



Optimización de técnicas de detección de bólidos y meteoros

Francisco Ocaña González

Trabajo Académicamente Dirigido
Dpto. de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera

Directores: Profs. Jaime Zamorano & Jesús Gallego

Madrid - 27 de junio de 2011

Resumen

El uso de filtros fotométricos permite mejorar la detección de bólidos y meteoros, especialmente en lugares con gran contaminación lumínica como el Observatorio UCM. Hemos desarrollado un simulador y una pipeline y hemos comprobado la viabilidad de esta técnica. Se diseña y desarrolla un dispositivo experimental, del que analizamos un evento.

Proponemos el uso de filtros fotométricos centrados sobre líneas de emisión, que permiten la medida de diferentes propiedades de los meteoros de una manera mucho más eficaz que con métodos espectroscópicos usando prismas o redes de difracción. Se indican las posibilidades y casos científicos accesibles a este sistema fotométrico.

Abstract

Using photometric filters improves the detection of fireballs and meteors, especially under skies with heavy light pollution like at the Observatorio UCM. We have developed a simulation and pipeline software, and tested the feasibility of this technique. An experimental device is designed and developed, and we analyze an event recorded by it.

We propose the use of photometric filters centered on the emission lines, that leads to measure several meteor properties more efficiently than others spectroscopic methods using prisms or gratings. Several possibilities and scientific cases that are suitable for this photometric system are summarized.

Índice

1. Introducción	4
1.1. Estación de detección de Bólidos y Meteoros UCM	6
1.2. Productos Estación	6
1.3. Optimización de técnicas de detección	7
1.4. Criterios	7
2. Objetivos y organización de este trabajo	8
3. Física básica de meteoros	9
3.1. Terminología: Meteoros, meteoroides, bólidos y meteoritos . . .	9
3.2. Dinámica de meteoroides y meteoros	10
4. Espectroscopía de meteoros	12
4.1. Interacción meteoroides-atmósfera: Naturaleza física y emisión .	12
4.2. Interacción meteoroides-atmósfera: Intensidad y abundancias .	15
4.3. Descripción resultados, técnicas de adquisición y clasificación	16
4.4. Análisis de espectros UCM	17
5. Detección de bólidos y meteoros	19
5.1. Efectividad: determinación del área reducida	19
5.2. Mejora del contraste	22
6. Fotometría de banda estrecha de meteoros	23
6.1. Casos científicos	23
6.1.1. Selección de bandas e índices de color	24
6.2. Casos científicos accesibles a este sistema	27

ÍNDICE	2
6.2.1. Filtros F^{1a} , F^{1b} , F^2	28
6.2.2. Filtros B^b , B^{FeO} , B^r , B^m	28
6.2.3. Filtro D^1	28
6.2.4. Filtro H^2	29
6.2.5. Filtro A^1	29
6.2.6. Filtros C^1 , C^2	29
6.2.7. Filtros R^{1a} , R^{1b}	30
6.2.8. Filtros M^1 , M^2	30
6.2.9. Filtros S^2 , O^2 , N^2	30
6.3. Fotometría de banda estrecha vs. Espectroscopía	31
6.4. Antecedentes	32
7. Desarrollo teórico: simulación	33
7.1. Software, método, cálculo: Pipeline virtual	33
7.2. Análisis filtros: anchos y SNR	36
8. Desarrollo experimental	42
8.1. Diseño y montaje experimento	42
8.2. Observaciones	43
8.3. Análisis y resultados	44
8.3.1. UCM05052011 - 1 ^a campaña	45
9. Discusión y conclusiones	47
10. Agradecimientos	49
11. Apéndice A: Código simulación Pipeline de meteoros	50
11.1. main.pro	50

<i>ÍNDICE</i>	3
11.2. fotometria_centro.pro	56
11.3. fotometria_posicion.pro	56
11.4. add_gaussian.pro	56
11.5. hermite2.pro	57
12. Apéndice B: Líneas espectro de emisión de meteoros	60
13. Apéndice C: Otros trabajos realizados	61

1. Introducción

Dentro de la Astrofísica, el estudio de la Materia Interplanetaria se entronca en las ramas del Sistema Solar, Astrobiología, Ciencias Planetarias y Cuerpos Menores. Sin embargo es uno de los campos menos estudiado pese a que bajo el epígrafe de 'Polvo interplanetario' o 'Meteoroide' se engloba al mayor grupo de objetos en rango de masas (30 de los 70 órdenes de magnitud de masa entre un átomo y una galaxia, ver figura 1).

