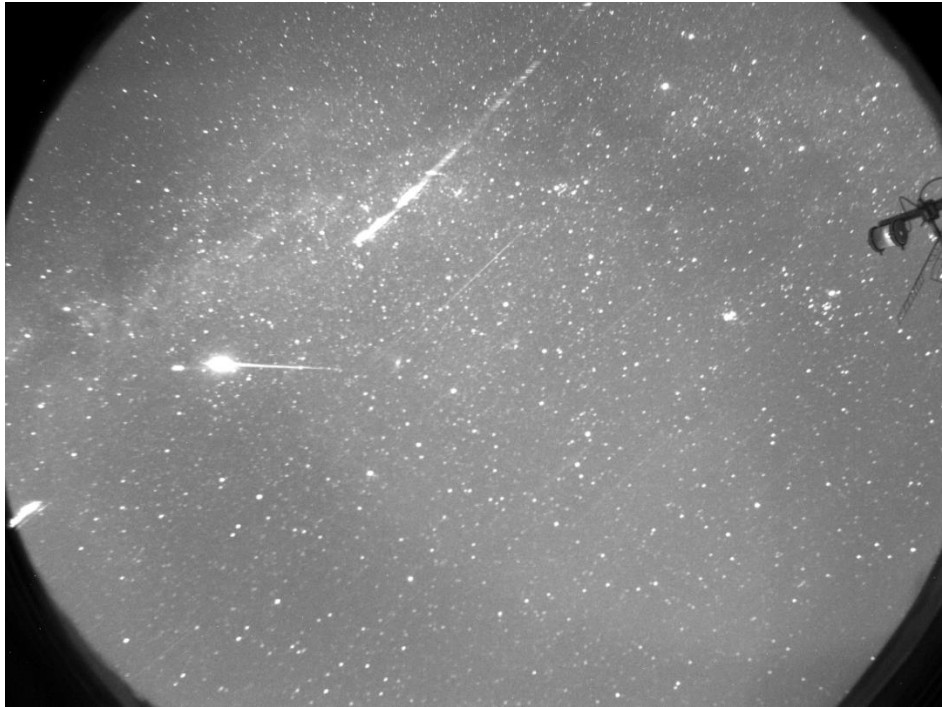


Figura 51. Imagen del bólido M20151106_231637 y de sus líneas espectrales.

Este bólido fue capturado con una exposición de 90 s. con buenas condiciones de calidad de cielo. En la imagen se aprecia la traza del bólido y el espectro resultante a ambos lados del mismo. Debido a las buenas condiciones de esta captura, también se pueden distinguir las trazas espectrales de primer y segundo orden (Figura 51). Su magnitud visual aparente fue aproximadamente de -10.

El espectro de este bólido (Figura 52) ha sido detallado en todo su proceso de captura de imágenes, reducción y obtención de espectros en el apartado 3.2.2 de esta memoria. Particularmente llamativas, son las prominentes líneas de emisión de material refractario Na-I (5.889 Å), Mg I-2 (5.167 Å) junto a los multipletes del Fe, Fe I-37, Fe I-686 y Fe I-4.

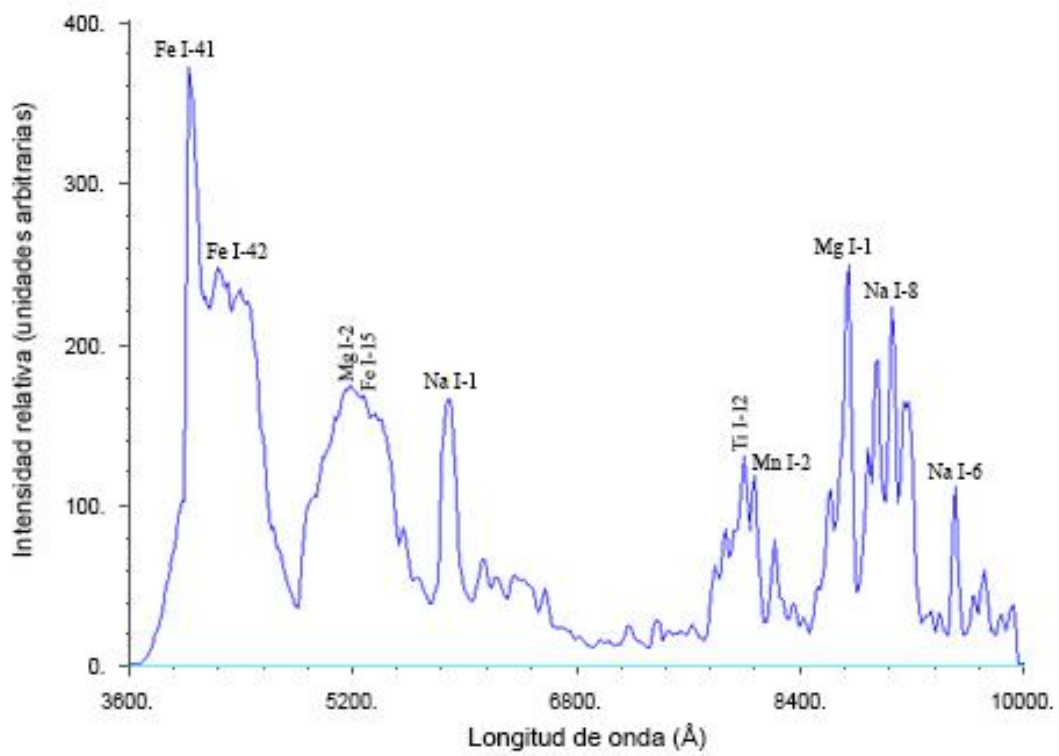


Figura 52. Espectro de emisión del bolido M20151106_231637 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

3.3.3 M20151115_042600



Figura 53. Imagen del bólido M20151115_042600 y de sus líneas espectrales

Bólido capturado con una exposición de 90 s. con buenas condiciones de calidad de cielo (Figura 53). En la imagen se aprecia la traza del bólido y el espectro resultante. Su magnitud visual aparente fue aproximadamente de -10.

Las principales líneas que han sido identificadas se corresponden con el Na-I (5.889 Å), Mg I-2 (5.167 Å) y la presencia de los multipletes de Fe y Ca (Figura 54).

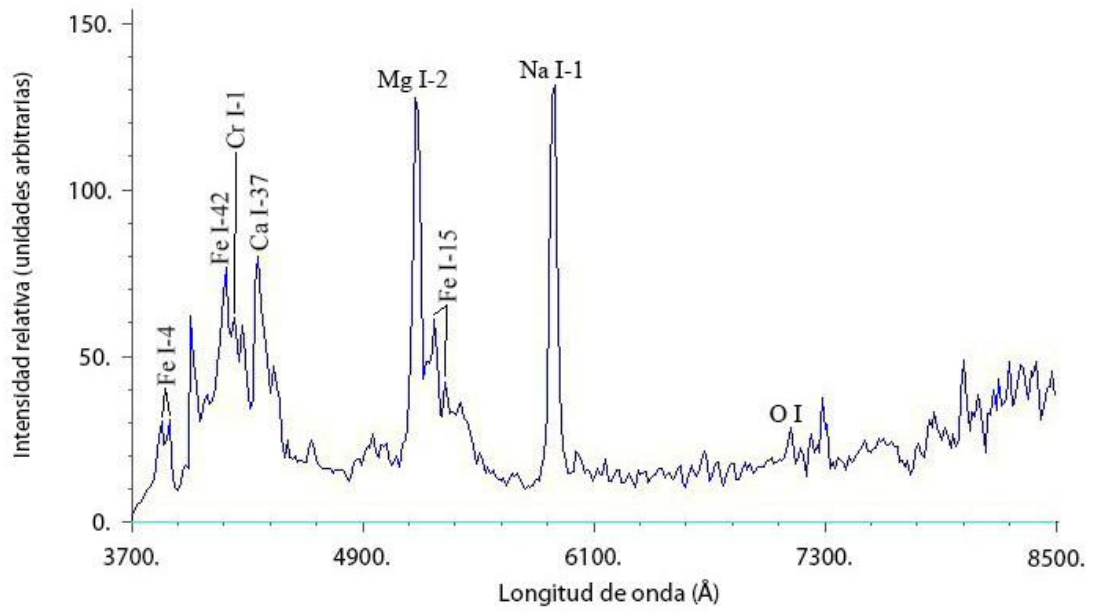


Figura 54. Imagen de las líneas espectrales de emisión del bóido M20151115_042600 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

3.3.4 M20151118_220605

Este bólido fue capturado con una exposición de 90 s. con buenas condiciones de calidad de cielo. En las imágenes se aprecian la trazas del bólido y el espectro resultante (Figura 55 y 56). Su magnitud visual aparente fue aproximadamente de -12.



Figura 55. Imagen del meteorito M20151118_220605 y de sus líneas espectrales capturadas con el Espectrógrafo # 1.



Figura 56. Imagen del meteorito M20151118_220605 y de sus líneas espectrales (esquina superior izquierda de la imagen), capturado con el Espectrógrafo # 2.

En las figuras 57 y 58 pueden compararse los dos espectros obtenidos, resultantes de las imágenes 55 y 56, respectivamente.

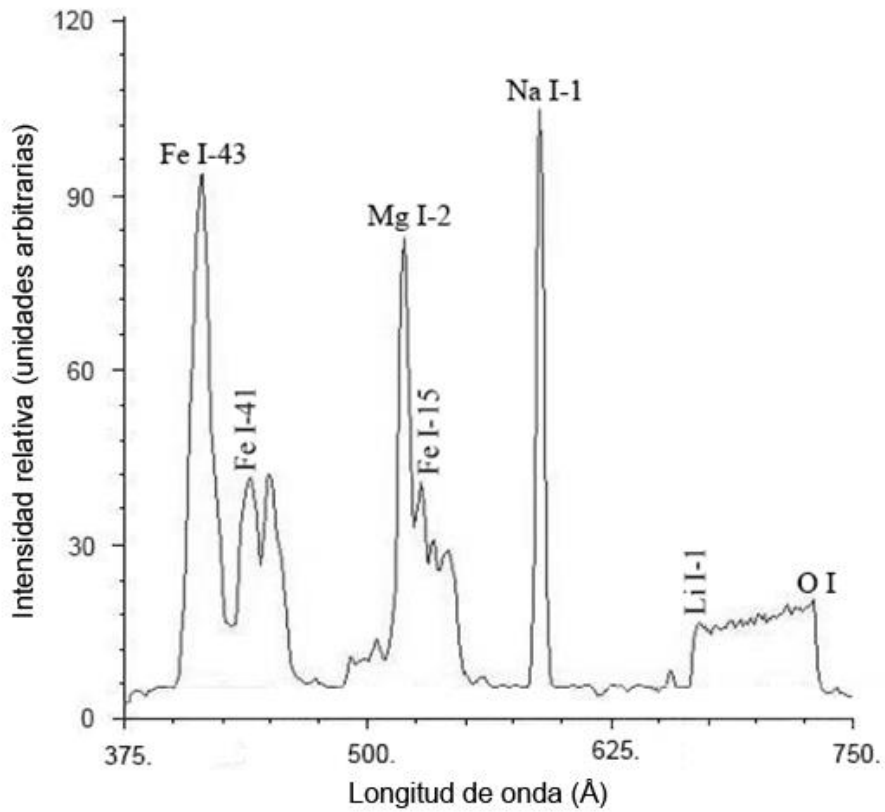


Figura 57. Espectro de emisión del bólido M20151118_220605 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

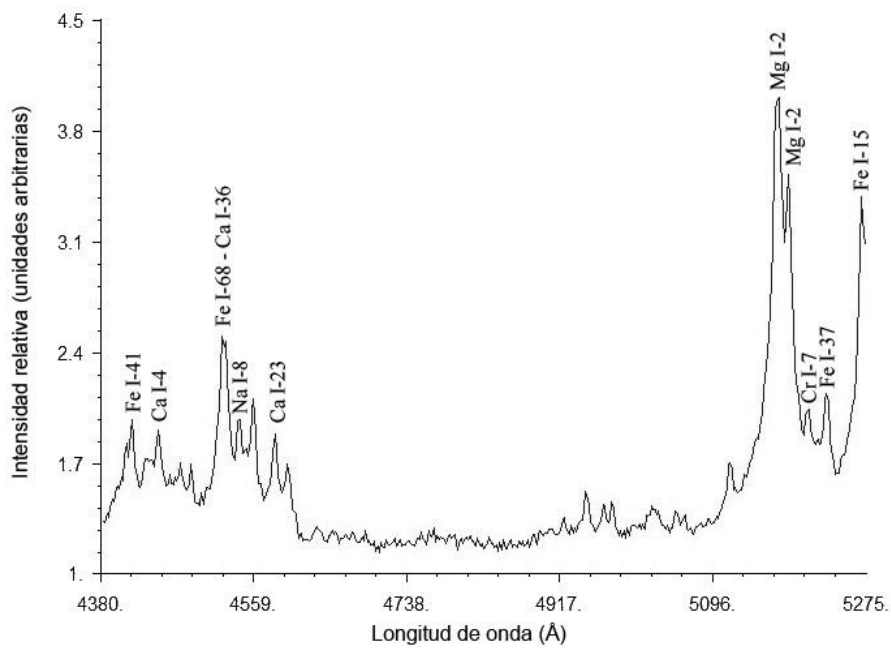


Figura 58. Espectro de emisión del meteoro M20151118_220605 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

En la imagen compuesta, se puede apreciar la diferencia existente entre las dos capturas. En la imagen de la izquierda podemos visualizar el meteoro y su trayectoria aparente. En la imagen de la derecha se observa solo las trazas espectrales, que aparecen cerca del borde de la imagen (Figura 59).

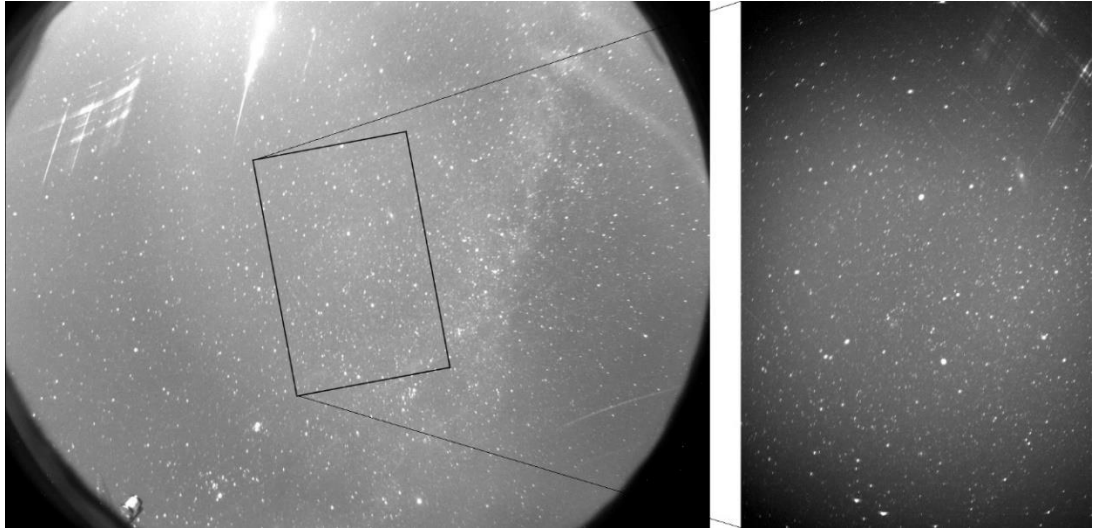


Figura 59. Imagen compuesta con las dos capturas de espectro del meteoro M20151118_220605.

Los espectros resultantes (Figuras 57 y 58) no fueron de calidad óptima debido a la presencia de nubes y a las malas condiciones ambientales de esa noche. No obstante se consiguieron dos espectros, que aunque débiles constituyen otra oportunidad de apreciar cómo pueden complementarse los espectrógrafos. Solo se puede hacer una comparación entre los tripletes de Na I-1, Mg I-2 y Fe-15 (Espartero et.al, 2018b).

3.3.5 M20151121_033034



Figura 60. Imagen del meteoro M20151121_033034 y de sus líneas espectrales, capturado con el Espectrógrafo # 1.

Este bólido capturado con una exposición de 90 s. con buenas condiciones de calidad de cielo. En la imagen se aprecia la traza del bólido y el espectro resultante. Su magnitud visual aparente fue aproximadamente de -10.

Este meteoro ha presentado bastante dificultad para poder analizar su espectro, debido a la inclinación de sus líneas espectrales con respecto a las líneas que conforman la red de difracción (Figura 60). En algunos casos, como éste, se han debido descartar meteoros bien definidos para su estudio, pero el carácter aleatorio de la trayectoria de estos objetos, puede coincidir casi en paralelo con las líneas de la red holográfica de difracción. Cuando sucede esto, los resultados no son óptimos.

Se puede observar, que debido a la dificultad que ha supuesto el análisis de este bólido, como a partir de la línea de Na I-1 (5.889 \AA) y sobre todo de los 6.000 \AA , ha sido imposible obtener más información en las longitudes más próximas al infrarrojo cercano (Figura 61).

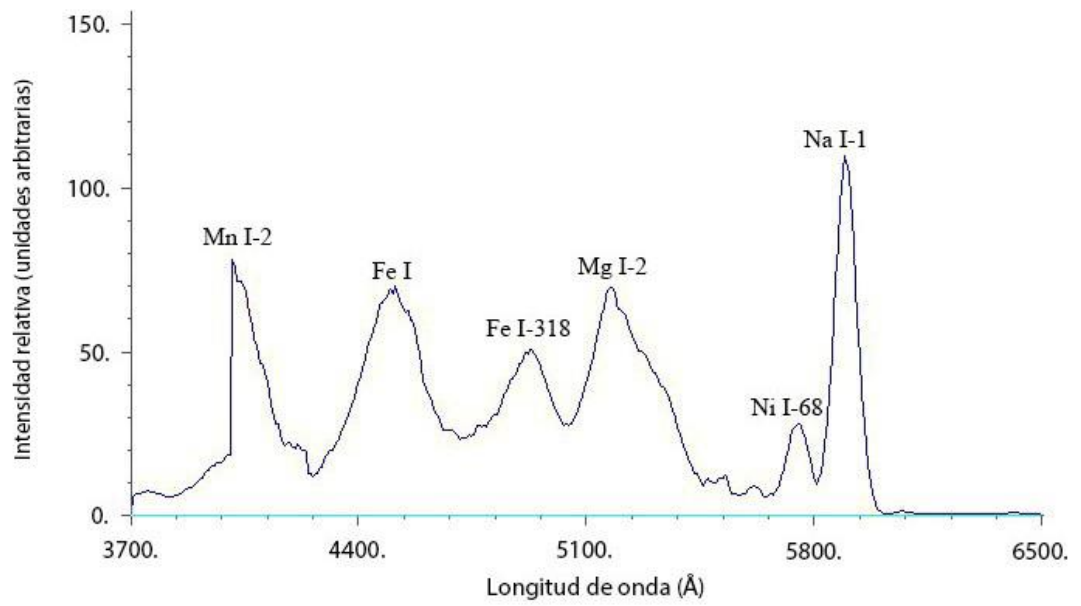


Figura 61. Espectro de emisión del meteorito M20151121_033034 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

3.3.6 M20160727_022352



Figura 62. Imagen del meteoro M20160727_022352 y de sus líneas espectrales.

Este bólido fue capturado con una exposición de 75 s. debido a la presencia de la Luna. En la imagen se aprecia la traza del bólido y el espectro resultante. Su magnitud visual aparente fue aproximadamente de -9 (Figura 62).

El efecto de la Luna impide apreciar bien el brillo del bólido, pero su espectro ha quedado presente en dos órdenes de magnitud a ambos lados del meteoro.

Las principales líneas que han sido identificadas corresponden a los tripletes de Fe I-43, Fe I-42, Fe I-42 y Ca I-4. También se pueden ver claramente los picos correspondientes al Na-I (5.889 Å) y Mg I-2 (5.167 Å), además de otras especies representada en la Figura 63.