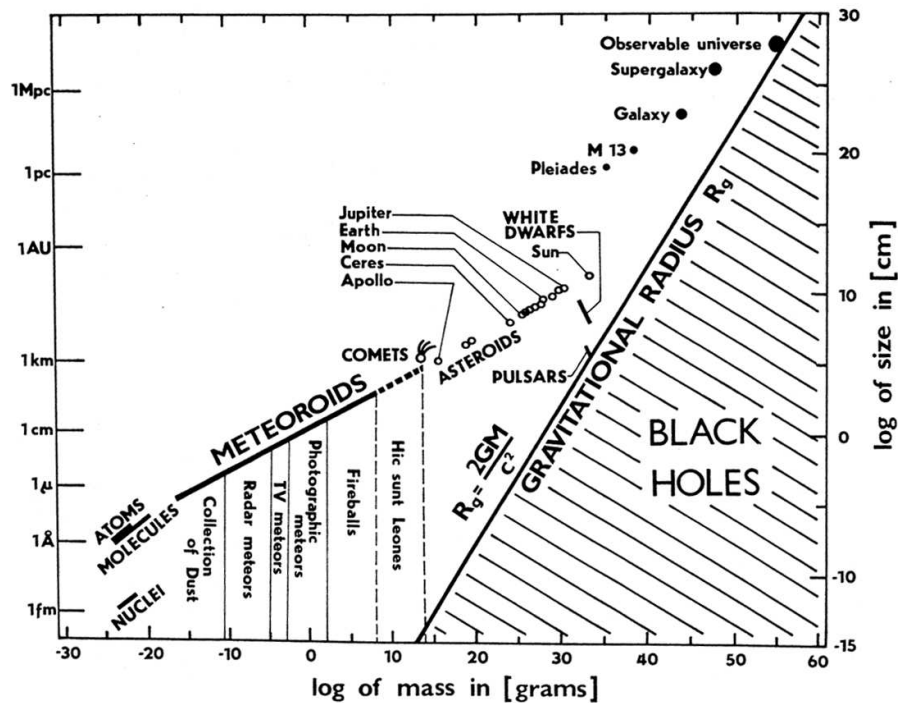


Figura 1: Diagrama de tamaño versus masa de algunos de los objetos del universo observable. Los meteoroides son los objetos menos conocidos del Sistema Solar [Cepelcha et al., 1998].

Su presencia en el Sistema Solar tiene repercusiones directas en nuestro planeta. Su emisión térmica es la mayor en el cielo en el rango de entre 5 y 50 micras. Pero la manera clásica y más sencilla de estudiarlo es en su entrada a la atmósfera en forma de *meteoros*. Anualmente la Tierra recibe un aporte de

10^9 kg de materia interplanetaria. Y no es sólo una fuente exógena más, sino que es la mayor fuente de componentes orgánicos de nuestro planeta, un orden por encima de los impactos de cometas y asteroides, y varios órdenes por encima de las fuentes terrestres naturales como descargas eléctricas o fotólisis UV. Es por esto que el estudio de la materia interplanetaria se relaciona también con la astrobiología.

Por tanto, el estudio de los meteoros, como fenómeno luminoso, nos proporciona gran información acerca del Sistema Solar. Pero es todavía más valiosa la información que aportan los restos de materia interplanetaria que sobreviven a su paso a través de la atmósfera. Los meteoros más brillantes que magnitud -3 son denominados *bóolidos* y son aquellos que pueden dar lugar a meteoritos.

El estudio de estos bóolidos permite determinar la trayectoria atmósfera de los meteoroides y calcular la masa del posible meteorito superviviente. Del estudio de estas muestras se obtiene de manera directa física y químicamente diferentes cuerpos del Sistema Solar. Esto ha permitido analizar cientos de cuerpos a través de meteoritos mientras que las misiones espaciales sólo han traído muestras de la Luna y analizado in situ en Marte con un coste muy superior.

En España la red SPMN (SPanish Meteor Network - Red de Investigación de Bóolidos y Meteoritos) es una red multidisciplinar para el estudio de la materia interplanetaria, enfocada en la cobertura de toda la Península para el registro de meteoros y bóolidos, y en la búsqueda de meteoritos. La Universidad Complutense de Madrid participa desde 2009 en dicha red con la *Estación de Detección de Bóolidos y Meteoros de la UCM*. Desde Ciudad Universitaria se observan de manera continua más de 200 000 km^2 de atmósfera a 100 km de altura, actuando el volumen atmosférico como una especie de cámara de niebla.

Sin embargo, el porcentaje de bóolidos que da lugar a meteoritos es muy bajo. Se estima que sobre la Península Ibérica se producen alrededor de 2 caídas meteoríticas al año, y la tasa de recuperación es igualmente baja. Por esta escasez de muestras, la espectroscopía de bóolidos y meteoros es la técnica más empleada para el estudio de la materia interplanetaria. Especialmente del estudio de cuerpos como los cometas y otros agregados de hielos y roca que no puede sobrevivir a su entrada en la atmósfera.