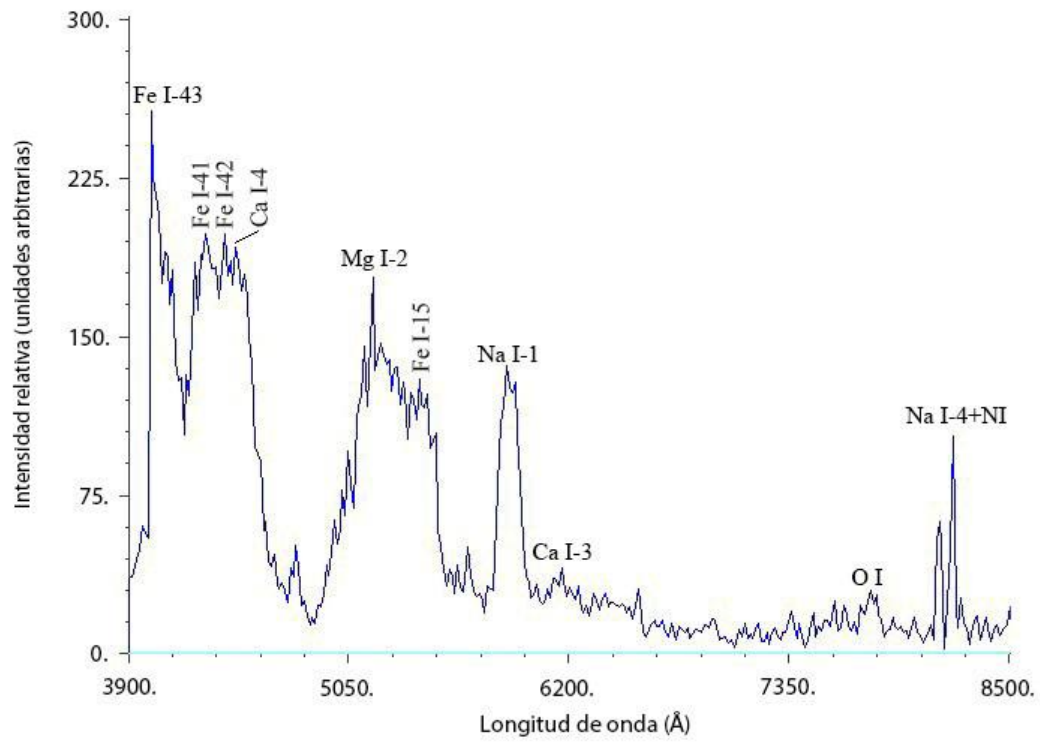


Figura 63. Espectro de emisión del meteoro M20160727_022352 en longitud de onda (Å) frente a unidades de intensidad relativa.

3.3.7 M20160930_213851



Figura 64. Imagen del meteoro M20160930_213851 y de sus líneas espectrales, capturado con el Espectrógrafo # 1.

El bólido registrado por nuestros espectrógrafos, indica que la magnitud de su brillo llegó a -7, pero no se ha conseguido identificar la procedencia de este meteoro (Figura 64 y 65).



Figura 65. Imagen del meteoro M20160930_213851 y de sus líneas espectrales, capturado con el Espectrógrafo # 2.

Este meteorito es el segundo objeto que se ha podido registrar y analizar con los dos espectrógrafos simultáneamente, consiguiéndose un buen resultado.

El análisis de sus líneas espectrales indica claramente la emisión más destacada de las líneas de Na I-1 (5.889 Å), Mg I-2 (5.167 Å) junto a los multipletes de Fe I-15 (5.269 Å y 5.429Å). Estos números de los multipletes están dados de acuerdo con Moore (1945), destacándose las especies ionizadas más relevantes en función de las líneas y picos de mayor intensidad (Espartero et al. 2018a).

Además también destacan claramente en el primer orden del espectro, las contribuciones de los tripletes de Fe I-41 (4.404 Å), Fe I-42(4.380 Å), Cr I-1, Fe I-43, Mn I-2 y la presencia de Ba-I. En el segundo orden, es notable la presencia de las líneas de Na I-5 y Fe I-318, además de otros compuestos como el N₂ (Figura 66), resuelto en el espectro obtenido por el Espectrógrafo # 2 (Figura 67), se aprecia un notable cambio a las líneas de emisión.

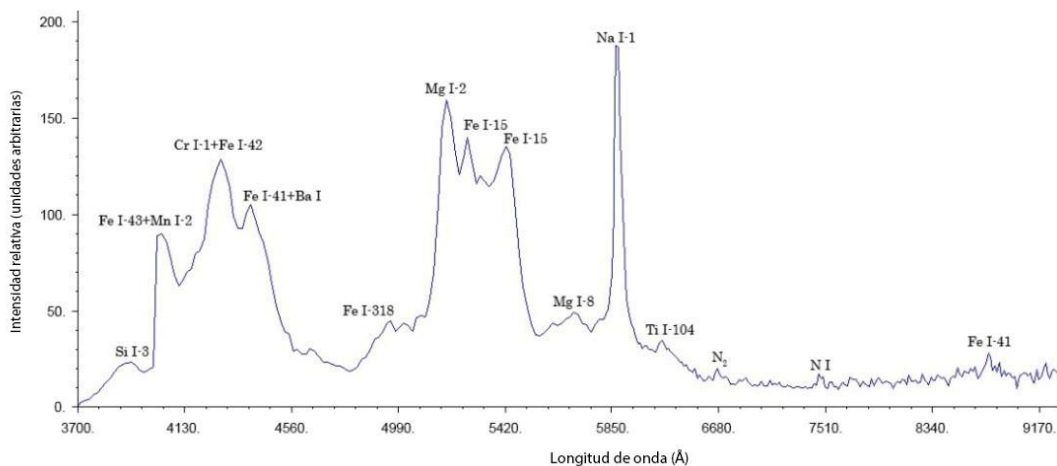


Figura 66. Espectro de emisión del meteorito M20160930_213851 en longitud de onda (Å) frente a intensidades relativas, resultante del Espectrógrafo # 1.

Por otro lado es de notar, la escasa presencia de elementos refractarios como el Ca y el Al, lo que es un fenómeno habitual, en el caso de encontrarnos con un meteorito que presenta una baja velocidad heliocéntrica (Trigo-Rodríguez 2002; Trigo-Rodríguez et al. 2003). Esto es debido a la ineficiencia de aportar todo el Ca o Al en su vaporización.

De esta forma, se observó previamente (Trigo-Rodríguez et al. 2003) que en los meteoritos condriticos, los elementos Ca y Al, están asociados con minerales refractarios que no completan su vaporización durante la fase de ablación (Trigo-Rodríguez 2002; Trigo-Rodríguez et al. 2003, Trigo-Rodríguez & Llorca 2007).

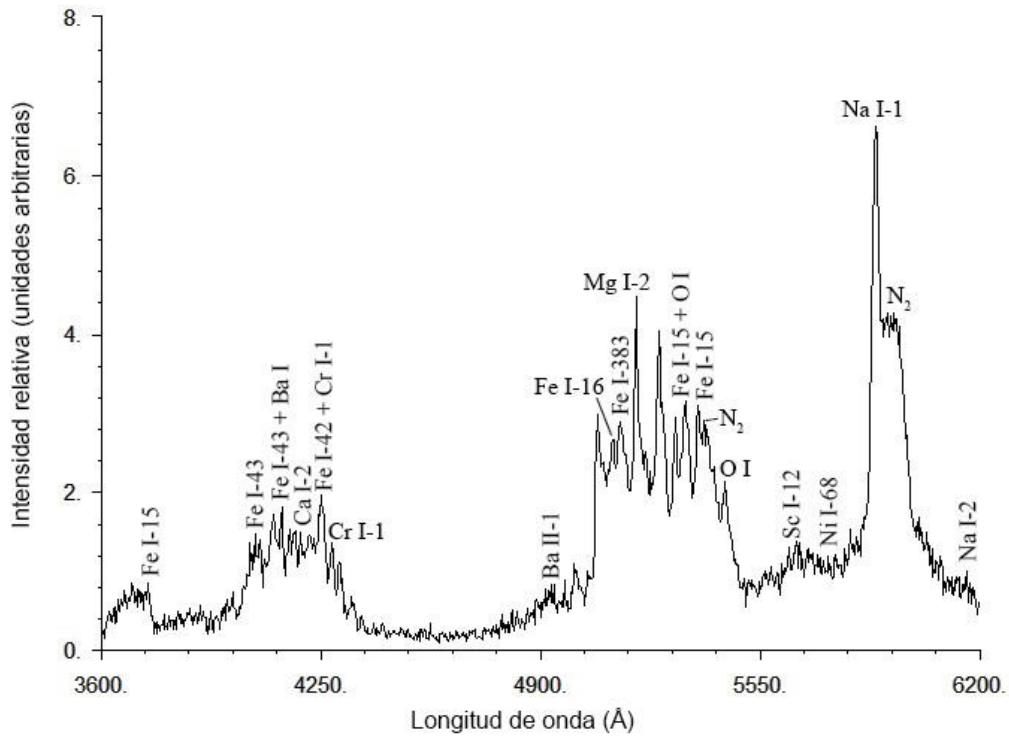


Figura 67. Espectro de emisión del meteoro M20160930_213851 en longitud de onda (Å) frente a intensidades relativas, resultante de la fotografía del Espectrógrafo # 2.

En la figura 68, se representa una comparativa (no a escala) de las imágenes obtenidas por ambos espectrógrafos y la diferencia de campo abarcado por cada una de las dos CCD.

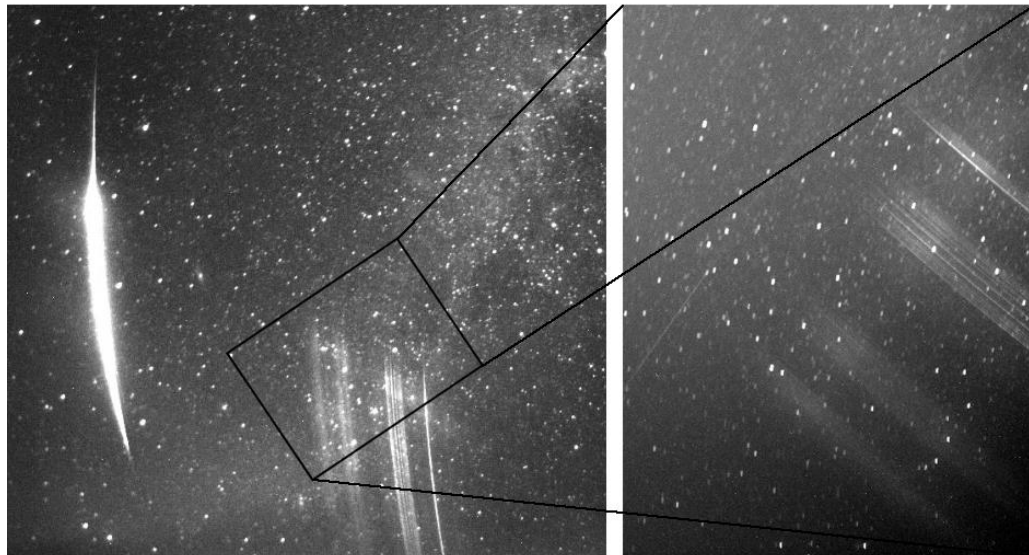


Figura 68. Imagen del meteoro M20160930_213851 y de sus líneas espectrales, capturado con los dos espectrógrafos.

3.3.8 Relación cualitativa de los principales multipletes detectados por los espectrógrafos en los bólidos analizados en este capítulo.

Seguidamente se muestra en la tabla 6 y 7 la presencia de los principales multipletes en los meteoros analizados anteriormente. Es destacable la presencia de Mg I-2 y Na I-1 en casi todos los bólidos analizados.

	Mn I-2	Fe I-43	Ca I-2	Cr I-1	Fe I-42	Fe I-41	Ca I-4	Mg I-2	Fe I-15	Na I-1	Ca I-3	O I
1		x	x		x	x	x	x	x	x		
2	x		x				x	x		x	x	
3				x	x			x	x	x		x
4		x				x		x	x	x		
5	x							x		x		
6		x			x		x	x	x	x	x	x
7	x	x		x	x	x		x	x	x		

Tabla 6. Principales multipletes capturados en los 7 bólidos por el Espectrógrafo # 1.

	Mn I-2	Fe I-43	Ca I-2	Cr I-1	Fe I-42	Fe I-41	Ca I-4	Mg I-2	Fe I-15	Na I-1	Ca I-3	O I
1												
2												
3												
4								x	x			
5												
6												
7			x	x	x			x	x	x		

Tabla 7. Principales multipletes capturados en los bólidos 4 y 7 por el Espectrógrafo # 2.

3.3.9 Clasificación espectral de los meteoroides analizados.

Las intensidades de línea de Mg, Na y Fe, no dependen sólo de la abundancia elemental en los meteoroides sino también de las condiciones físicas del proceso de abalación. En nuestro caso, asumimos el modelo de equilibrio térmico, aplicado con éxito a fotografías de meteoros brillantes (Borovička 1993; Trigo-Rodríguez et al. 2003).

Todos los datos relevantes están en perfecto acuerdo con la base de datos de espectros atómicos del NIST. El factor principal que influye en las intensidades de línea es la temperatura (epígrafe 2.4.2).

La relación de intensidades entre las líneas espectrales del Na/Mg varía a lo largo de la línea en función de la temperatura. La intensidad de la línea de Na predice ser más alta a bajas temperaturas y más baja a temperaturas altas. Esto es comprensible puesto que el Na tiene bajo potencial de ionización y la mayoría se ioniza a temperaturas más altas. Por otra parte, la línea de Na es de excitación baja (2,1 eV) en contraste con la línea de Mg (5,1 eV). El Mg es por lo tanto más favorecido a temperaturas más altas.

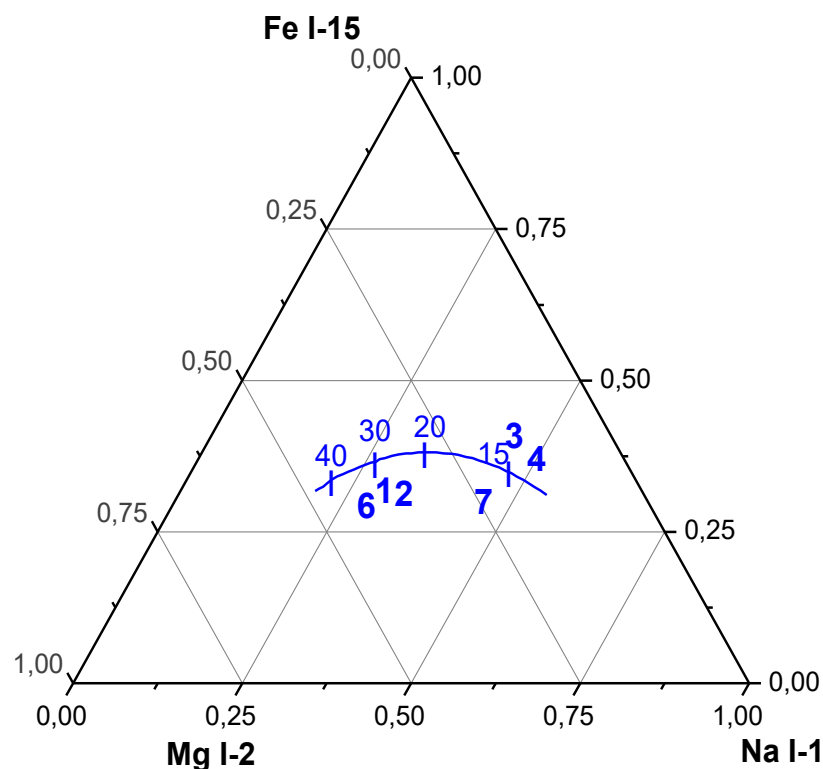


Figura 69. Diagrama ternario de intensidades relativas de los multipletes de Mg I-2, Na I-1 y Fe I-15 de los meteoroides analizados en este capítulo (a excepción del número 5) con respecto al trazo curvilíneo que muestra el rango esperado de composición condritica (las velocidades sobre la curva están marcadas en $km s^{-1}$).

Si relacionamos la intensidad de línea medida Na/Mg frente a la velocidad y según Borovička et al. (2005), es independiente para velocidades mayores de 40 km/s pero aumenta para velocidades más bajas, especialmente por debajo de 20 km/s. La relación Na/Mg para altas velocidades corresponden a la temperatura de cerca de 5.000 K, pero a 15 km/s la temperatura es cercana de 4.000 K.

Los meteoroides representados en el digrama ternario de la Figura 69, son todos los analizados en este capítulo a excepción del nº 5, al no disponer del multiplete de Fe I-15. Según Borovička et al. (2005), estos meteoroides representados en este diagrama son de composición condritica por su proximidad a la curva, siendo su posición, la correspondiente a la velocidad del meteoro. Los de mayor velocidad se sitúan a la izquierda (Figura 69).

CAPÍTULO 4

ESTUDIO DE METEOROS CON VIDEO CÁMARAS

Las primeras observaciones realizadas en video (también conocidas como electro ópticas) fueron realizadas en la década de los años 60 (Spalding 1961). Se empezaron a usar nuevas técnicas en video para estudiar espectros de meteoros (Hemenway et al.1971) y nuevos métodos y procesos en TV para reducción de datos, que fueron descritos por Millman & Clifton (1975), Borovička & Boček (1995) y Zender et al. (2004).

Las técnicas de video permiten grabar meteoros relativamente débiles (ver por ejemplo en Espartero & Madiedo 2016) en comparación con las capturas de imágenes fotográficas, por lo que solo puede detectar algunas líneas de emisión como el Na, Mg, Ca y Fe, además de las emisiones de origen atmosférico O, N y N₂ (espectrografía a baja resolución). Con nuestros equipos de video podemos capturar meteoros de hasta una magnitud visual aparente de 3 ± 1 (Madiedo et al. 2016).

4.1 Antecedentes

4.1.1 Estaciones de detección de meteoros.

Los medios técnicos que nos permiten captar la presencia de meteoroides, están basados en tecnología CCD, aplicada en dispositivos de captura de videos e imágenes a través de diferentes ópticas y redes de difracción, que facilitan el análisis objeto de nuestro estudio (Madiedo, 2014).

Para obtener información sobre la trayectoria atmosférica, órbita en el Sistema Solar y procedencia de los meteoroides, es necesario que éstos sean registrados simultáneamente desde varios puntos o estaciones de detección con el fin de poder triangular su posición. Las estaciones que se operan desde la Universidad de Huelva están separadas entre sí, según el caso, varias decenas o cientos de km y funcionan de manera coordinada.

La mayoría de los equipos que operan estas estaciones de detección se basan en cámaras con sensor CCD de alta sensibilidad que registran automáticamente la interacción de partículas de materia interplanetaria con la atmósfera terrestre.

Una de las estaciones de detección es móvil, de manera que puede ubicarse fácilmente en un punto de observación adecuado en función de las necesidades específicas que puedan surgir en el momento de la adquisición de datos. El resto de las estaciones se encuentran ubicadas en observatorios astronómicos desde los que operan de forma robótica.

El 15 de noviembre de 2009 entró en funcionamiento la estación robótica del Observatorio de Sierra Nevada. Esta estación de detección está controlada por la Universidad de Huelva y el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC). El 16 de julio de 2010 se instaló una nueva estación robótica en la Estación de Sondeos Atmosféricos del Instituto Nacional de Técnica Aeroespacial (INTA), en El Arenosillo (Huelva). A continuación, en septiembre de 2010, procedieron a la instalación de otra estación de detección en el Observatorio de La Hita, en la provincia de Toledo.

Estación	Nombre	Longitud (W)	Latitud(N)	Altura (m)
1	Sevilla	06° 11' 50''	37° 20' 46''	28
2	Huelva	06° 56' 11''	37° 15' 10''	25
3	Cerro negro	06° 19' 35''	37° 40' 19''	470
4	El Arenosillo (INTA)	06° 43' 58''	37° 06' 16''	40
5	Obs. de La Hita	03° 11' 00''	39° 34' 06''	674
6	Sierra Nevada(OSN)	03° 23' 05''	37° 03' 51''	2896
7	Obs. Andaluz de Astronomía (OAA)	03° 57' 12''	37° 24' 53''	1030
8	Calar Alto (CAHA)	02° 32' 46''	37° 13' 25''	2168
9	Obs. de La Sagra	02° 33' 57''	37° 58' 58''	1530

Tabla 8. Relación de estaciones de video-detección de meteoros y su ubicación geográfica.

En 2013 se estableció un nuevo sistema autónomo de registro de bólidos y meteoros en el OAA (Alcalá la Real, Jaén); en el verano de 2014 entró en funcionamiento la estación de detección de bólidos del Observatorio Astronómico de Calar Alto (Almería) y a principios de 2015 se instalaron nuevos dispositivos en el observatorio La Sagra, en la Puebla de don Fabrique (Granada) como se detalla en la tabla 8.

Por otra parte, si bien los primeros sistemas desarrollados por la Universidad de Huelva en el año 2006 tenían como misión la detección de meteoros en el cielo nocturno, un año después desde esta misma Universidad se empezaron a operar sistemas de CCD con el fin de registrar también durante el día la entrada en la atmósfera terrestre de rocas capaces de producir bólidos muy brillantes.

Hoy en día están en funcionamiento dos de estas estaciones diurnas separadas entre sí por una distancia de unos 70 km. Ambas monitorizan de forma continua todo el cielo y resultan de gran utilidad a la hora de detectar posibles caídas de meteoritos. Están ubicadas en Huelva y Sevilla.

Cada una de estas estaciones permite monitorizar el espacio aéreo en un radio de unos 400 o 500 km (dependiendo de las condiciones atmosféricas), pudiendo así detectar de manera automática la entrada de objetos en la atmósfera terrestre dentro de su zona de acción. De esta forma, desde las estaciones de detección operadas por la Universidad de Huelva puede abarcar prácticamente todo el espacio aéreo de la Península Ibérica, así como parte del norte de África (Figura 70)



Figura 70. Imagen de satélite de la península ibérica con la ubicación de algunas de las estaciones de video-detección de meteoros (Madiedo, 2014).

4.2 Metodología

4.2.1 Cámaras de Video

El sistema de video detección, lo conforma la red de cámaras de video ubicadas en varios observatorios del sur y centro de la península ibérica (Figura 69). Las cámaras disponen de un sensor CCD, modelos 902H2 y 902H Ultimate, fabricadas por Watec y Mintron (Watec Corporation, Japan; Mintron enterprises Co.Japan) que monitorizan el cielo durante la noche (Figura 71).

Se utilizan ópticas rápidas de $f/0,8$ a $f/1,4$ para maximizar la calidad de las imágenes y permitir registrar meteoros con una magnitud límite $+2/+3$ aproximadamente sin necesidad de utilizar equipos de intensificación de imagen. La longitud focal de las ópticas utilizadas varia, según los casos, entre 3.8 y 6 mm. También se utilizan enfriadores termoeléctricos (sistemas *Peltier*) cuando la temperatura de operación supera los 25 C con el fin de mejorar la relación señal/ruido del sensor CCD de las cámaras.

Estos sistemas están descritos en Madiedo & Trigo-Rodríguez (2008).



Figura 71. Cámara de video Watec con red de difracción incorporada, en el OAA.

Estas cámaras están equipadas con un sensor CCD Sony de transferencia interlineal de imágenes, con muy alta sensibilidad nocturna de 0.01 hasta 0,0001 lux. Generan imágenes entrelazadas según el estándar de video PAL, con una tarjeta de adquisición de video que captura las imágenes a una resolución de 720x576 píxeles y una velocidad de fotogramas de 25 fps (Figura 72).

Estos dispositivos también pueden capturar espectros de eventos cuya magnitud no sea mayor de -3/-4. Su resolución temporal es de unos 0,02 s (usando las imágenes desentrelazadas), de forma que posibilitan el análisis de la evolución en el tiempo del espectro del meteorito. La resolución es de 2,5 μm /píxel.

La captura generada se guarda en formato AVI sin compresión (máxima calidad) en el disco duro del ordenador para su posterior análisis.



Figura 72. Imagen del meteoritoide M20131205_204012 capturado con cámara de video Watec.

Los diferentes elementos ópticos y electrónicos que incorporan las cámaras, están protegidos mediante una carcasa especial y un sistema estanco que permite proteger los dispositivos de las inclemencias meteorológicas, asegurando su correcto funcionamiento de una forma autónoma e independiente. La protección es totalmente opaca a excepción de vidrio plano ultra fino (1mm de espesor) que permite acceder a la zona de visión deseada.

Para espectrografía de meteoros se han usado redes holográficas de difracción (500 o 1000 líneas/mm, dependiendo del instrumento), colocadas delante del objetivo.

Este sistema de red de difracción, objetivo y cámara, se debe situar muy cerca del vidrio de protección, de manera que no contacte con él (para evitar grandes perturbaciones térmicas) y que al mismo tiempo esté lo suficientemente próximo, para no perder campo de visión ni sufrir reflejos ópticos adversos (Figura 73).



Figura 73. Detalle de las cámaras CCD de video en el OAA (Alcalá la Real, Jaén).

4.2.2 Equipamiento complementario

Las imágenes capturadas por las cámaras CCD de video son enviadas a una batería de ordenadores PC, a través de una tarjeta de adquisición de video. Cada cámara está conectada a un PC, de manera que si hay un fallo en algún dispositivo, esto no afecta al resto de los equipos (Figura 74).

Los ordenadores utilizan el software comercial UFO Capture, desarrollado por SonotaCo²⁰, que permite registrar automáticamente las trazas de los meteoros, grabando sus correspondientes secuencias en cada uno de sus discos duros correspondientes. Este programa también graba en las secuencias, los datos de fecha y hora, para que cada fotograma contenga la información exacta de cada evento. Para que la hora sea lo más precisa posible el ordenador se sincroniza cada 300s, con la hora del Real Observatorio de la Armada (San Fernando, Cádiz). Esto ha permitido medir el tiempo con una precisión aproximada de 0,01 segundos a lo largo de la traza del meteorito (Madiedo 2014)

Tanto las cámaras CCD de video como los ordenadores que las controlan, se encienden y apagan de forma automática a determinadas horas previamente definidas, lo que hace posible que el sistema completo pueda llevar a cabo, las tareas de arranque, adquisición de datos y parada, sin ningún tipo de intervención humana.

²⁰ http://sonotaco.com/soft/e_index.html



Figura 74. Batería de ordenadores PC y monitor de control, conectadas a las video cámaras del Observatorio Andaluz de Astronomía (Alcalá la Real, Jaén).

4.2.3 Automatización de los sistemas de video detección de meteoros

Con la finalidad de que estos sistemas fueran capaces de detectar fenómenos relevantes, como por ejemplo la posible caída de un meteorito, se ha dispuesto del software específico *MetControl* (Madiedo & Trigo-Rodriguez 2010) que, una vez terminada la sesión de observación (nocturna) analiza cada uno de los videos registrados de forma que puede detectar fenómenos muy brillantes, del orden de una magnitud de brillo superior o igual a -12, enviando de forma automática un correo electrónico con esta información.

Los ordenadores conectados a las video cámaras CCD (espectrógrafos) son configurados en sus BIOS para que adquieran los datos a través de una tarjeta de adquisición de video con el software *MetControl*. Los datos obtenidos durante la noche son descargados en los discos duros, de forma que periódicamente y durante la sesión de observación, *MetControl* identifica las trayectorias de meteoros grabados en formato AVI.

Cuando finaliza la sesión de observación, este software envía al operador por correo electrónico un listado con los eventos observados.

También se ha dispuesto de un programa, que envía diariamente los ficheros con trazas de meteoros a un servidor FTP, desde donde posteriormente se pueden recuperar las imágenes, para su posterior reducción de datos.

Con el software AMALTHEA (Madiedo et al. 2011), se pueden determinar las coordenadas ecuatoriales de los meteoros capturados y reducir astrométricamente las imágenes correspondientes. Este mismo programa, permite calcular la trayectoria del meteoro, basándose en el método de intersección de planos desde al menos dos estaciones (Ceplecha 1987).

Se pueden obtener además, de estas grabaciones de video, las velocidades pre-atmosféricas (velocidad inicial), velocidad media y deceleración del meteoro. Una vez calculado también el radiante ya se puede determinar el resto de parámetros orbitales del meteoróide.

4.3 Resultados

4.3.1 Análisis de un bólido producido por un meteoroido de origen asteroidal.

A continuación se analiza, el bólido que penetró en nuestra atmósfera el día 5 de diciembre de 2013 y que fue detectado por varias de las cámaras de este proyecto en el OAA, el Observatorio de Sierra Nevada, Sevilla, el Arenosillo y la Hita. El fenómeno fue detectado a las 12h 40 m12,7s T.U. aproximadamente del citado día y se le asignó la nomenclatura M20131205_124012, con un brillo estimado de magnitud absoluta de -11 ± 1 y una duración de 6.5 s. Se usaron cámaras video cámaras CCD (modelos 902H2 y 902H Ultimate fabricadas por Watec Co.) con una red de difracción de 1000 líneas mm^{-1} (Espartero et al. 2014).

En la Tabla 9 se indican los principales datos orbitales y del radiante del bólido, que fueron calculados con los programas AMALTHEA y CHIMET (Madieto et al. 2013).

Radiant data			
	Observed	Geocentric	Heliocentric
R.A. (°)	46.1±0.1	48.2±0.1	-
Dec. (°)	-3.75±0.04	-10.2±0.1	-
V_{∞} (km/s)	16.9±0.1	12.5±0.1	37.7±0.1
Orbital parameters			
a (AU)	3.36±0.04	ω (°)	39.71±0.09
e	0.619±0.008	Ω (°)	73.6787±10 ⁻⁴
q (AU)	0.8984±0.0008	i (°)	8.99±0.04

Tabla 9. Datos orbitales y de radiante (J2000).

Analizando los parámetros orbitales y el objeto progenitor del meteoroido, tenemos que el valor del parámetro de Tisserand con respecto a Júpiter nos da $T_j = 3.24$, lo que sugiere su origen asteroidal.

El software Mercury 6 (Chambers 1999), trabaja con 100 clones creados alrededor de la órbita de este objeto y sugiere varios posibles cuerpos progenitores con un Criterio de Disimilitud D_{SH} por debajo de 0.15 (Southworth & Hawkin 1963). Estos clones son integrados hacia atrás en el tiempo junto con los elementos orbitales de los asteroides. La influencia gravitacional de Venus, el sistema Tierra Luna, Marte, Júpiter y Saturno también se incluyen para estos cálculos.

El resultado de todo este análisis, indica que el mejor candidato como cuerpo progenitor del meteoróide es el asteroide potencialmente peligroso (PHA): NEO 3116 (19996TJ6), como se indica en la Figura 75. La información que se ha obtenido de su trayectoria luminosa indica que no se produjo ninguna caída meteórica.

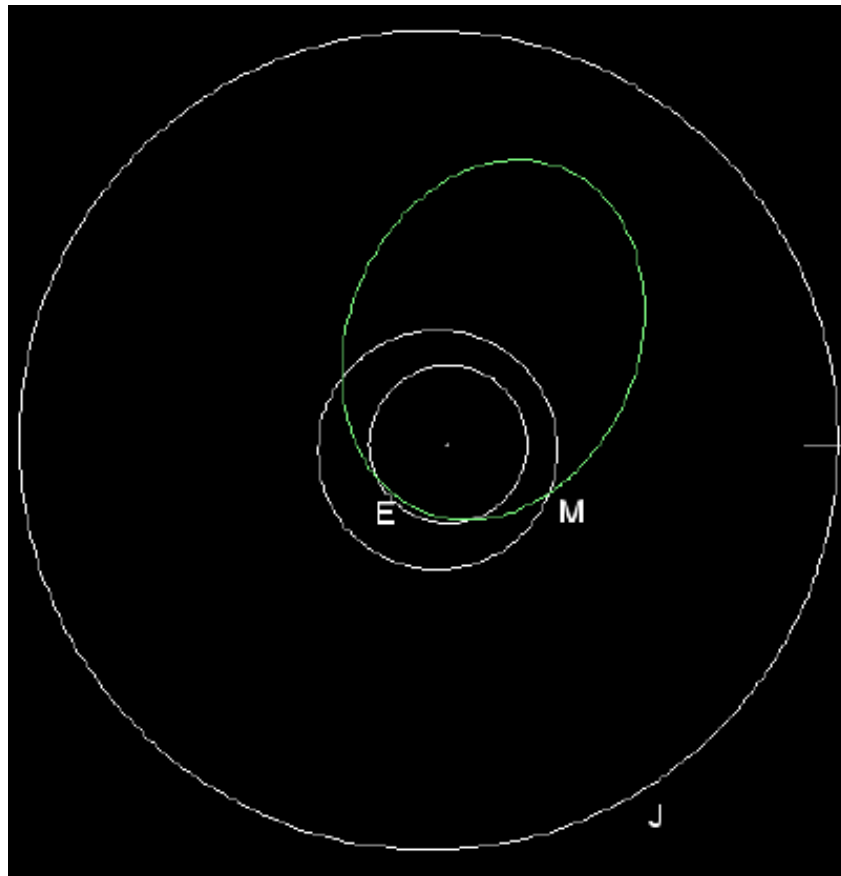


Figura 75. Proyección sobre el plano de la eclíptica de la órbita heliocéntrica (en color verde) del cuerpo progenitor del meteoróide M20151205_124012.

En la Figura 76, se muestra el espectro calibrado del bólido M20151205_124012, donde de aprecia principalmente las señales correspondientes al Fe neutro. Domina el Fe I-4 en el ultravioleta y son relevantes las contribuciones de los multipletes de Mg I-2, Na I-1 y Fe I-15.

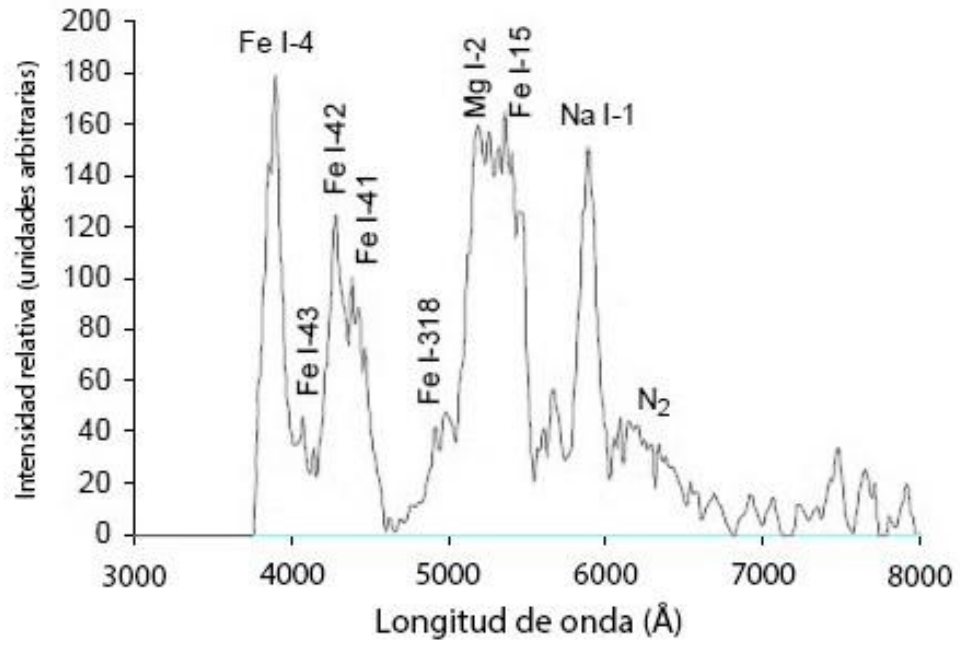


Figura 76. Espectro de emisión del b6ido M20151205_124012.

Midiendo los FWHM de los espectros obtenidos en este capitulo, con las video c6maras CCD, se ha conseguido llegar a una resoluci6n espectral $\delta\lambda \approx 100 \text{ \AA}$, tal y como se puede deducir del espectro resuelto en la figura 76.

4.3.2. Análisis del espectro de emisión producido por un meteoro Kappa-Cígnida.

El 15 de agosto de 2012 a las 23h 44m 49s T.U., se registró desde dos estaciones del sur de España un nuevo bólido. Los cálculos realizados nos dicen que el meteoro entró en la atmósfera a una $V_{\infty} = 27,3 \pm \text{km s}^{-1}$ y con una inclinación de 26.4° con respecto a la vertical local. El fenómeno comenzó a $109,7 \pm 0.5$ km sobre el nivel del mar y finalizó a una altura de $72,0 \pm 0.7$ km, dejando una brillante llamarada al final de su trayectoria. En esta fase final, su brillo en magnitud absoluta llegó a $-10,5 \pm 0,5$. (Espartero & Madiedo, 2015).

Con la ayuda del software AMALTHEA los procedimientos descritos en Madiedo (2014) se han calculado los principales datos orbitales se indican a continuación en la tabla 10, confirmando la asociación de este evento a la lluvia de meteoros κ -Cígnidas.

a (AU)	2.70 ± 0.13	ω ($^{\circ}$)	199.7 ± 0.3
e	0.634 ± 0.017	Ω ($^{\circ}$)	143.35399 ± 10^{-5}
q (AU)	0.9895 ± 0.0007	i ($^{\circ}$)	41.0 ± 0.4

Tabla 10. Datos orbitales del meteoro M20120815_234459 (J2000).

Los bólidos brillantes, especialmente los que se mueven a alta velocidad, pueden producir un brillo de larga duración (*estela*) que puede ser visible, incluso varios minutos después de haber desaparecido el meteoro. Esta estela decae en brillo rápidamente en unos pocos segundos, después de la fase de posluminiscencia.

La espectrografía de meteoros es una técnica usada para conocer la composición físico-química de los plasmas de composición meteórica, así como para arrojar más luz sobre la composición química de los meteoroides durante su proceso de ablación en la atmósfera. A pesar de que las κ -Cígnidas no se mueven a velocidades muy altas, los meteoros brillantes κ -Cígnidas tienden a mostrar una fulguración final cuando la partícula entra en regiones atmosféricas más densas.

A continuación, en la Figura 76, se muestra el espectro del meteoroides. El espectro grabado, cubre el rango entre 4.000 y 8.000 Å y fue analizado con el software CHIMET.

Las contribuciones más importantes en el espectro de posluminiscencia corresponden a los multipletes del Na I-1 (5.889 Å), Mg I-2 (5.172 Å), Fe I-4 (4.415 Å) y Ca I-2 (4.226 Å). Las emisiones del Fe I-15 (5.434 Å) y Na I-6 (5.688 Å) también se han identificado, junto con varias líneas de N₂ y Ni (Figura 77).

Además, se midieron las intensidades relativas de las líneas principales de emisión en el espectro, como son los multipletes de Na I-1 (5.889 Å), Mg I-2 (5.172 Å), Ca I-2 (4.226 Å) y I-41 de Fe I-41 (4.415 Å).

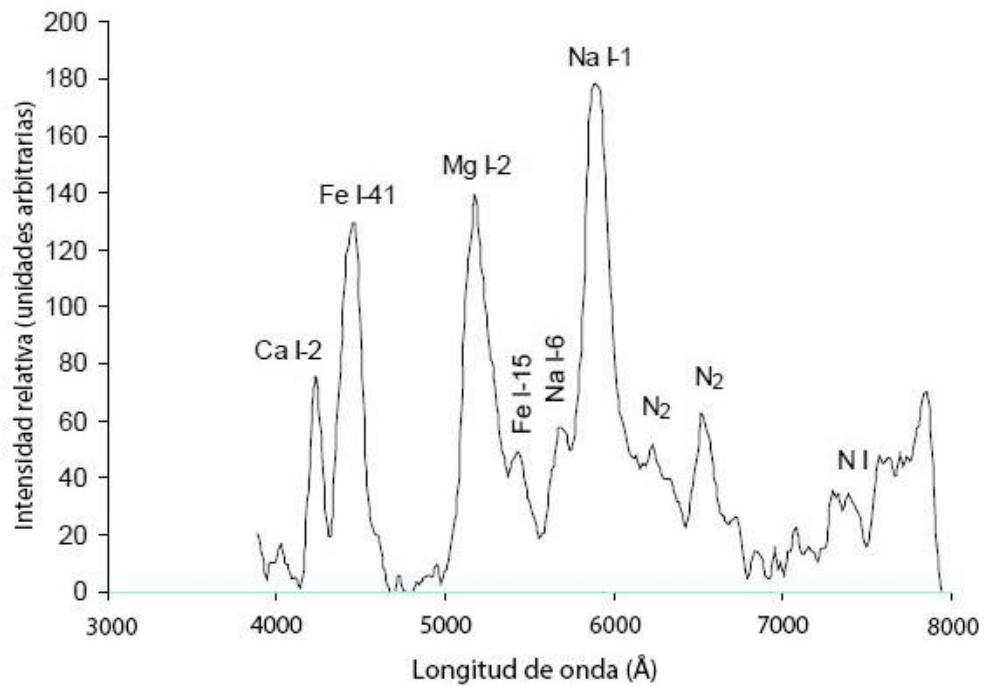


Figura 77. Espectro calibrado del bólido M20120815_234459.

El brillo de estas líneas de emisión decae exponencialmente con el tiempo, de forma que este decaimiento de la luminosidad puede ser debido a un mecanismo impulsado por la variación de la temperatura, durante el descenso del meteoróide en la atmósfera (Espartero & Madiedo, 2015).

4.3.3. La corriente de meteoroides ω -Escórpidas Norte (NSC): Órbitas y espectros de emisión.

Once trayectorias de meteoros NSC con doble estación, se han estudiado en el periodo del 23 de mayo al 15 de junio, de los años 2010 a 2012. Sus magnitudes absolutas de brillo se situán en el rango 1,5 a -8,5. Éstos se enumeran en la Tabla 10, donde en este caso, se da su código SPMN para identificarlos (Espartero & Madiedo 2016).

La masa fotométrica m_p de estos fenómenos va de 0.32 a 41 g. La masa se ha calculado a través de la curva de luz de cada meteoro, mediante su eficiencia lumínica, según Ceplecha & McCrosky (1976). Para el meteoro SPMN060610, cuyo máximo brillo fue equivalente a una magnitud -8.5 ± 0.5 , el espectro de emisión fue registrado por la video cámara (espectrográfica) situada en la estación # 5 de la tabla 11 (OSN).

Station #	Station name	Longitude (W)	Latitude (N)	Altitude (m)
1	Sevilla	5° 58' 50"	37° 20' 46"	28
2	Cerro Negro	6° 19' 35"	37° 40' 19"	470
3	El Arenosillo	6° 43' 58"	37° 06' 16"	40
4	Huelva	6° 56' 11"	37° 15' 10"	25
5	Observatorio de Sierra Nevada (OSN)	3° 23' 05"	37° 03' 51"	2896
6	La Hita	3° 11' 00"	39° 34' 06"	674

Tabla 11. Coordenadas geográficas de las Estaciones y Observatorios implicados en este trabajo.

En la tabla 12 se muestran los principales parámetros atmosféricos de estos meteoros, capturados con doble estación: inicio y final la altura del meteoro (H_b y H_e) respectivamente, velocidad pre-atmosférica (V_∞), velocidad geocéntrica (V_g) y ascensión recta y declinación (α_g , δ_g) del radiante geocéntrico (J2000). Estos valores pueden emplearse para analizar la dependencia entre alturas iniciales y finales, con la masa del meteoro progenitor.

Meteor code	Date and time (UTC) ± 0.1 s	$M \pm 0.5$	m_p (g)	H_b (km)	H_c (km)	α_g ($^\circ$)	δ_g ($^\circ$)	Z ($^\circ$)	V_∞ (km s $^{-1}$)	V_g (km s $^{-1}$)
010610b	1 June 2010	-0.5	2.2 ± 0.3	97.3	77.5	246.71 ± 0.12	-12.0 ± 0.1	57.8	22.1 ± 0.3	19.3 ± 0.3
	2 h54 min13.7 s									
020610a	2 June 2010	1.0	0.67 ± 0.07	96.2	82.7	248.47 ± 0.10	-17.0 ± 0.1	50.5	23.0 ± 0.3	20.2 ± 0.3
	1 h00 min38.1 s									
020610b	2 June 2010	1.5	0.41 ± 0.04	94.5	83.2	246.78 ± 0.08	-11.9 ± 0.1	49.7	22.2 ± 0.3	19.4 ± 0.3
	1 h38 min47.6 s									
030610	3 June 2010	-2.0	5.1 ± 0.5	95.9	75.3	249.01 ± 0.09	-11.8 ± 0.2	45.8	22.7 ± 0.3	19.8 ± 0.3
	0 h23 min19.2 s									
060610	6 June 2010	-8.5	41 ± 5	98.5	50.7	251.76 ± 0.09	-10.9 ± 0.1	42.5	22.1 ± 0.4	19.0 ± 0.4
	23 h18 min42.0 s									
070610a	7 June 2010	-5.0	9.9 ± 1.2	97.6	71.2	255.81 ± 0.13	-16.8 ± 0.1	61.3	23.8 ± 0.4	21.2 ± 0.4
	3 h05 min21.8 s									
070610b	7 June 2010	-3.0	5.8 ± 0.6	99.5	76.3	253.26 ± 0.23	-17.7 ± 0.2	82.0	22.6 ± 0.4	20.0 ± 0.4
	5 h17 min21.5 s									
010611	1 June 2011	1.5	0.32 ± 0.03	99.3	87.6	248.45 ± 0.10	-11.3 ± 0.1	45.6	22.7 ± 0.3	19.8 ± 0.3
	0 h50 min57.4 s									
050611	5 June 2011	0.5	0.81 ± 0.08	98.4	80.2	250.35 ± 0.11	-15.8 ± 0.2	50.1	22.4 ± 0.4	19.4 ± 0.5
	23 h41 min02.8 s									
270512	27 May 2012	-6.0	15.2 ± 1.8	96.3	72.6	246.31 ± 0.06	-13.0 ± 0.1	47.2	24.1 ± 0.4	21.3 ± 0.4
	0 h03 min42.1 s									
300512	30 May 2012	-2.5	6.1 ± 0.7	95.2	78.0	243.74 ± 0.08	-12.5 ± 0.2	49.3	22.1 ± 0.4	19.2 ± 0.4
	1 h19 min00.7 s									

Tabla 12. Trayectoria atmosférica y datos de radiante (J2000) para los eventos de los 11 meteoros NSC (M : magnitud absoluta; m_p : masa fotométrica; H_b y H_c : comienzo y fin de la altura de la fase luminosa, respectivamente; α_g , δ_g : Ascensión recta y declinación del radiante geocéntrico; Z: distancia radiante aparente al cenit; V_∞ , V_g : Velocidades pre atmosférica y geocéntrica, respectivamente).

Object	a (AU)	e	i (°)	Ω (°) $\pm 10^{-5}$	ω (°)	q (AU)	P (yr)	T_J	D_{SH}
010610	1.96 \pm 0.05	0.665 \pm 0.011	5.9 \pm 0.2	70.37943	263.17 \pm 0.18	0.657 \pm 0.004	2.75	3.56 \pm 0.06	0.02
020610a	1.98 \pm 0.06	0.685 \pm 0.011	3.2 \pm 0.1	71.25175	266.95 \pm 0.13	0.623 \pm 0.003	2.79	3.52 \pm 0.07	0.02
020610b	2.04 \pm 0.06	0.673 \pm 0.012	6.0 \pm 0.2	71.28754	261.50 \pm 0.13	0.666 \pm 0.004	2.91	3.47 \pm 0.07	0.03
030610	2.01 \pm 0.06	0.677 \pm 0.012	6.6 \pm 0.2	72.19630	263.79 \pm 0.18	0.649 \pm 0.003	2.85	3.49 \pm 0.07	0.02
060610	1.97 \pm 0.08	0.659 \pm 0.017	6.9 \pm 0.2	75.98340	261.36 \pm 0.19	0.672 \pm 0.004	2.78	3.55 \pm 0.09	0.07
070610a	1.99 \pm 0.07	0.704 \pm 0.014	4.3 \pm 0.2	76.12725	271.02 \pm 0.20	0.588 \pm 0.005	2.81	3.49 \pm 0.08	0.02
070610b	1.98 \pm 0.06	0.684 \pm 0.014	3.2 \pm 0.2	76.20891	266.39 \pm 0.36	0.628 \pm 0.007	2.81	3.51 \pm 0.07	0.02
010611	1.88 \pm 0.05	0.664 \pm 0.012	6.9 \pm 0.2	70.05239	266.62 \pm 0.18	0.633 \pm 0.004	2.59	3.65 \pm 0.07	0.03
050611	2.00 \pm 0.09	0.673 \pm 0.017	4.0 \pm 0.2	74.78615	263.13 \pm 0.23	0.655 \pm 0.005	2.84	3.51 \pm 0.09	0.03
270512	1.93 \pm 0.08	0.697 \pm 0.015	6.2 \pm 0.2	65.93607	271.47 \pm 0.18	0.586 \pm 0.004	2.69	3.55 \pm 0.09	0.03
300512	2.02 \pm 0.09	0.672 \pm 0.017	5.3 \pm 0.2	68.86180	260.85 \pm 0.12	0.671 \pm 0.005	2.93	3.46 \pm 0.09	0.04
NSC	1.943	0.671	6.8	65.9	265.4	0.639	2.70	3.57	—
1996JG	1.802	0.661	5.2	63.370	269.733	0.610	2.42	3.77	—

Tabla 13. Elementos orbitales (J2000) para los meteoros que se discuten en el texto. La órbita del asteroide 1996 JG (Jenniskens 2006) y la órbita nominal de la corriente del NSC (Sekanina 1976) han sido también indicado. También aparecen en el parámetro de Tisserand con respecto a Júpiter (T_J) y el D_{SH} en base al criterio de Southworth & Hawkins (1963).

La Tabla 13 muestra los elementos orbitales del asteroide 1996 JG, potencial cuerpo progenitor de la lluvia de meteoros NSC. También se muestra el valor calculado del parámetro de Tisserand T_J y el periodo orbital P , de estas partículas. La asociación de estos bólidos con la lluvia de meteoros NSC, cuya órbita fue tomada de Sekanina (1976), también se enumera en esta tabla, realizándose sobre la base del criterio de D_{SH} (Southworth & Hawkins, 1963).

La distancia del afelio de este asteroide es $Q = 2.99$ AU (Jenniskens 2006).

El espectro de emisión del meteoro NSC de magnitud -8.5 ± 0.5 con código 060610 aparece en la Figura 79. Como en otros trabajos, la señal se procesó con CHIMET siguiendo el procedimiento explicado en Madiedo et al. (2013a). Las líneas de emisión producidas por el doblete del Na en 5.889 \AA y el triplete de Mg en 5.167 \AA se emplean habitualmente para calibrar este espectro de longitud de onda mediante el uso de sus líneas típicas, que aparecen en los espectros de meteoros.

El espectro incluye las principales aportaciones de multipletes, siguiendo la numeración propuesta por Moore (1945). Las características observadas son mezclas de varias líneas. Las aportaciones más importantes corresponden a Mg I-2 (en 5.167 \AA) y varios multipletes de Fe, tales como Fe I-15 (en 3.679 \AA), Fe I-42 (en 4.202 \AA), Fe I-41 (en 4.415 \AA) y Fe I-15 (en 5.269 \AA).

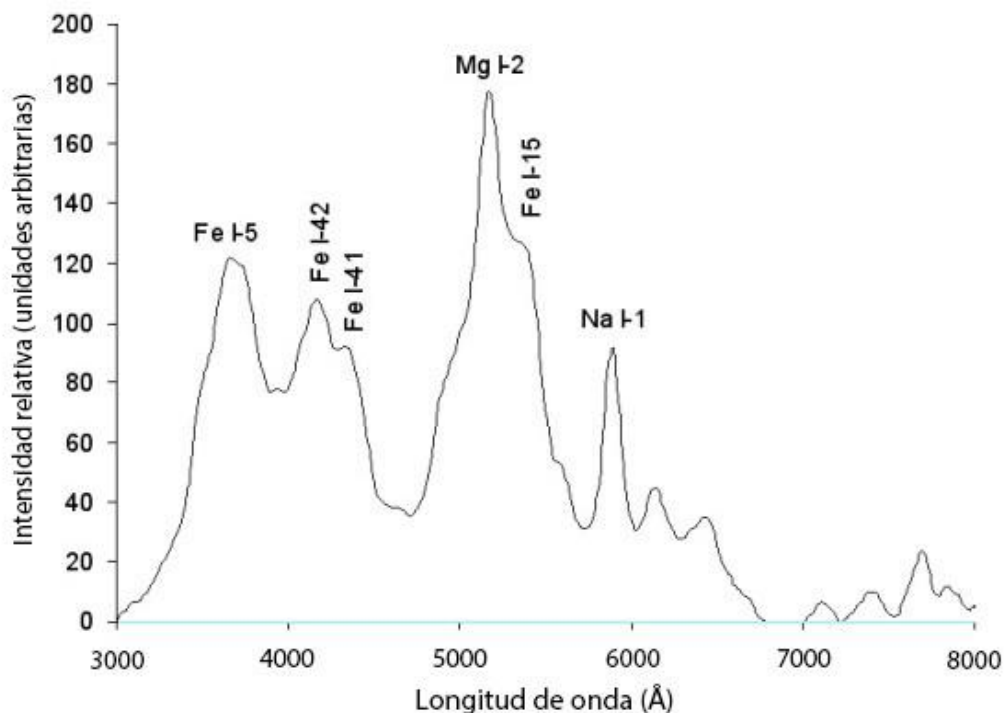


Figura 79. Espectro de emisión del meteoro SPMN060610, integrado a lo largo de la trayectoria atmosférica del evento.

De los valores calculados de este objeto, no podemos concluir claramente si la corriente del NSC tiene un origen asteroidal o cometario. Con respecto al punto final de la trayectoria lumínica, los datos experimentales en esta imagen revelan que, como era de esperar, disminuya con el logaritmo de la masa fotométrica del meteorito (Figura 80). Sin embargo, la altura inicial es prácticamente constante y se mantiene en el nivel entre 95 y 100 km para el rango de masas considerado aquí.

Esta situación para H_b es similar a la encontrada para los meteoroides Gemínidas, de origen asteroidal y diferente a la conducta mostrada por meteoroides cometarios, en donde la altura inicial se incrementa con el aumento de masa de los meteoros (Jenniskens 2004).

Esto sugiere un origen asteroidal para la corriente de meteoroides del NSC, como también se deduce por el valor promedio encontrado para el parámetro de Tisserand (tabla 13), que da, $T_J = 3.52 \pm 0.08$. Cabe mencionar que los cometas son los cuerpos progenitores más comunes de las corrientes de meteoros (Jenniskens 2006). Así, en casi todos los casos en que se ha establecido una asociación generalmente aceptada entre una corriente de meteoros y un cuerpo progenitor, su origen es un cometa activo (Jopek et al. 2002; Jenniskens 2006).

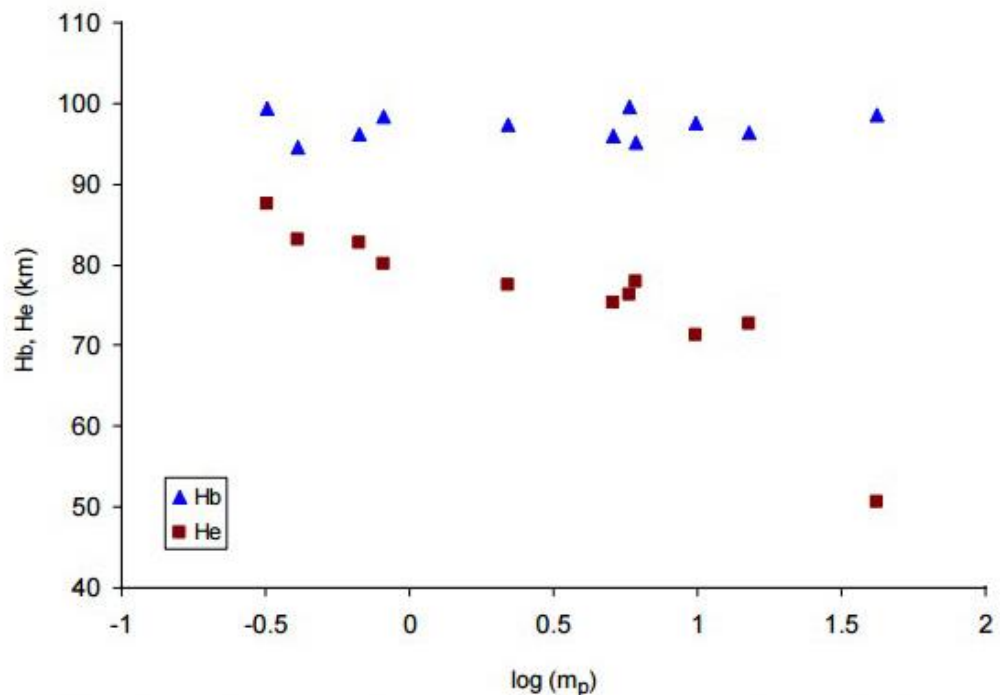


Figura 80. Altura inicial (H_b) y final (H_e) del meteorito frente al logaritmo de la masa fotométrica (m_p).

La excepción significativa solo son las Gemínidas, cuyo objeto progenitor es el asteroide Phaton (3200), que sin embargo es considerado por algunos investigadores como un núcleo cometario extinto en lugar de un asteroide regular (Čapek & Borovička 2009).

A pesar de establecer un vínculo entre la corriente de NSC y asteroide 1996 JG, los datos analizados aquí confirman la probable naturaleza asteroidal de estos bólidos.

El espectro de emisión de SPMN060610 (que también se puede identificar como M20100606_231842) muestra la baja intensidad de la línea del Na I-1 en relación con la emisión Mg I-2. La razón probable de esto es el agotamiento del sodio en el meteoro progenitor, con respecto al valor esperado de material condrítico.

Para confirmar esto, se obtuvieron las intensidades relativas de las líneas de emisión de los multipletes Na I-1, Mg I-2 Mg, Fe I-15, puesto que estos elementos, pueden proporcionar información sobre la naturaleza de este meteoro (Borovička et al. 2005).

Este cálculo proporciona los siguientes cocientes de intensidad: Na/Mg = 0.47 y Fe/Mg = 0.80 y como era de esperar, el cociente de la intensidad de Na/Mg no se ajusta el valor esperado de la composición de meteoros condríticos para una velocidad de meteoro de $\sim 22 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ como en Borovička et al (2005).

La disminución de Na se ve claramente en el diagrama ternario que se muestra en la Figura 60. Este diagrama muestra la intensidad relativa esperada de Na I-1, Mg I-2 y Fe I-15 de material condrítico en función de la velocidad del meteoro (línea sólida) (Borovička et al. 2005).

En la Figura 81, el símbolo de la cruz muestra el valor medido para el espectro M20100606_231842, que se desvía significativamente del valor condrítico, para una velocidad de meteoro de alrededor de $22 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Puesto que la distancia de perihelio es demasiado grande ($q = 0.639 \pm 0.004 \text{ AU}$) para explicar este agotamiento del material sobre la base de una aproximación al Sol, esta composición está probablemente relacionada con una naturaleza no condrítica del cuerpo principal.

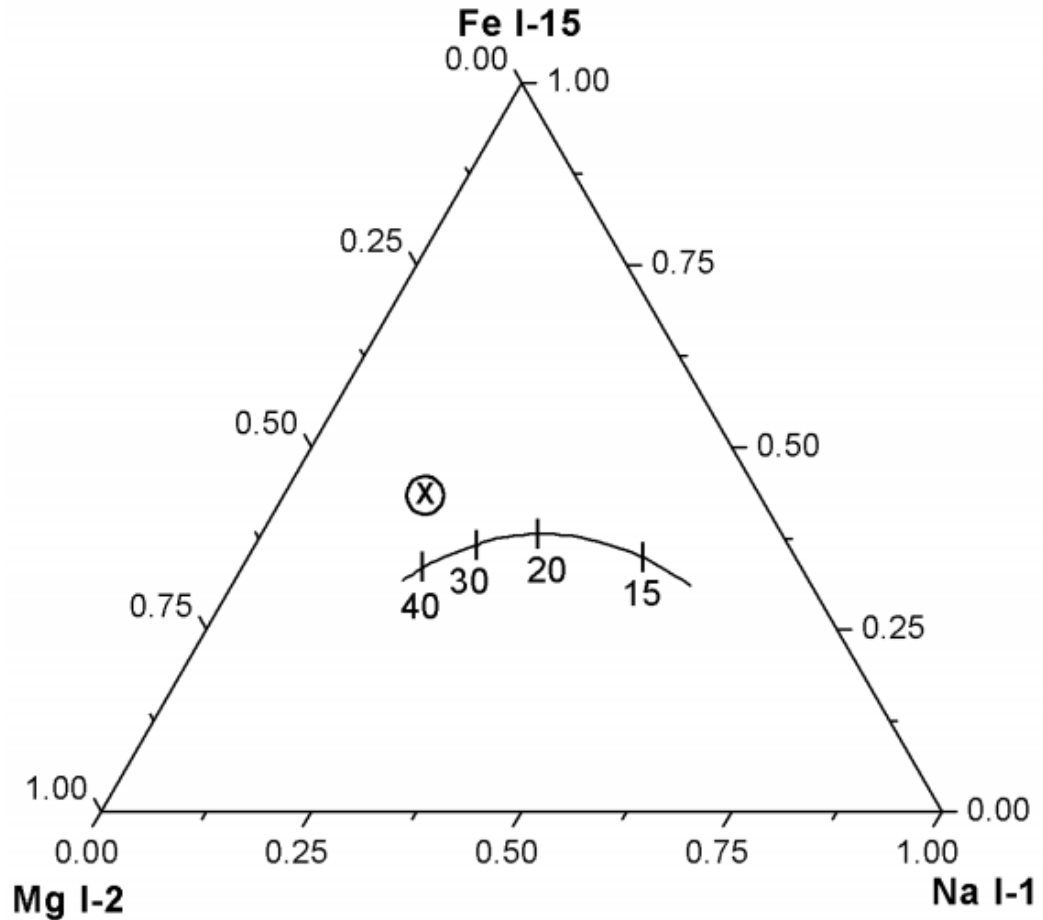


Figura 81. Diagrama ternario con intensidad relativa esperada (línea sólida), en función de la velocidad del meteorito (en $km \cdot s^{-1}$) y los multipletes de Na I-1, Mg I-2 y Fe I-15 de meteoritos condriticos (Borovička et al. 2005). La cruz, indica la intensidad relativa experimental obtenida para el meteorito de M20100606_231842; el círculo alrededor de la cruz indica la incertidumbre de este valor experimental.

Sin embargo, no puede descartarse que como consecuencia de la evolución orbital el objeto progenitor de este meteorito tenga un menor valor de q en el pasado.

El espectro de emisión del meteorito de magnitud -8.5 muestra las principales aportaciones de líneas de emisión de Mg I-2 y Fe I-15. La intensidad de la línea de Na I-1, sin embargo, es inferior a lo esperado para meteoritos de composición condritica.

El análisis de las intensidades relativas de Mg I-2, I-15 Fe I-15 y Na I-1 confirma un decaimiento del Na con respecto al valor condritico. La distancia al perihelio no puede explicar este descenso, sobre la base de una aproximación al Sol y por lo tanto esta característica puede estar relacionada con una composición no condritica del asteroide progenitor.

CAPÍTULO 5

ANÁLISIS ASTROMÉTRICO Y FOTOMÉTRICO DE BÓLIDOS

Varios de los bólidos cuyos espectros han sido analizados en los capítulos precedentes también han sido objeto de estudio astrométrico y fotométrico por parte de terceros investigadores al haber sido registrados por cámaras de otros observatorios: la Red de Seguimiento de Bólidos y Meteoros de la Sociedad Malagueña de Astronomía, la Red Global de Telescopios Robóticos BOOTES del IAA/CSIC, y el proyecto SMART de la Universidad de Huelva.

La red de telescopios robóticos BOOTES²¹ liderada desde el Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC), dispone actualmente de cinco observatorios en Europa, América y Asia, de los cuales dos, BOOTES-1 y BOOTES-2 se encuentran en Andalucía (Castro-Tirado et al. 2008).

Por otro lado, la Sociedad Malagueña de Astronomía (SMA)²² ha puesto en marcha una red de estaciones robotizadas liderada por A. Castellón (Universidad de Málaga) que ha sido diseñada específicamente para el registro de meteoros. Las estaciones se ubican en Torremolinos (Málaga), Sierra de El Torcal (Málaga), Santa Olalla del Cala (Huelva) y Sierra de El Montsec (Lérida) (Aznar et al. 2016).

Con el ánimo de proporcionar la historia completa de estos bólidos, se expondrán en este capítulo su análisis astrométrico y fotométrico.

²¹ <http://bootes.iaa.es/>

²² <http://www.astromalaga.es>

5.1 Antecedentes

5.1.1 Estaciones e instrumental utilizados

En la Tabla 14 figuran las coordenadas geográficas y altura sobre el nivel del mar de las estaciones de detección de meteoros que han intervenido en la resolución de la astrometría y la fotometría de los bólidos referidos en este capítulo.

	Nombre	Longitud (W)	Latitud(N)	Altura (m)
1	Obs. Astronómico del Torcal (OAT)	04° 32' 42"	36° 57' 10"	1209
2	El Pinillo	04° 31' 11"	36° 36' 34"	84
3	Santa Olalla del Cala	06° 15' 19"	37° 52' 08"	390
4	BOOTES-1	06° 44' 03"	37° 06' 15"	53
5	BOOTES-2	04° 02' 28"	36° 45' 33"	80
6	Obs. Andaluz de Astronomía (OAA)	03° 57' 12"	37° 24' 53"	1030

Tabla 14. Relación de estaciones de detección de meteoros y su ubicación geográfica.

Sabido es que para el cálculo de la trayectoria atmosférica de un meteoro se precisa haberlo captado en imágenes tomadas desde al menos dos lugares de observación. La obtención de los elementos orbitales implica, además, una estimación de su velocidad. Este dato requiere de filmaciones de vídeo sincronizadas con registros de tiempo, obturadores giratorios u otros métodos de los que no se hablará aquí. En cualquier caso la precisión de las medidas mejora con lo que podría denominarse, en términos coloquiales, la “estereoscopía”, esto es, la diferencia entre los puntos de vista del trazo dejado por el meteoróide contemplado desde las distintas estaciones. Un indicador matemático de ello es el *peso estadístico*, o coseno del ángulo diedro formado entre los planos determinados por la traza del meteoro y las estaciones. Cuanto más cercano a 1 (ángulo diedro recto), más fiables serán los resultados.

Para los casos que nos ocupan aquí, se han tenido en cuenta las dos mejores estaciones que han recogido cada fenómeno, entendiendo la “mejoría” no solo por un buen peso estadístico, sino por la calidad de la imagen o la longitud del trazo. Y es que trazos más largos permiten disponer de mayor cantidad de datos y, por tanto, disminuir el error. Es evidente que para estaciones muy próximas entre sí no podrán alcanzarse pesos estadísticos cercanos a la unidad, ya que los respectivos planos que pasan por los lugares de observación y contienen a la trayectoria formarán ángulos diedros muy pequeños. En la Figura 82 se representa la ubicación de cada una de las estaciones involucradas y en la tabla 14 su ubicación geográfica exacta. Estos radios han sido estimados para

distancias cenitales inferiores a 80° y alturas de los meteoroides superiores a 75 km.



Figura 82. Imagen de satélite del Sur de la Península Ibérica con la ubicación de las estaciones de detección de meteoros.

El instrumental utilizado consiste en 6 cámaras CCD y una cámara ZWO en función vídeo, todas ellas equipadas con objetivos de distancia focal muy corta para proporcionar grandes campos. La cámara de vídeo filma a razón de 5 fps. Las principales características de todas ellas se detallan a continuación en la Tabla 15.

Estación	Cámara	Objetivo	Campo	Escala media
1	SBIG All Sky Camera	Fujinon 1.4 mm	$180^\circ \times 108^\circ$	13'.6/píx.
1	ZWO 120 MM	Fujinon 1.4 mm	$185^\circ \times 85^\circ$	18'.1píx.// 8'.6/píx.
2	SBIG ST-402	Fujinon 2.6 mm	$120^\circ \times 80^\circ$	17'.8/píx.
3	SBIG ST8-XME	Nikon 4.0 mm	$180^\circ \times 98^\circ$	5'.8/píx.
4	Apogee 4096x4096	Nikon 16.0 mm	$180^\circ \times 46^\circ$	2'.1/píx.
5	Apogee 4096x4096	Nikon 16.0 mm	$180^\circ \times 46^\circ$	2'.1/píx.
6	Atik 314 L+	Sigma 4.5 mm	$122^\circ \times 89^\circ$	5'.3/píx.

Tabla 15. Características principales de las cámaras de fotografías de todo el cielo ("All-Sky") y de la cámara de vídeo en sus respectivos emplazamientos.

5.2 Metodología

5.2.1 Astrometría y fotometría

El problema astrométrico ha sido resuelto siguiendo en líneas generales los métodos establecidos en Borovicka (1992,1995), introduciendo ciertas variaciones en los conjuntos de parámetros que facilitan la elección de valores iniciales adecuados para la convergencia hacia la solución final.

Los errores medios entre posiciones de catálogo y posiciones calculadas de las estrellas de calibración oscilan entre los 9" y 41", dependiendo de la cámara, siendo en todos los casos inferior a un píxel.

Para el cálculo de la magnitud de un bólido se precisa conocer su velocidad. De los 5 estudiados solo se dispone de imágenes de vídeo de dos de ellos. De los restantes se ha realizado una estimación a partir de las velocidades indicadas por el IMO para las distintas lluvias de estrellas y que están recogidas en el Anexo II de este trabajo.

Al utilizarse cámaras de muy gran campo, el rango de masas de aire es bastante amplio. De ahí que se haya tenido en cuenta esta circunstancia, tanto en las estrellas de calibración como en las trazas de los bólidos, para la obtención de la recta de Bouger y el cálculo del punto cero y coeficiente de extinción. Se ha recurrido a las magnitudes de la banda V de estrellas de calibración tomadas del catálogo de *Hipparcos*.

Solo se dispone de campos planos (*flats*) normalizados de las cámaras de la Red de la SMA, que se almacenan en disco duro ya restadas de tomas de corrientes de oscuridad (*dark*), por lo que el estudio fotométrico de los bólidos se ha restringido a las imágenes de las estaciones 1, 2 y 3 de la tabla 13.

5.2.2 Software de control, detección y procesado

La SMA ha desarrollado software propio que contempla el control de las cámaras, la rutina diaria de trabajo de cada noche, y la detección de fenómenos candidatos a ser meteoros. Así, las estaciones operan de forma autónoma y robotizada respondiendo a las distintas incidencias que puedan producirse.

Los resultados se suben cada mañana a una nube propietaria para su examen y, si procede, su procesamiento se lleva a cabo por medio de otros programas redactados por A. Castellón.

El software, dependiendo de la estación, funciona bajo los sistemas operativos Windows 7 o Linux (Ubuntu o Raspbian) y está escrito en C++, Python y Perl con ocasionales scripts en shell bash.

También se ha desarrollado un método matemático para la obtención de centroides de la traza del meteoro que no dependa de la elección humana de puntos de su trayectoria. Más detalles de todo el proceso puede consultarse en Aznar et al. (2016).

5.2.3 Cálculo de las trayectorias y elementos orbitales

Para calcular la trayectoria atmosférica y los elementos orbitales (en los casos en que hayan podido medirse velocidades) se ha seguido los métodos descritos en DUBYAGO (1961) y CEPLECHA (1987).

5.3. Resultados

A continuación se exponen los resultados obtenidos de los bólidos capturados y analizados desde las estaciones referenciadas en la Tabla 14.

5.3.1. M20150722_220656, correspondiente al bólido nº1.

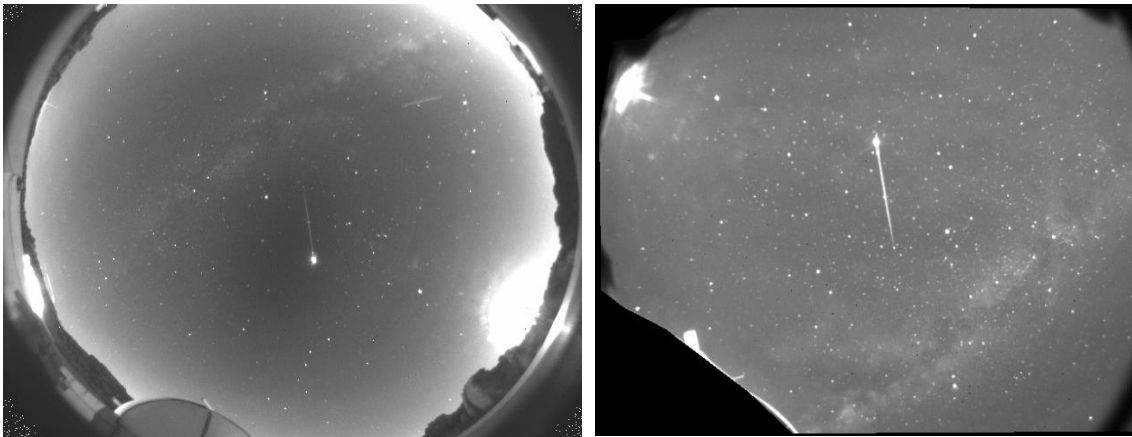


Figura 83. Imágenes capturadas desde el OAT y El Pinillo del bólido M20150722_220656.

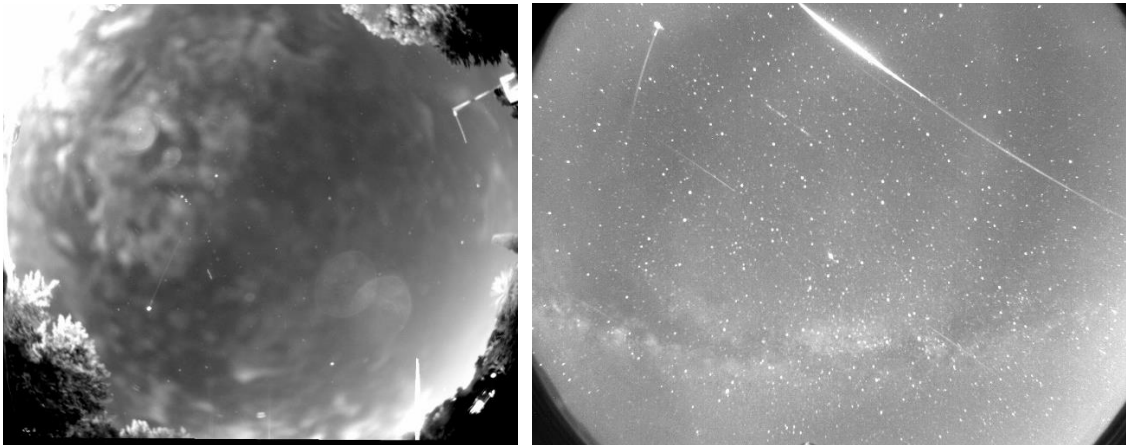


Figura 84. Imágenes del bólido M20150722_220656 capturadas desde El Pinillo (izquierda) y desde el OAA (derecha).

El bólido M20150722_220656 (Figuras 83 y 84) se ha reconocido como procedente de las Alfa-Capricórnidas, ya que su radiante aparente solo dista 4.8° del de esta lluvia activa a la fecha. Se realizó una estimación de su magnitud atendiendo a la velocidad indicada por el IMO (Anexo II).

Tanto el gráfico de la Figura 85 como para el resto de bólidos (Figuras 88, 91, 94 y 97) se representa la evolución en el tiempo del brillo del bólido, tanto en magnitud de catálogo como en magnitud absoluta. El eje de abscisas está expresado en segundos de tiempo desde el inicio del trazo en las imágenes de la bóveda celeste.

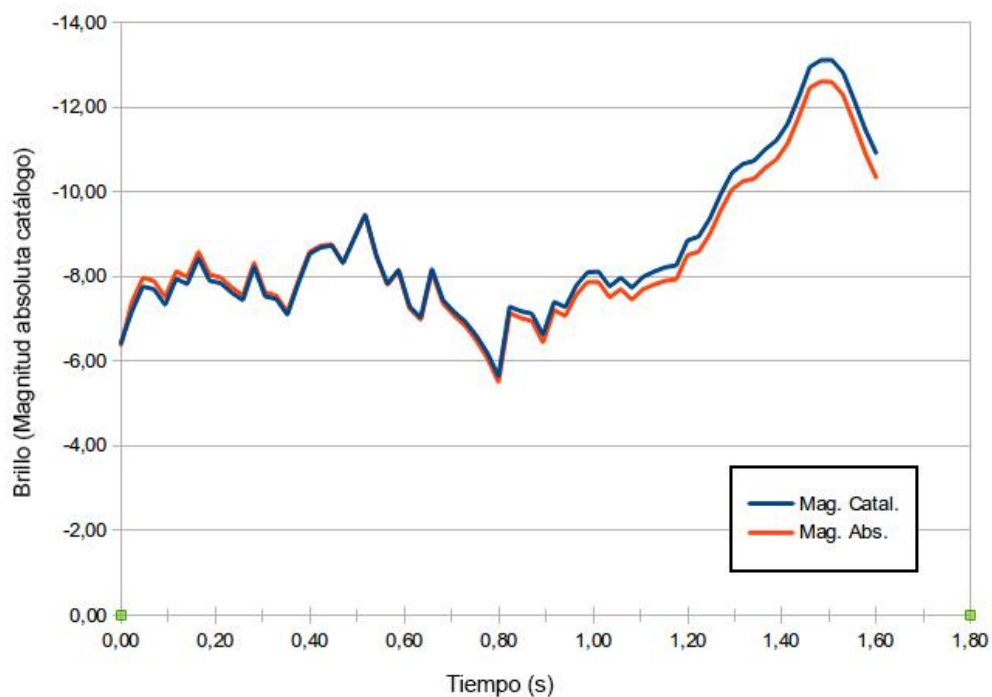


Figura 85. Gráfico comparativo entre magnitud absoluta y magnitud de catálogo correspondiente al bólido M20150722_220656.

5.3.2 M20151106_231621, correspondiente al bólido nº 2.

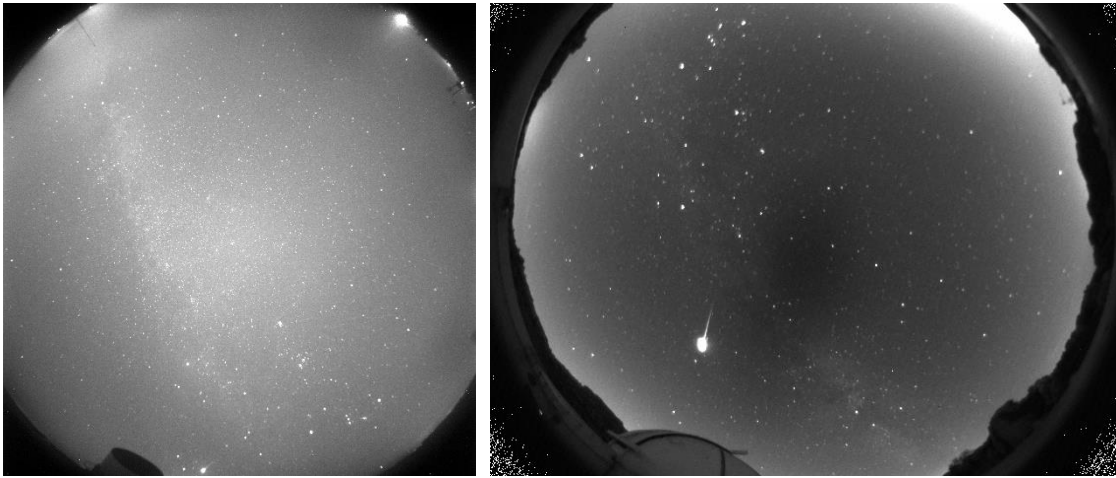


Figura 86. Imágenes del bólido M20151106_231621 capturadas desde BOOTES-1 y desde el OAT.

La fotometría de este bólido se estimó adoptando como velocidad la de las Táuridas-SUR (el radiante aparente del bólido se encontraba a $2^{\circ},1$ del de las Táuridas-SUR y a $5^{\circ},2$ del de las Táuridas-Norte).

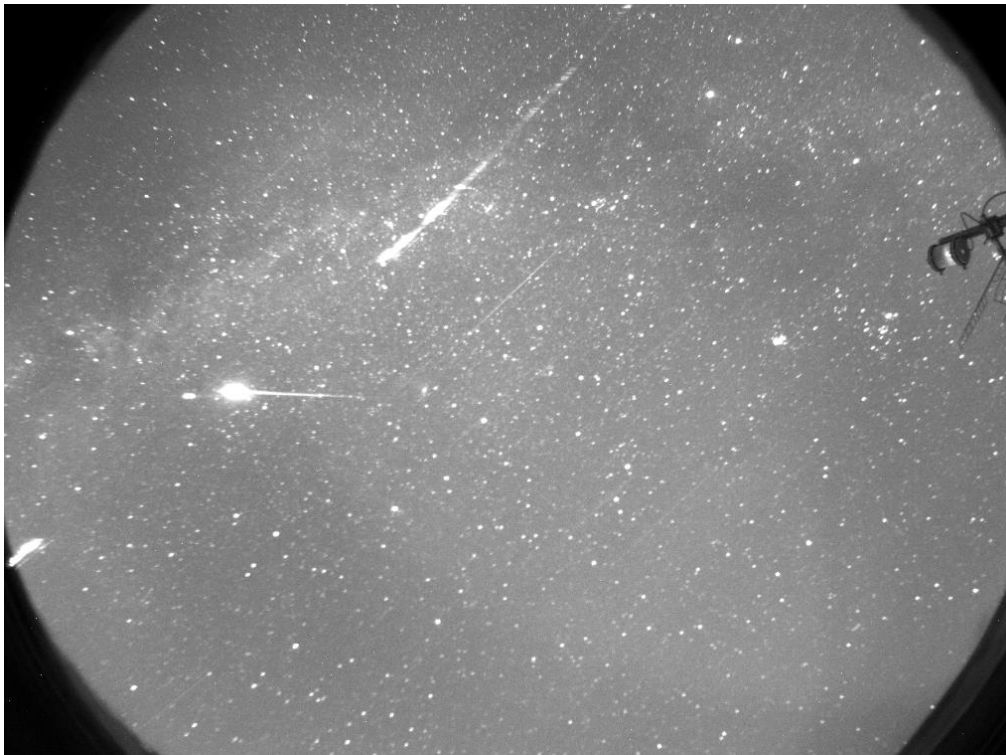


Figura 87. Imágenes del bólido M20151106_231621 capturadas desde el OAA.

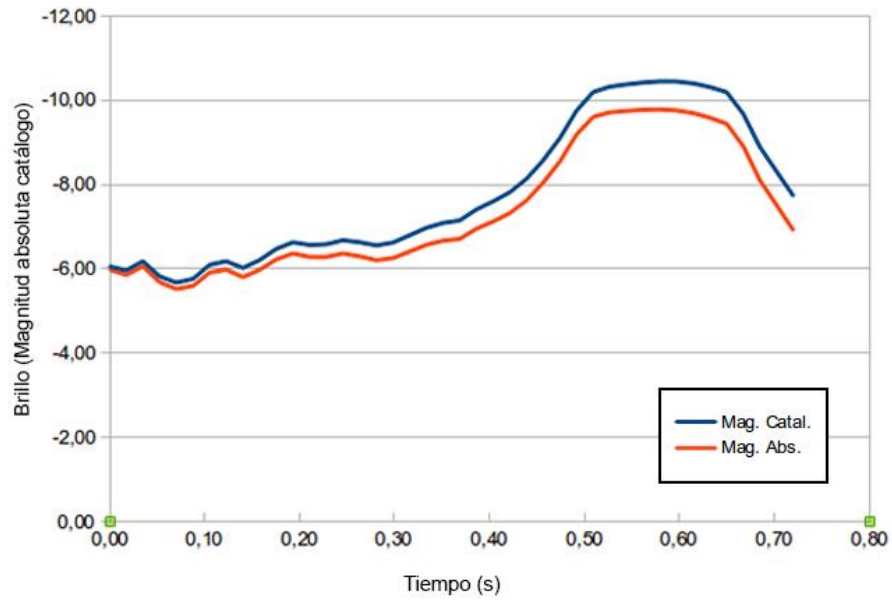


Figura 88. Gráfico comparativo entre magnitud absoluta y magnitud de catálogo correspondiente al bólido M20151106_231621.

5.3.3 M20151118_220631, correspondiente al bólido nº 3.

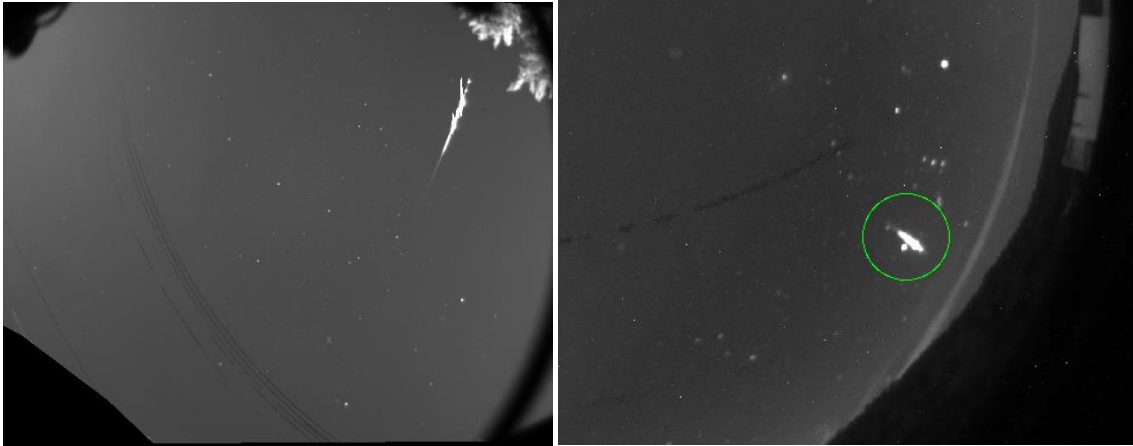


Figura 89. Imágenes del bólido M20151118_220631 capturadas desde El Pinillo y desde Santa Olaya.

Para este bólido de nuevo se tomó como velocidad la indicada para las Táuridas-SUR (radiante aparente a $1^{\circ}.7$).



Figura 90. Imágen del bólido M20151118_220631 capturadas desde el OAA.

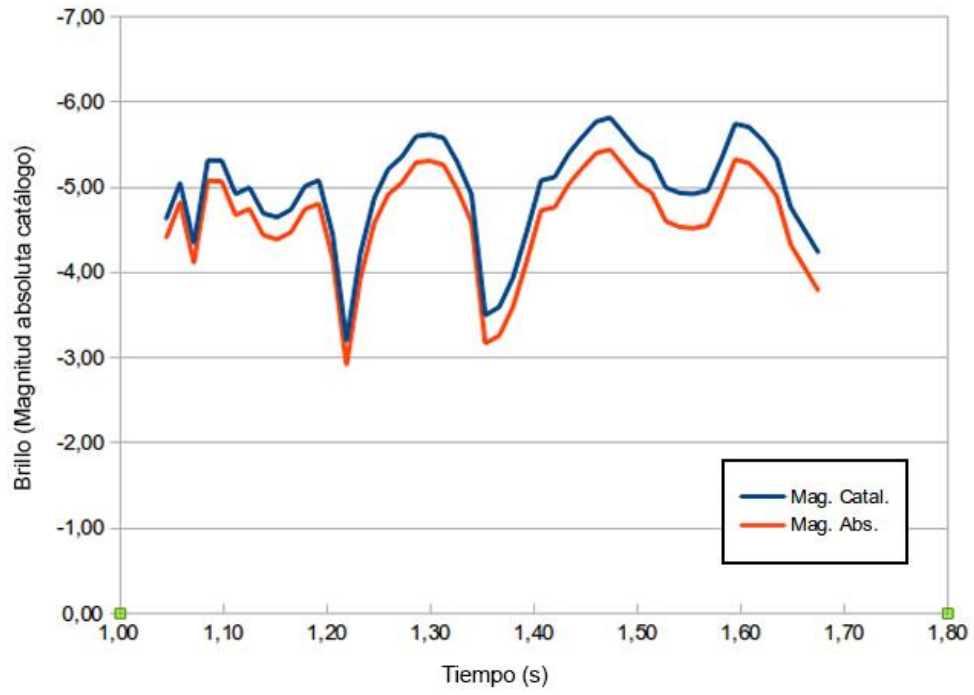


Figura 91. Gráfico fotométrico de las magnitudes absolutas y magnitud de catálogo (*Hipparcos* banda V) frente al tiempo correspondiente al bólido M20151118_220631.

5.3.4 M20160727_022352, correspondiente al bólido nº 4.

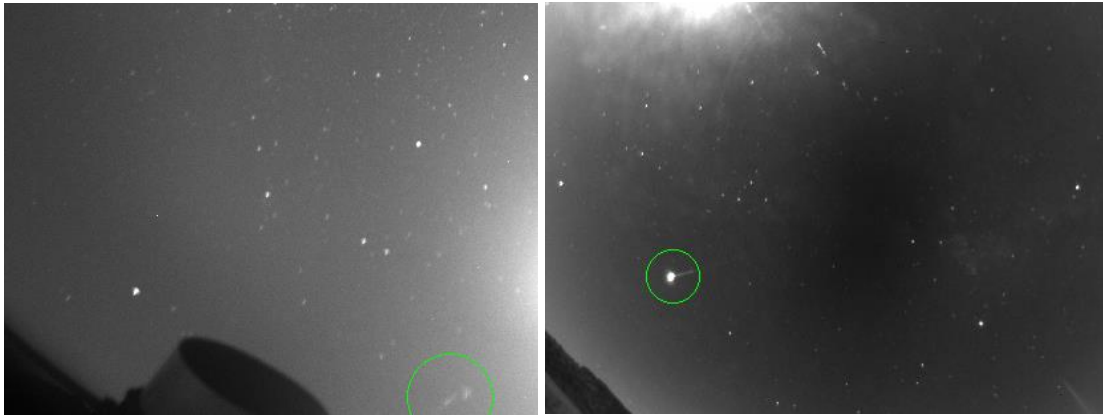


Figura 92. Imágenes del bólido M20160727_022352 capturadas desde BOOTES-1 y desde el OAT.

De este bólido se dispuso de grabación en vídeo lo que permitió utilizar velocidades medidas en la estimación del brillo. Se ha podido asociar a la lluvia de las Alfa-Capricórnidas.



Figura 93. Imágenes del bólido M20160727_022352 capturadas desde el OAA.

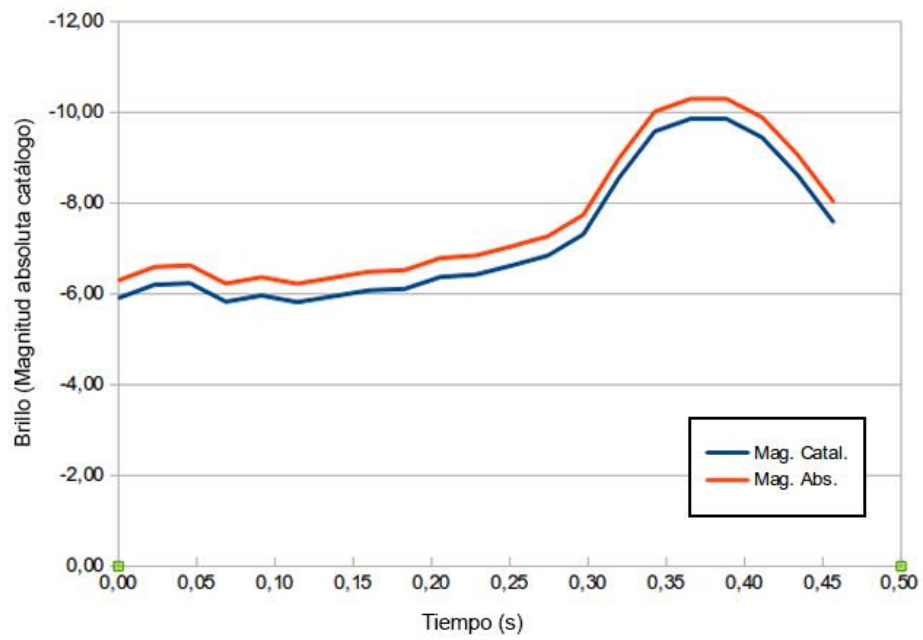


Figura 94. Gráfico comparativo entre magnitud absoluta y magnitud de catálogo del bólido M20160727_022352.

5.3.5 M20160909_012711, correspondiente al bólido nº5.



Figura 95. Imágenes del bólido M20160909_012711 capturada desde el OAT.

Este bólido dejó una secuencia de vídeo muy larga (5.3 s) lo que permitió medir su velocidad con bastante precisión. No se ha podido asociar a ninguna lluvia de meteoros establecida.



Figura 96. Imágenes del bólido M20160909_012711 capturadas desde el OAA.

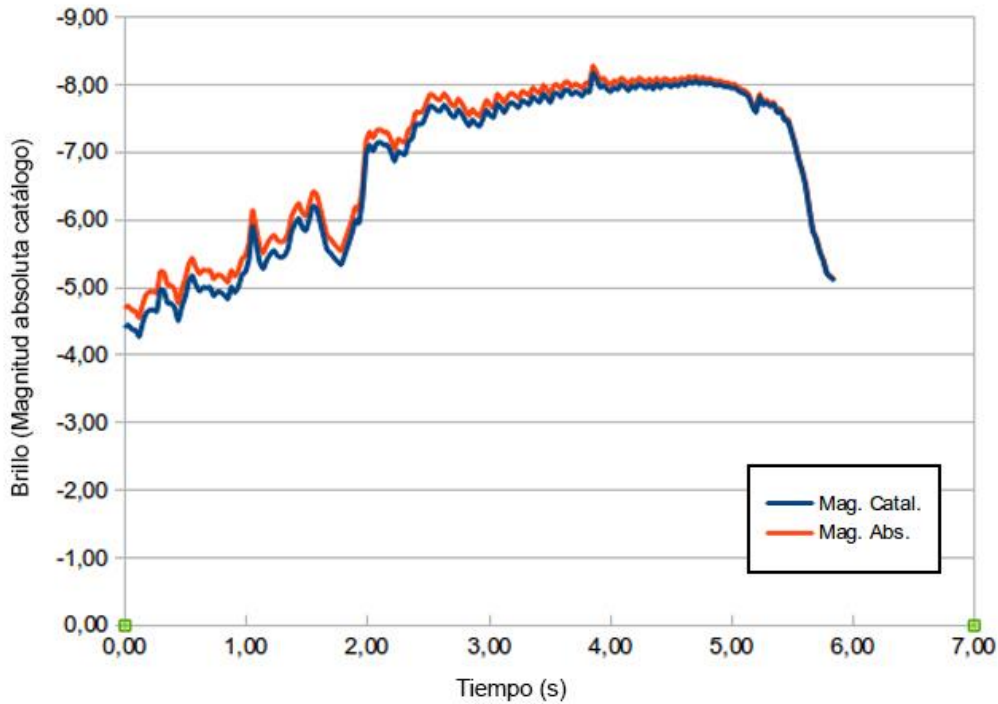


Figura 97. Gráfico fotométrico de las magnitudes absolutas y magnitud de catálogo (*Hipparcos* banda V) frente al tiempo del bólido M20160909_012711.

En la Tabla 16 se indican la magnitud absoluta máxima, el número de estrellas de calibración usadas para el ajuste a la recta de Bouguer²³, las masas de aire máxima y mínima de tales estrellas, las distancias máxima y mínima en km entre el meteoróide y el lugar de observación, el error estimado y la velocidad: (E) si es estimada por asociarse a una lluvia, o (R), si es medida al registrarse en vídeo.

Nº	Magnitud abs. Máx.	Nº estr. Calib.	Masas Aire (max.- mín.)	Distancias (máx.mín.)	Error	Vel.
1	-12.6	8	1.01 – 1.56	76 - 110	±1	E
2	-9.8	8	1.10 – 3.71	69 – 97	±1	E
3	-5.4	8	1.01 – 1.53	81 - 105	±2.5	E
4	-10.3	7	1.20 – 3.19	120 - 123	±1	R
5	-8.3	7	1.11 – 5.69	101 - 114	±0.5	R

Tabla 16. Características fotométricas de los 5 bólidos expuestos en esta sección.

En todos los casos, salvo en el bólido número 3, se han utilizado las imágenes de la estación 1 (OAT) de las que se dispone de flat normalizado. Para el bólido 3, que no fue recogido desde el OAT, se ha usado la imagen de la estación 2 aplanada con un flat

²³ http://fcaglp.unlp.edu.ar/~observacional/teoricas/notas/c08a-fotometria_2.pdf

artificial realizado con AstroArt. De ahí el error bien diferenciado de 2.5 magnitudes respecto de los demás.

5.3.6 Identificación de parámetros orbitales y procedencia de los bólidos analizados

En la Tabla 17 se resumen las principales características de las trayectorias atmosféricas de los 5 bólidos y las lluvias asociadas:

Nº	Ar ±0.003	De ±0.003	Hi ±0.4	Hf ±0.4	Loi	Lai	Lof	Laf	A ±1	Proc.
1	303°.023	-9°.585	97.3	76.7	-4°.517	36°.832	-4°.793	37°.062	138°	CAP
2	55°.722	47°.140	96.3	69.3	-4°.400	37°.559	-4°.542	37°.647	73°	STA
3	60°.743	16°.566	96.3	57.8	-4°.306	37°.043	-4°.590	37°.137	101°	STA
4	306°.639	-10°.208	90.6	71.7	-4°.334	37°.601	-4°.148	37°.795	15°	CAP
5	344°.073	-22°.398	81.4	35.6	-3°.908	36°.452	-3°.516	37°.177	8°	Esp.

Tabla 17. Características de las trayectorias atmosféricas de los 5 bólidos y las lluvias asociadas (Ascensión recta, Ar; Declinación, De; Altura inicial, Hi; Altura final, Hf; Longitud inicial, Loi; Latitud inicial, Lai; Longitud final, Lof; Latitud final, Laf; Angulo diedro entre planos, A; Corriente de meteorica de procedencia, Pro)

En la mencionada Tabla 17, se expresan coordenadas aparentes del radiante aparente, alturas (inicio y final), coordenadas geográficas (inicio y final) del nadir de la trayectoria, ángulo diedro entre planos definidos por la trayectoria y los lugares de observación, y procedencia.

Finalmente, para los bólidos 4 y 5 se pudieron calcular velocidades ya que en esa fecha estaba instalada en el OAT la cámara ZWO de vídeo de la Red de la SMA. En tales casos se estimaron los riantes verdaderos y los elementos orbitales que quedan reflejados en tabla 17:

Nº	α	δ	Vg	e	a	i	q	ω	Ω
4	304°.33± 0.2	-8°.12± 0.2	22.35± 1.2	0.75± 0.2	2.39± 0.4	6°.95±1	0.58± 0.02	269°.95± 0.4	124°.5057± 01e-5
5	340°.84± 0.2	-27°.37± 0.2	18.0±0.4	0.75± 0.2	3.14± 0.2	9°.20± 0.13	0.78± 0.01	62°.37± 0.3	346°.8142± 1e-5

Tabla 18. Estimación de los riantes verdaderos (α, δ); Velocidades, Vg y Elementos orbitales (Excentricidad, e; Semieje mayor, a; Inclinación orbital, i, Argumento, ω y Longitud del nodo ascendente, Ω).

CAPÍTULO 6

CONCLUSIONES

El estudio de la naturaleza físico química de los meteoroides y su cuerpo progenitor, ha sido el principal objetivo de esta investigación, en torno al cual, se han desarrollado y ampliado otros objetivos adicionales. La construcción de un observatorio, la monitorización del estudio de meteoroides y las distintas colaboraciones conseguidas, han posibilitado desarrollar varios trabajos con los resultados que se han expuesto en esta memoria, de manera que se pueden establecer las siguientes conclusiones:

1. Se ha desarrollado un **dispositivo experimental de dos espectrógrafos** diferentes, con cámaras de gran campo que permiten capturar de forma autónoma, espectros de los meteoroides brillantes que penetran en la atmósfera terrestre, caracterizando ambos desarrollos instrumentales y **mejorando la resolución espectral con respecto a las video cámaras CCD.**
2. Se han **analizado los datos obtenidos con los dos nuevos espectrógrafos** con resultado satisfactorio, lo cual es indicativo, de la eficacia y fiabilidad de estos dispositivos para **mejorar el estudio de la naturaleza química de meteoroides.**
3. En 2013 se iniciaron **dos proyectos de colaboración científica** con otras redes de investigación de meteoros. El primero comprende, una **red de cámaras de video CCD** de alta sensibilidad con ubicaciones en diferentes emplazamientos, para detectar meteoros. El segundo, en colaboración con la **red de cámaras de la SMA y la red de telescopios robóticos BOOTES**, que combina varios espectrógrafos y distintas CCD con ópticas de todo cielo.

Desarrollamos lo anteriormente expuesto a continuación.

6.1 Desarrollo de un dispositivo experimental con dos espectrógrafos (objetivo 1).

El conjunto experimental de sistemas formado por dos espectrógrafos, la estación meteorológica, los ordenadores y el módulo automático con sistema de apertura/cierre para protección de las cámaras, ha constituido el eje fundamental para desarrollar este trabajo. Construido manualmente en su mayor parte, se ha conseguido ensamblando diferentes instrumentos para conformar distintos dispositivos, que conjuntamente se activan cada noche, para capturar los principales fenómenos relacionados con los meteoros para estudiar su naturaleza y composición química (apartado 3.2).

El equipo de los dos espectrógrafos comenzó sus primeras operaciones a los seis meses de su constitución, sin poder adquirir al menos, un objetivo de ojo de pez, que permitiera obtener imágenes de todo el cielo. Este ha sido el motivo por el que no se han podido capturar muchos meteoroides a baja altura cercanos al horizonte. Desde un principio se conocía este inconveniente, pero por cuestiones presupuestarias no se pudo incorporar esta óptica.

El Espectrógrafo # 1 está más optimizado para nuestros objetivos, ya que la zona de la bóveda celeste que subtiende su campo de visión es mayor que la del Espectrógrafo # 2. Aunque la resolución espectral obtenida por el Espectrógrafo # 1 ($\delta\lambda \approx 24 \text{ \AA}$ a 5.000 \AA) es mas baja que la del Espectrógrafo # 2 ($\delta\lambda \approx 10 \text{ \AA}$ a 5.000 \AA), es suficiente para caracterizar químicamente un meteorode. Al tener mayor campo de visión (120° frente a 15°) permite detectar un número muy superior de meteoroides (8x).

Las video cámaras CCD permiten obtener una resolución espectral de $\delta\lambda \approx 100 \text{ \AA}$ a 4.500 \AA , lo que ha sido ampliamente mejorado por el Espectrógrafo # 1 (4x) y el Espectrógrafo # 2 (10x).

El trabajo experimental de estos equipos ha permitido además detectar y definir mejor que elementos y procedimientos son susceptibles de mejora. La disposición de las redes de difracción, la óptica y las CCD son cuestiones técnicas en las que se debe incidir para continuar su desarrollo. Respecto al tratamiento de imágenes y su reducción también son tenidos en cuenta para continuar explorando nuevas mejoras para extraer espectros de forma autónoma.

Actualmente el sistema, se encuentra en fase de revisión, para incorporar diferentes mejoras y nuevos materiales.

6.2 Análisis de los datos obtenidos por los nuevos los espectrógrafos (objetivo 2).

Las aportaciones de los dos espectrógrafos, se han plasmado con el estudio realizado en siete bólidos (capítulo 3) y las principales aportaciones científicas de este trabajo de investigación:

- La mejor resolución espectral de los espectrógrafos permite **estudiar con más detalle la naturaleza química de los meteoroides analizados.**
- Permite realizar una comparativa de dos espectros del mismo meteoroides, cada uno de distinto campo y resolución espectral (3.3.4 y 3.37)
- Aumenta el rango espectral en el infrarrojo, permitiendo resolver líneas espectrales de primer y segundo orden.

6.3 Detección y análisis de meteoros con red de video cámaras CCD (objetivo 3).

6.4.1 En los trabajos presentados en el capítulo 4, se exponen los resultados obtenidos principalmente de tres trabajos ya publicados. Como conclusión y resumen de las principales aportaciones de estas investigaciones que se han presentado en estos trabajos, podemos indicar los siguientes:

- Análisis dinámico y espectral de 11 meteoros asociados a la corriente de meteoroides ω -Escórpidas Norte (NSC), cuyo objeto progenitor esta asociado al Asteroide 1996 JC.
-
- Análisis de un bólido producido por un meteorito de origen asteroidal.El resultado de todo este análisis indica que el mejor candidato como cuerpo progenitor del meteoroides es el asteroide potencialmente peligroso (PHA): NEO 3116 (19996TJ6).
- Análisis del espectro de emisión producido por un bólido asociado a la corriente meteórica de las Kappa-Cígnidas (KCG).

6.4.2 Colaboración con la red de cámaras de la Sociedad Malagueña de Astronomía y de la Red Global BOOTES, con cámaras CCD de todo cielo.

- Posible asociación de los bólidos estudiados, M20151115_0426000, M20151106_231637, M20151121_033034, y M20151118_220605, con la lluvia meteórica de las Táuridas Sur (STA). Los resultados obtenidos en este trabajo, del bólido M20151106_231637 (apartado 3.3.2) y del bólido M20151118_220605 (apartado 5.3.3) nos indican la relación de estos objetos con la lluvia de las STA. Al comparar los perfiles de sus espectros de emisión

(apartado 3.3.9) se observa la relación existente entre sus líneas de emisión, de manera que parece indicar que estos 4 bólidos pueden asociarse a la lluvia meteórica de la STA.

- Identificación de procedencia de los bólidos analizados en el capítulo 5. Se ha logrado asociar los bólidos M20150722_220656 y M20160909_012711 con la lluvia de las Alfa-Capricórnidas (CAP).

CAPÍTULO 7

PERSPECTIVAS DE FUTURO

En esta memoria, se han plasmado en detalle, el desarrollo experimental que se ha llevado a cabo con un sistema espectrográfico (2013-16), cuyos resultados han sido expuestos y analizados. Este conjunto de espectrografos, pretende continuar su desarrollo, implementado mejoras y procedimientos gracias a los resultados y conclusiones que se han obtenido durante esta primera fase de trabajo e investigación.

Los resultados científicos obtenidos, avalan la calidad de los equipos, frente a las técnicas de video CCD y animan a continuar ampliando y mejorando todos los procesos y dispositivos. Los resultados analizados invitan a perseguir nuevas retos y objetivos, como mejorar la resolución espectral de los espectrógrafos, monitorizar de extracción espectral de las imágenes capturadas de meteoros y además, en función de las capturas realizadas, permitira desarrollar una nueva clasificación de meteoros brillantes, con nuevas aportaciones a las clasificaciones ya existentes.

El desarrollo de otros dos equipos (OAE), que incorporen las mejoras propuestas, posibilitara avanzar de manrar muy importante en nuestro trabajo de investigación y estudio de la naturaleza química de meteoroides con cámaras de gran campo, incorporando a los resultados espectrales, nuevos datos astrométricos complementarios.

7.1 Objetivos a corto plazo

7.1.1 Mejoras de los nuevos Espectrógrafos

Se está trabajando en el diseño de unos nuevos espectrógrafos, en los que se puedan incorporar elementos que mejoren el actual sistema (Figuras III-1 y III-2). El equipo experimental, ha servido para evaluar su utilidad, fiabilidad y detectar carencias que puedan mejorar nuestro estudio de los meteoros.

Las limitaciones de los objetivos de gran campo, que en ningún caso llegan a ser del tipo de ojo de pez, suponen una de las prioridades de esta mejora, ya que así se podrán detectar un mayor número de meteoroides, que simplemente por estadística, se sabe que su índice aumentará significativamente al poder capturarlos cerca del horizonte. Llegados a este punto, se evaluarán en detalle ventajas e inconvenientes (como p. ej. afección de la extinción atmosférica,...).

Se pretende mejorar el sistema de cierre y estanqueidad con una nueva carcasa más grande que incorpore todos los dispositivos y un nuevo sistema de calefacción/refrigeración, controlado por sensores de temperatura y humedad Interna y externa.

El tercer punto fundamental en esta versión 2.0 de nuevo espectrógrafo, será la de incorporar un sistema mecánico (actualmente en fase estudio), que permita realizar capturas de meteoros con intervalos temporales definidos, lo más precisos posibles. Para ello contamos se pretende incorporar un elemento rotatorio, que en régimen de funcionamiento, asegure intervalos temporales con al menos una precisión de 0,05s. Esto podrá permitir calcular la velocidad del meteoroides, sus datos orbitales y la trayectoria.

El nuevo dispositivo dispondrá dos espectrógrafos iguales y en paralelo, dotado de mejoras técnicas y rede holográfica de difracción de al menos $1.200 \text{ líneas } \text{mm}^{-1}$ dispuestas ortogonalmente entre sí. Los espectrógrafos deberán capturar imágenes con una diferencia entre ellos de 30 s. De este modo se podrá garantizar la calidad de la imagen espectral capturada y que no se perderá ninguna imagen debido a los tiempos (muertos) de descarga.

El nuevo OAE tendrá un funcionamiento similar al actual, en el sentido de seguridad y control de funcionamiento, aunque se pretende simplificar la mecánica y los sistemas de control y regulación. Esto permitirar aumentar la fiabilidad de todo el conjunto de los dispositivos y mejorar la monitorización de las objetos capturados.

7.1.2 Mejora de reducción de imágenes, en base a los resultados obtenidos y otras nuevas capturas.

Se pretende continuar trabajando con los datos expuestos en esta memoria, junto a los nuevos datos obtenidos, como resultado de nuevas capturas realizadas.

En concreto, se pretende realizar una nueva clasificación espectral, con un mayor volumen de meteoros brillantes (especialmente bólidos), así como ampliar información mas detallada en función de la evolución de la trayectoria lumínica de estos objetos (velocidad, altura, temperatura, brillo,...).

7.2 Objetivos a medio y largo plazo

7.2.1 Jaén All Sky (JAS)

En colaboración con las Asociaciones de Desarrollo Rural (ADR) de Sierra Sur, Sierra de Segura y Sierra Morena, se ha presentado en junio de 2017, el proyecto “Jaén All Sky”, para implantar tres nuevas estaciones de detección de meteoros, a una distancia mínima entre ellas de 100 km (Anexo IV).

El proyecto ha recibido el visto bueno, de los técnicos de medio ambiente de Diputación de Jaén y ahora está en fase de redacción de la memoria técnica, para optar a la subvención que nos permita financiarlo.

Los enclaves de estas nuevas estaciones de detección de meteoros, constarán de dos espectrógrafos con ojo de pez y un mecanismo rotativo, que permitirá obtener trazas espectrales de bólidos y meteoros con secuencias del orden de 0.05s. Actualmente se cuenta con la disponibilidad del OAA y el Cosmolarium, en Hornos del Segura. Queda por definir una tercera estación con logística adecuada en Andújar (Sierra Morena).

Se espera contar con la colaboración de otras entidades públicas y privadas, para intensificar el estudio de meteoros con estas nuevas estaciones y otras que se encuentran operativas en la actualidad.

REFERENCIAS

Aznar, J. C., Castellón, A., Gálvez, F., Martínez, E., Troughton, B., Núñez, J. M.; Villalba, F. (2016). The Meteor and Fireball Network of the Sociedad Malagueña de Astronomía. *RevMexAA, Ser.Conf.*48, 99-102.

Beech, M. & Steel, D. (1995). On the definition of the term meteoroid. *Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society*, 36, 281.

Borovička, J. (1992). Astrometry with all-sky cameras, Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences, 79.

Borovička, J. (1993a). A fireball spectrum analysis. *Astronomy and Astrophysics*, 279, 627-645.

Borovička, J. (1993b). Two Components in Meteor Spectra. In *Asteroids, Comets, Meteors 1993* (Vol. 810, p. 41).

Borovička, J. (1994a). Two components in meteor spectra. *Planetary and Space Science*, 42(2), 145-150.

Borovička, J. (1994b). Meteor Spectra-Possible Link between Meteorite Classes and Asteroid Families. In *75 Years of Hirayama Asteroid Families: The Role of Collisions in the Solar System History* (Vol. 63, p. 186).

Borovička, J., Spurný, P., & Kečliková, J. (1995). A new positional astrometric method for all-sky cameras. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 112, 173.

Borovička, J. & Boček, J. (1995). Television spectra of meteors. *Earth, Moon, and Planets*, 71(3), 237-244.

Borovička, J. & Spurný, P. (1996). Radiation study of two very bright terrestrial bolides and an application to the comet S-L 9 collision with Jupiter. *Icarus*, 121(2), 484-510.

Borovička, J., Stork, R. & Boček, J. (1999). First results from video spectroscopy of 1998 Leonid meteors. *Meteoritics & Planetary Science*, 34(6), 987-994.

Borovička, J. & Jenniskens, P. (2000). Time resolved spectroscopy of a Leonid fireball afterglow. In *Leonid Storm Research* (pp. 399-428). Springer Netherlands.

Borovička, J., Koteš, P., Spurný, P., Boček, J. & Štork, R. (2005). A survey of meteor spectra and orbits: evidence for three populations of Na-free meteoroids. *Icarus*, 174(1), 15-30.

Boyd, I. D. (2000). Computation of atmospheric entry flow about a Leonid meteoroid. In *Leonid Storm Research* (pp. 93-108). Springer Netherlands.

Burns, J. A., Lamy, P. L. & Soter, S. (1979). Radiation forces on small particles in the solar system. *Icarus*, 40(1), 1-48.

Campbell, M. D., Brown, P. G., LeBlanc, A. G., Hawkes, R. L., Jones, J., Worden, S. P. & Correll, R. R. (2000). Image-intensified video results from the 1998 Leonid shower: I. Atmospheric trajectories and physical structure. *Meteoritics & Planetary Science*, 35(6), 1259-1267.

Campbell-Brown, M. D., & Koschny, D. (2004). Model of the ablation of faint meteors. *Astronomy & Astrophysics*, 418(2), 751-758.

Čapek, D., & Borovička, J. (2009). Quantitative model of the release of sodium from meteoroids in the vicinity of the Sun: Application to Geminids. *Icarus*, 202(2), 361-370.

Castro-Tirado, A. J., Jelínek, M., Vítek, S., Kubánek, P., Trigo-Rodríguez, J. M., de Ugarte Postigo (2008). A very sensitive all-sky CCD camera for continuous recording of the night sky. In *SPIE Astronomical Telescopes + Instrumentation* (pp. 70191V-70191V). International Society for Optics and Photonics.

Cepelcha, Z. (1957). Photographic Geminids 1955. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 8, 51.

Cepelcha, Z. (1964). Study of a bright meteor flare by means of emission curve of growth. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 15, 102.

Cepelcha, Z. (1973). A model of spectral radiation of bright fireballs. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 24, 232.

Cepelcha, Z. (1977). Fireballs photographed in central Europe. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 28, 328-340.

Cepelcha, Z., Bocek, J. & Jezkova, M. (1979). Photographic data on the Brno fireball/EN 140 977, SEP 14, 1977. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 30, 220-225.

Cepelcha, Z. (1987). Geometric, dynamic, orbital and photometric data on meteoroids from photographic fireball networks. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 38, 222-234.

Cepelcha, Z. (1988). Earth's influx of different populations of sporadic meteoroids from photographic and television data. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 39, 221-236.

Cepelcha, Z., Borovička, J., Elford, W. G., ReVelle, D. O., Hawkes, R. L., Porubčan, V. & Šimek, M. (1998). Meteor phenomena and bodies. *Space Science Reviews*, 84(3-4), 327-471.

- Chambers, J. E. (1999). A hybrid symplectic integrator that permits close encounters between massive bodies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304(4), 793-799.
- Cook, A. F. & Millman, P. M. (1955). Photometric Analysis of a Spectrogram of a Perseid Meteor. *The Astrophysical Journal*, 121, 250.
- Cook, A. F. (1973). A working list of meteor streams. *NASA Special Publication*, 319, 183.
- Dubyago, A. D. (1961). Orbit Determination. Gostekhizdat, 1949. *English edition: Macmillan, New York.*
- Espartero, F. (2013) El Observatorio de La Pedriza, *TFM, Master de Física y Matemáticas*. Facultad de Ciencias. Universidad de Granada. Spain
- Espartero, F., Madiedo Gil, J. M. & Castro Tirado, A. J. (2014). A deep-penetrating fireball produced by an asteroidal meteoroid. *45th Lunar and Planetary Science Conference*, held 17-21 March, 2014 at The Woodlands, Texas. LPI Contribution No. 1777, p.1250
- Espartero, F. & Madiedo, J. M. (2015). Emission Spectrum of a Kappa-Cygnid Meteor Afterglow. *46th Lunar and Planetary Science Conference*, held March 16-20, 2015 in The Woodlands, Texas. LPI Contribution No. 1832, p.1163
- Espartero, F. & Madiedo, J. M. (2016). The Northern ω -Scorpiid Meteoroid Stream: Orbits and Emission Spectra. *Earth, Moon, and Planets*, 118(2-3), 81-89.
- Espartero, F., Martínez G., Frías M., Montes F. S. Castro-Tirado A (2018a). Autonomous spectrographic system to analyze the main elements of fireball and meteors. *Earth, Planets & Space*, 70:02.
- Espartero, F., Frías M., Castro-Tirado, A.J. (2018b) Autonomous mini observatory for meteor spectrography. *RevMexAA, Conf. Ser.*, en prensa
- Espartero, F., Martínez G., Frías, M. (2018c) Observatorio Andaluz de Astronomía. *RevMexAA, Conf. Ser.*, en prensa
- Halliday, I. (1968). 9. The influence of exposure duration and trail orientation on photographic meteor spectra. In *Symposium-International Astronomical Union* (Vol. 33, pp. 91-103). Cambridge University Press.
- Harvey, G. A. (1973a). Elemental abundance determinations for meteors by spectroscopy. *Journal of Geophysical Research*, 78(19), 3913-3926.
- Harvey, G. A. (1973b). Spectral analysis of four meteors.[chemical compositions and spectral emissions.

- Hawkes, R., Bussey, J., MacPhee, S., Pollock, C., and Taggart, L. (2001). Proc. Meteoroids 2001 281–286.
- Hemenway, C. L., Swider, A., & Bowman, C. (1971). Meteor spectroscopy using an image orthicon. *Canadian Journal of Physics*, 49(10), 1361-1364.
- Hughes, D. (1993). Meteoroids: an overview, in Meteoroids and their parents bodies, Proceedings of the International Astronomical Symposium held at Smolenice, Slovakia, Ed. J.Stohl & I.P. Williams, 15-28.
- Imoto, S. & Hasegawa, I. (1958). Historical records of meteor showers in China, Korea, and Japan. *Smithsonian contributions to astrophysics*, 2, 131.
- Jenniskens, P., Laux, C. O., Wilson, M. A., & Schaller, E. L. (2004). The mass and speed dependence of meteor air plasma temperatures. *Astrobiology*, 4(1), 81-94.
- Jenniskens, P.M.M. (2006). *Meteor showers and their parent comets*. Cambridge University Press.
- Jenniskens, P.M.M. (2007). Quantitative meteor spectroscopy: Elemental abundances. *Advances in Space Research*, 39(4), 491-512.
- Jopek, T. J., Valsecchi, G. B. & Froeschlé, C. (2002). Asteroid meteoroid streams. *Asteroids III*, 645-652.
- Klačka, J. Earth Moon Planet (1992) Springer, 59: 41
- Koschack, R. & Rendtel, J. (1990). Determination of spatial number density and mass index from visual meteor observations (I). *WGN, Journal of the International Meteor Organization*, 18, 44-58.
- Koten, P., Spurný, P., Borovička, J. & Stork, R. (2003). Catalogue of video meteor orbits. Part 1. *Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences*, 91, 1-32.
- Koten, P., Borovička, J., Spurný, P., Betlem, H. & Evans, S. (2004). Atmospheric trajectories and light curves of shower meteors. *Astronomy & Astrophysics*, 428(2), 683-690.
- Lightman, A. P. & Rybicki, G. B. (1979). Inverse Compton reflection-Time-dependent theory. *The Astrophysical Journal*, 232, 882-890.
- Lindblad, B. A. (1971a). A stream search among 865 precise photographic meteor orbits. *Smithsonian Contributions to Astrophysics*, 12, 1-13.
- Lindblad, B. A. (1971b). A computerized stream search among 2401 photographic meteor orbits. *Smithsonian Contributions to Astrophysics*, 12, 14-24.

López, S. & Madiedo, J. M. (2016). Emission Spectra of Taurid Fireballs Observed in 2015. In *Lunar and Planetary Science Conference* (Vol. 47, p. 1118).

Mann, I., Pellinen-Wannberg, A., Murad, E., Popova, O., Meyer-Vernet, N., Rosenberg & Nemecek, Z. (2011). Dusty plasma effects in near Earth space and interplanetary medium. *Space Science Reviews*, 161(1-4), 1-47.

Madiedo, J. M. & Trigo-Rodríguez, J. M. (2008). Multi-station video orbits of minor meteor showers. *Earth, Moon, and Planets*, 102(1-4), 133-139.

Madiedo, J. M. & Trigo-Rodríguez, J. M. (2010). On the development of robotic CCD video meteor observing stations in Spain. In: Abstract of the 41 st Lunar and Planetary Science Conference . The Woodlands, pp 1-5

Madiedo, J. M., Trigo-Rodríguez, J. M. & Lyytinen, E. (2011a). Data reduction and control software for meteor observing stations based on CCD video systems.

Madiedo, J. M., Toscano, F. M. & Trigo-Rodríguez, J. M. (2011b). *EPSC-DPS Joint Meeting 2011, Abstract# Vol. 6. EPSC-DPS2011-72.*

Madiedo, J. M., Trigo-Rodríguez, J. M., Lyytinen, E., Dergham, J., Pujols, P., Ortiz, J. L. & Cabrera, J. (2013). On the activity of the γ -Ursae Minorids meteoroid stream in 2010 and 2011. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, stt288.

Madiedo, J.M.(2014). Robotic system for the determination of the composition of solar system materials by means of fireball spectroscopy. *Earth, Planets and Space*, 66:70.

Madiedo, J. M., Ortiz, J. L., Trigo-Rodríguez, J. M., Dergham, J., Castro-Tirado, A. J., Cabrera-Caño, J. & Pujols, P. (2014a). Analysis of bright Taurid fireballs and their ability to produce meteorites. *Icarus*, 231, 356-364.

Madiedo, J. M., Trigo-Rodríguez, J. M., Williams, I. P., Konovalova, N., Ortiz, J. L., Castro-Tirado & Cabrera-Caño, J. (2014b). Near-Earth object 2012XJ112 as a source of bright bolides of achondritic nature. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 439(4), 3704-3711.

Madiedo, J. M., Espartero, F., Trigo-Rodríguez, J. M., Castro-Tirado, A. J., Pujols, P., Pastor, S. & Rodríguez, D. (2016). Observations of the Quadrantid meteor shower from 2008 to 2012: orbits and emission spectra. *Icarus*, 275, 193-202.

McCrosky, R. E. & Ceplecha, Z. (1970). Fireballs and the physical theory of meteors. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 21, 271.

Millman, P. M. (1970). Meteor News Image Orthicon Meteor Spectra. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 64, 371.

- Millman, P. M. (1972). Giacobinid meteor spectra. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, 66, 201.
- Millman, P. M. (1980). One hundred and fifteen years of meteor spectroscopy. In *Symposium-International Astronomical Union* (Vol. 90, pp. 121-128). Cambridge University Press.
- Millman, P. M., & Clifton, K. S. (1975). SEC Vidicon spectra of Geminid meteors, 1972. *Canadian Journal of Physics*, 53(19), 1939-1947.
- Moore, C. E. (1945). A Multiplet Table of Astrophysical Interest. Revised Edition. Part I-Table of Multiplets. *Contributions from the Princeton University Observatory*, 20, 1-110.
- Murray, I., Beech, M., Taylor, M., Jenniskens, P. & Hawkes, R. (1988) Optical observations of meteors. *EM&P* 82–83,
- Nagasawa, K. (1978). Analysis of the spectra of Leonid meteors. *Annals of the Tokyo Astronomical Observatory*, 16, 157-187.
- Nave, I. G., Johansson, S., Learner, R. C. M., Thorne, A. P. & Brault, J. W. (1994). A New Multiplet Table for Fe. *ArXiv preprint astro-ph/9404049*.
- Pearse, R. W. B. & Gaydon, A. G. (1976). *Identification of molecular spectra*. Chapman and Hall, London.
- Pecina, P. & Ceplecha, Z. (1983). New aspects in single-body meteor physics. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 34, 102-121.
- Pecina, P. & Ceplecha, Z. (1984). Importance of atmospheric models for interpretation of photographic fireball data. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 35, 120-123.
- Rada, W. S. & Stephenson, F. R. (1992). A Catalogue of Meteor Showers in Mediaeval Arab Chronicles. *Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society*, 33, 5.
- Rudawska, R., Zender, J., Jenniskens, P., Vaubaillon, J., Koten, P., Margonis, et al. (2014). Spectroscopic observations of the 2011 Draconids meteor shower. *Earth, Moon, and Planets*, 112(1-4), 45-57.
- Rubin, A. E. & Grossman, J. N. (2010). Meteorite and meteoroid: New comprehensive definitions. *Meteoritics & Planetary Science*, 45(1), 114-122.
- Rendtel, J. & Brown, P. (1997). Visual observations of the Perseid meteor shower 1988–1994. *Planetary and space science*, 45(5), 585-593.
- Sekanina, Z. (1976). Statistical model of meteor streams. IV. A study of radio streams from the synoptic year. *Icarus*, 27(2), 265-321.

- Southworth, R. B. & Hawkins, G. S. (1963). Statistics of meteor streams. *Smithsonian Contributions to Astrophysics*, 7, 261.
- Spalding, J. & Hemenway, C. L. (1961). Meteor Observations with an Image Orthicon I. *The Astronomical Journal*, 66, 54.
- Trigo-Rodríguez, J. M., Llorca, J. & Fabregat, J. (2002). On the origin of the 1999 Leonid storm as deduced from photographic observations. *Earth, Moon, and Planets*, 91(2), 107-119.
- Trigo-Rodríguez, J. M., Llorca, J., Borovička, J. & Fabregat, J. (2003). Chemical abundances determined from meteor spectra: I. Ratios of the main chemical elements. *Meteoritics & Planetary Science*, 38(8), 1283-1294.
- Trigo-Rodríguez, J. M., Llorca, J. & Fabregat, J. (2004). Chemical abundances determined from meteor spectra—II. Evidence for enlarged sodium abundances in meteoroids. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348(3), 802-810.
- Trigo-Rodríguez, J. M. & Llorca, J. (2007). Erratum: The strength of cometary meteoroids: clues to the structure and evolution of comets. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 375(1), 415-415.
- Trueblood, M. & Genet, R. (1985). Microcomputer control of telescopes. *Richmond: Willmann-Bell*.
- Vernet, N., Rosenberg, M. & Nemecek, Z. (2011). Dusty plasma effects in near Earth space and interplanetary medium. *Space Science Reviews*, 161(1-4), 1-47.
- Vojáček, V., Borovička, J., Koten, P., Spurný, P. & Štork, R. (2015). Catalogue of representative meteor spectra. *Astronomy & Astrophysics*, 580, A67.
- Williams, I. P., Murad, E., Murad, E. & Williams, I. P. (2002). Meteors in the Earth's Atmosphere.
- Williams, I. P. (2011). The origin and evolution of meteor showers and meteoroid streams. *Astronomy & Geophysics*, 52(2), 2-20.
- Yanagisawa, T., Ohnishi, K., Torii, K. I., Kohama, M., Nakajima, A. & Asher, D. (2003). High-precision radiant analysis of the 2001 Leonids using telescopic optics. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 55(3), 553-557.
- Zender, J., Koschny, D., Witasse, O., Knöfel, A., Trautner, R., Díaz del Río, J. & Campbell-Brown, M. (2004). Video intensified camera setup of visual and meteor spectroscopy. In *Proceedings of the International Meteor Conference, 22nd IMC, Bollmannsruh, Germany, 2003*, pp. 163-167.

Anexo I

Principales publicaciones en las que se basa esta Tesis Doctoral

- **Autonomous spectrographic system to analyze the main elements of fireball and meteors** (2018a). Espartero F. A., Castro-Tirado A.J., Martínez G., Frías M., Montes F.S., *Earth, Planets and Space*, 70:02
- **Autonomous mini observatory for meteor spectrography** (2018b). Espartero F. A., Frías M., Castro-Tirado A., *RevMexAA, Conf. Ser.*, en prensa.
- **Observatorio Andaluz de Astronomía** (2018c). Espartero F. A., Martínez, G., Frías M., *RevMexAA, Conf. Ser.*, en prensa.
- **The Northern omega-Scorpiid Meteoroid Stream: Orbits and Emission Spectra** (2016) Espartero, F. A.; Madiedo, J. M. *Earth, Moon, and Planets*, Volume 118, Issue 2-3, pp. 81-89
- **Emission Spectrum of a Kappa-Cygnid Meteor Afterglow** (2015) Espartero F., Madiedo J.M. *46th Lunar and Planetary Science Conference*, held March 16-20, 2015 in The Woodlands, Texas. LPI Contribution No. 1832, p.1163.
- **A Deep-Penetrating Fireball Produced by an Asteroidal Meteoroid** (2014) F. Espartero, J.M.Madiedo, A.J. Castro-Tirado., 45th Lunar and Planetary Science Conference, held 17-21 March, 2014 at The Woodlands, Texas. LPI Contribution No. 1777, p.1250.

Otras Publicaciones relacionadas con esta tesis.

- **An Earth-grazing fireball from the Daytime zeta-Perseid shower observed over Spain on 2012 June 10** (2016) Madiedo, J. M.; Espartero, F.; Castro-Tirado, A. J., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 460, Issue 1, p.917-922.

· **Observations of the Quadrantid meteor shower from 2008 to 2012: Orbits and emission spectra** (2016) Madiedo J. M.; Espartero, F.; Trigo-Rodríguez, Josep M.; Castro-Tirado, A. J., *Icarus*, Volume 275, p. 193-202.

· **Preliminary Spectroscopic and Dynamical Analysis of an Earth-Grazer Fireball Observed on December 24, 2014.** (2016) Moreno, A.; Madiedo, A.M.; Zamorano, J.; Goncalves, R.; Espartero, F., *47th Lunar and Planetary Science Conference*, held March 21-25, 2016 at The Woodlands, Texas. LPI Contribution No. 1903, p.1088.

· **Orbits and emission spectra from the 2014 Camelopardalids** (2014) J. M. Madiedo, J. M. Trigo-Rodríguez, J. Zamorano, J. Izquierdo, A. Sánchez de Miguel, F. Ocaña, J. L. Ortiz, F. Espartero, L. G. Morillas, D. Cardeñosa, M. Moreno-Ibáñez and M. Urzáiz., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 445, Issue 3, p.3309-3314,

Anexo II

Principales lluvias de meteoros

Lista de Lluvias de meteoros creada por la IMO (International Meteor Organization)²⁴. Destacan en negrita las consideradas Lluvias Mayores, respecto de la lluvias menores.

Lluvia	Período de Actividad	Máximo		Radiante		V _∞ km/s	r	THZ
		Fecha	sol	α	δ			
Cuadrántidas (QUA)	Ene 01- Ene 05	Ene 03	283°16	230°	+49°	41	2.1	120
δ-Cáncridas (DCA)	Ene 01- Ene 24	Ene 17	297°	130°	+20°	28	3.0	4
α-Centáuridas (ACE)	Ene 28- Feb 21	Feb 07	319°2	210°	-59°	56	2.0	6
δ-Leónidas (DLE)	Feb 15- Mar 10	Feb 24	336°	168°	+16°	23	3.0	2
γ-Nórmidas (GNO)	Feb 25- Mar 22	Mar 13	353°	249°	-51°	56	2.4	8
Virgínidas (VIR)	Ene 25- Abr 15	(Mar 24)	(4°)	195°	-04°	30	3.0	5
Líridas (LYR)	Abr 16- Abr 25	Abr 22	032°32	271°	+34°	49	2.1	18
π-Púppidas (PPU)	Abr 15- Abr 28	Abr 24	033°5	110°	-45°	18	2.0	var
η-Acuáridas (ETA)	Abr 19- Mayo 28	Mayo 05	045°5	338°	-01°	66	2.4	60
Sagitáridas (SAG)	Abr 15- Jul 15	(Mayo 19)	(59°)	247°	-22°	30	2.5	5
Junio Bootidas (JBO)	Jun 26- Jul 02	Jun 27	095°7	224°	+48°	18	2.2	var
Pegásidas (JPE)	Jul 07-Jul 13	Jul 09	107°5	340°	+15°	70	3.0	3
Julio Phoenícidas (PHE)	Jul 10-Jul 16	Jul 13	111°	032°	-48°	47	3.0	var
Piscis Austrínidas (PAU)	Jul 15- Ago 10	Jul 28	125°	341°	-30°	35	3.2	5

²⁴ <http://www.imo.net/>

Lluvia	Período de Actividad	Máximo		Radiante		V _∞ km/s	r	THZ
		Fecha	sol	α	δ			
δ-Acuáridas Sur (SDA)	Jul 12- Ago 19	Jul 28	125°	339°	-16°	41	3.2	20
α-Capricórnidas (CAP)	Jul 03- Ago 15	Jul 30	127°	307°	-10°	23	2.5	4
ι-Acuáridas Sur (SIA)	Jul 25- Ago 15	Ago 04	132°	334°	-15°	34	2.9	2
δ-Acuáridas Norte (NDA)	Jul 15- Ago 25	Ago 08	136°	335°	-05°	42	3.4	4
Perseidas (PER)	Jul 17- Ago 24	Ago 12	140°	046°	+58°	59	2.6	100
κ-Cígnidas (KCG)	Ago 03- Ago 25	Ago 17	145°	286°	+59°	25	3.0	3
ι-Acuáridas Norte (NIA)	Ago 11- Ago 31	Ago 19	147°	327°	-06°	31	3.2	3
α-Aurígidas (AUR)	Ago 25- Sep 08	Sep 01	158°6	084°	+42°	66	2.6	10
δ-Aurígidas (DAU)	Sep 05- Oct 10	Sep 09	166°7	060°	+47°	64	2.9	5
Píscidas (SPI)	Sep 01- Sep 30	Sep 19	177°	005°	-01°	26	3.0	3
Dracónidas (GIA)	Oct 06- Oct 10	Oct 08	195°4	262°	+54°	20	2.6	var
ε-Gemínidas (EGE)	Oct 14- Oct 27	Oct 18	205°	102°	+27°	70	3.0	2
Oriónidas (ORI)	Oct 02- Nov 07	Oct 21	208°	095°	+16°	66	2.5	23
Táuridas Sur (STA)	Oct 01- Nov 25	Nov 05	223°	052°	+13°	27	2.3	5
Tauridas Norte (NTA)	Oct 01- Nov 25	Nov 12	230°	058°	+22°	29	2.3	5
Leónidas (LEO)	Nov 14- Nov 21	Nov 17	235°27	153°	+22°	71	2.5	20+
α-Monocerótidas (AMO)	Nov 15- Nov 25	Nov 21	239°32	117°	+01°	65	2.4	var
χ-Oriónidas (XOR)	Nov 26- Dic 15	Dic 02	250°	082°	+23°	28	3.0	3
Phoenícidas Dic (PHO)	Nov 28- Dic 09	Dic 06	254°25	018°	-53°	18	2.8	var
Púppidas/Vélicas (PUP)	Dic 01- Dic 15	(Dic 07)	(255°)	123°	-45°	40	2.9	10
Monocerótidas (MON)	Nov 27- Dic 17	Dic 09	257°	100°	+08°	42	3.0	3

Lluvia	Período de Actividad	Máximo		Radiante		V_{∞} km/s	r	THZ
		Fecha	sol	α	δ			
σ -Hídridas (HYD)	Dic 03- Dic 15	Dic 12	260°	127°	+02°	58	3.0	2
Gemínidas (GEM)	Dic 07- Dic 17	Dic 14	262°2	112°	+33°	35	2.6	120
Coma Berenícidas (COM)	Dic 12- Ene 23	Dic 19	268°	175°	+25°	65	3.0	5
Ursidas (URS)	Dic 17- Dic 26	Dic 22	270°7	217°	+76°	33	3.0	10

- α , δ : Coordenadas de la posición del radiante de una lluvia, durante el máximo. α es ascensión recta, δ es declinación.
- r: Índice poblacional.
- sol: Longitud Solar dadas para el equinoccio J2000.0.
- V_{∞} : Velocidad de entrada atmosférica o meteórica dada en km/s. Las velocidades varían entre 11 km/s (muy lentos) a 72 km/s (muy rápidos). 40 km/s es la velocidad media aproximada.
- THZ: Tasa Horaria Cenital, un número máximo calculado de meteoros que un observador ideal podría ver bajo un cielo perfectamente claro y con el radiante ubicado directamente sobre su cabeza. Este valor es dado en términos de meteoros por hora.

Anexo III

Proyectos de futuro



Figura III-1. Sistema espectrográfico actual que se pretende mejorar.



Figura III-2. Imagen de espectrógrafo en Ondřejov (República Checa), similar al nuevo diseño en el que se está trabajando.

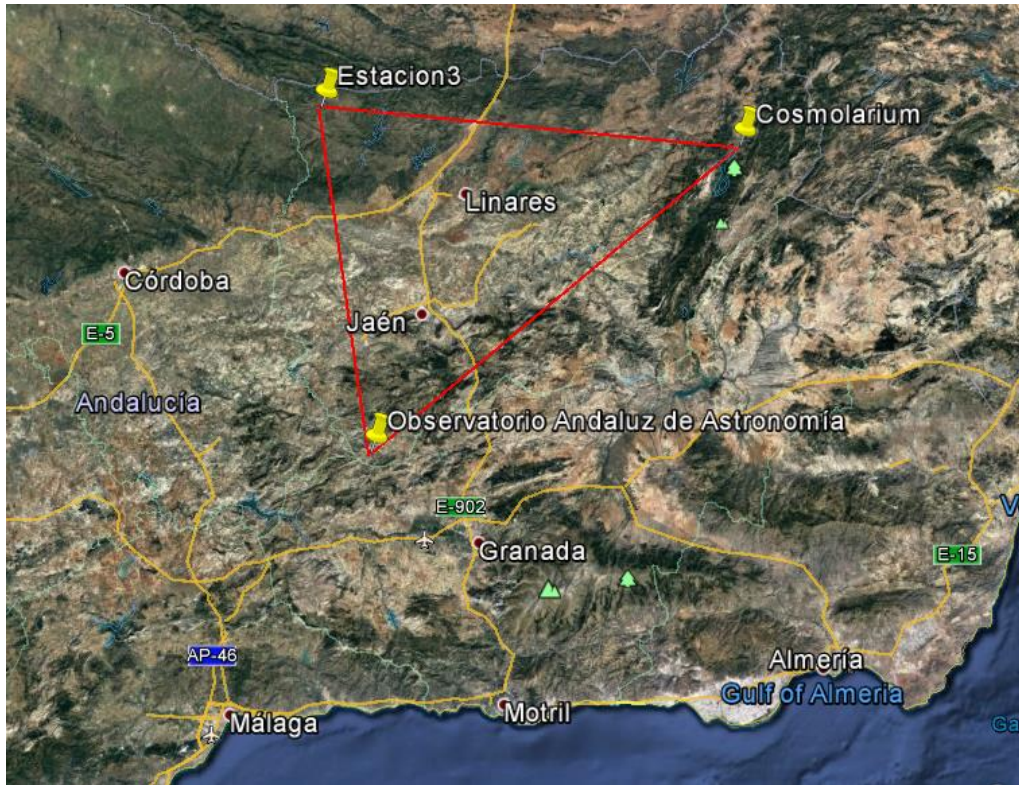


Figura III-3. Representación sobre el mapa físico de Jaén, las distancias y emplazamientos de las estaciones de meteoros. Distancia mínima entre ellos > 100 km.

Anexo IV

Otras imágenes de bólidos capturados desde el OAA y no estudiados en esta tesis.



Figura IV-2. Bólido M20151120_033600 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-3. Bólido M20151119_054600 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-4. Bólido M20151106_213500 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-5. Bólido M20151106_213200 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-6. Bólido M20160806_024131 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-7. Bólido M20150910_212909 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-8. Bólido M20151106_213231 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.



Figura IV-9. Bólido M20150911_041716 capturado por el espectrógrafo #1 en el OAA.

Anexo V

Imágenes de Meteoros capturados con video cámara

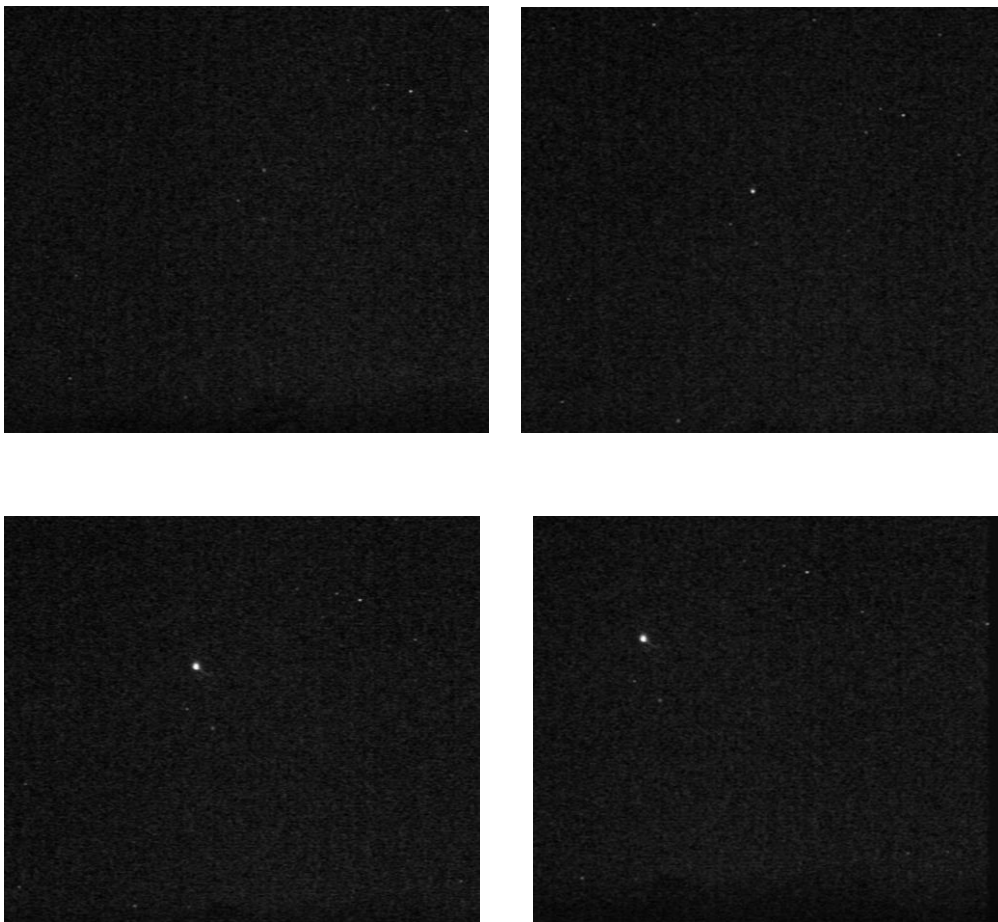


Figura V-1. Secuencia de imágenes del meteorito M20130909_223410 desde la video cámara Oeste en el OAA. El meteorito evoluciona siguiendo las imágenes de arriba hacia abajo, en sentido de izquierda a derecha.

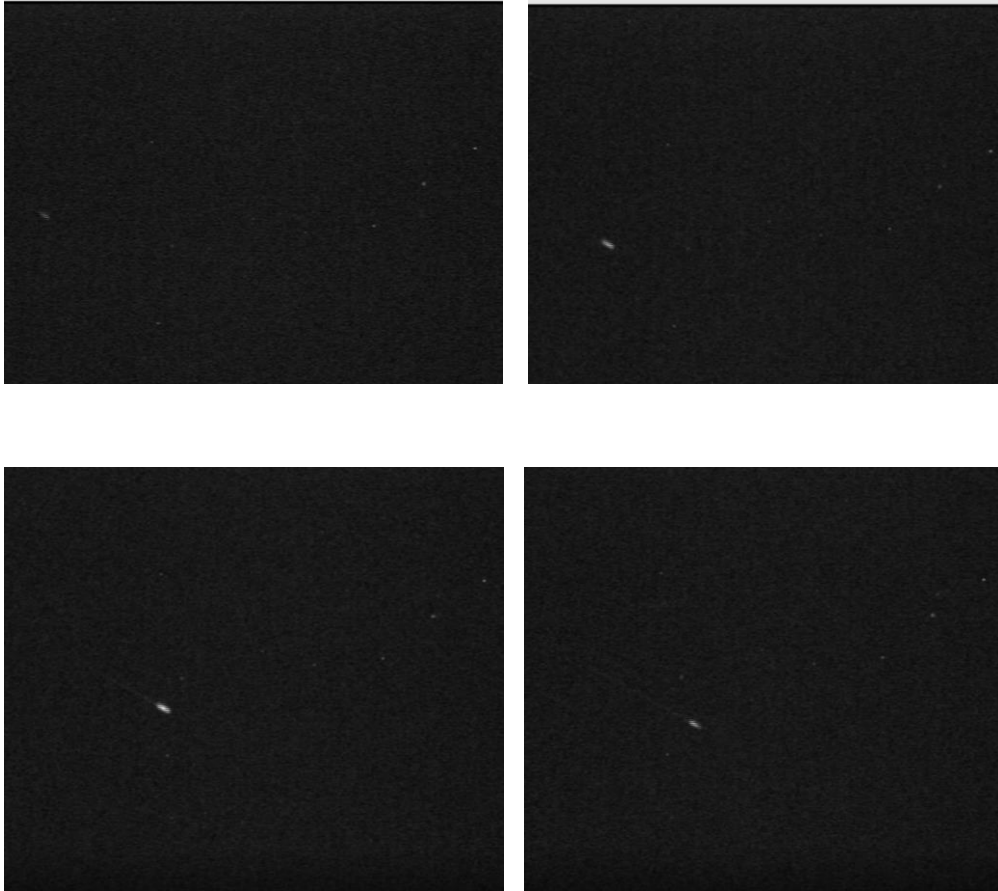


Figura V-2. Secuencia de imágenes del meteoro M20140730_230402 desde la video cámara Sureste en el OAA. El meteoro evoluciona siguiendo las imágenes de arriba hacia abajo, en sentido de izquierda a derecha.



Figura V-3. Secuencia en video de la grabación del meteoro M20131205_223336 con la cámara de video vigilancia Oeste del OAA. El bólido evoluciona siguiendo las imágenes de arriba hacia abajo.



Figura V-5. Secuencia en video de la grabación del Bólido M20160224_022926 con la cámara de video vigilancia Oeste del OAA. El Bólido evoluciona siguiendo las imágenes de arriba hacia abajo, en sentido de izquierda a derecha.