1.1. Estación de detección de Bóolidos y Meteoros UCM

La Estación de Detección de Bóolidos y Meteoros de la UCM fue presentada por Elena Manjavacas el año pasado como Trabajo Académicamente Dirigido (<http://eprints.ucm.es/11458/>). Es una estación de videodetección formada por 6 cámaras nocturnas y 6 cámaras diurnas operando de manera casi automática y continua. El sistema registra en vídeo todo el cielo visible desde la azotea de Facultad de Ciencias Físicas, formando parte del Observatorio UCM; y el software procesa dicha señal detectando y almacenando aquellos eventos con movimiento rápido como bóolidos y meteoros.

La estación emplea cámaras de vídeo de alta sensibilidad que pese a su corto tiempo de integración (1/40 s) registra estrellas hasta magnitud 5. La escala de placa del sistema es de 7 arcmin/píxel, lo que junto al elevado número de estrellas permite soluciones astrométricas con una precisión mejor que 4 arcmin. Esta resolución es imprescindible para el estudio de las corrientes meteóricas y la recuperación de meteoritos.

Los detalles de la configuración de la estación se pueden encontrar en el IMC Proceedings. Fueron presentados por el autor en el congreso International Meteor Conference, celebrado en Armagh, Irlanda del Norte (R.U.) [Ocaña et al., 2011b].

1.2. Productos Estación

Las Estación de Detección de Bóolidos y Meteoros de la UCM procesa un flujo de >90 MB/s ($>2,5$ TB/noche). Gracias al software de detección, sólo son almacenados aquellos eventos con características propias de meteoros. De media se registran unos 30 meteoros cada noche, lo que equivale a 1,2 GB. De esta manera, cada año la estación genera > 300 GB de vídeos en alta resolución de meteoros.

Esta ingente cantidad de datos precisa del uso de rutinas para su clasificación y del desarrollo de una base de datos. Una herramienta así permite analizar el rendimiento de la estación con datos reales y determinar los parámetros de cara a la mejor de las técnicas de detección.

Otros fenómenos registrados en la estación son conservados por su interés científico. Son varios los ejemplos de descargas eléctricas en la alta atmósfera (*sprites, elves...*). También se detectan los pasos de satélites en baja órbita (LEO) y destellos de aquellos que se encuentran en una situación de rotación

incontrolada o falta de estabilización general. Estos resultados se presentaron por el autor en el European Space Surveillance Conference, organizado por la Agencia Espacial Europea [Ocaña & Zamorano, 2011].

1.3. Optimización de técnicas de detección

Debido a la gran contaminación lumínica que sufre el Observatorio UCM (magnitud fondo de cielo media $V=17,2 \text{ mag/arcsec}^2$) las cámaras de nuestra estación tienen menos contraste y menos probabilidad de detección que si se encontrasen en un lugar más oscuro. Este es uno de los mayores obstáculos con los que se encuentra una instalación de este tipo. Para la estación de la UCM esto no es decisivo pues su trabajo está completamente enfocado a la detección de bólidos que siempre son detectados debido a su gran brillo. Sin embargo este trabajo se enfrenta a este problema e intenta mejorar las técnicas de detección de estos fenómenos luminosos en un entorno con grave contaminación lumínica.

Para poder mejorar las técnicas observacionales hemos de conocer en profundidad la naturaleza del fenómeno observado. Para ello, la Sección 3 hace un breve introducción de la física de los meteoros. Por otro lado, la Sección 4 se centra detalladamente en el proceso y la naturaleza de la emisión de luz, que es nuestro observable.

1.4. Criterios

Las magnitudes empleados en este trabajo se encuentran en las unidades y múltiplos del Sistema Internacional, salvo algunas unidades de amplio uso en la Astrofísica. Como signo decimal se emplea la coma (ISO 31-0).

Las incertidumbres de los valores tienen una cifra significativa en el caso de las medidas experimentales directas, y dos cifras significativas en los valores derivados. Las incertidumbres se calculan empleando propagación cuadrática con el método de las derivadas parciales o, en su defecto, a través de métodos numéricos.

Este trabajo se encuentra bajo licencia *CC BY-NC-SA 3.0*, sin perjuicio de las imágenes/gráficas que mantienen el copyright de sus autores y se usan en este trabajo para fines de investigación, citándose adecuadamente.

2. Objetivos y organización de este trabajo

El objetivo principal de este trabajo es estudiar el uso de filtros fotométricos para la observación de meteoros, al ser objetos con líneas de emisión. Para ello se ha de desarrollar el marco teórico y sobre él un simulador para evaluar cómo actúan los filtros.

Si se demuestra la viabilidad de su uso, la finalidad científica es diseñar un sistema fotométrico que evalúe la emisión de meteoros de manera similar a las técnicas espectroscópicas. Como objetivo práctico se intentará registrar bólidos haciendo uso de alguna de estas bandas desde el Observatorio UCM.

Este trabajo está organizado en dos partes diferenciadas. Una primera contiene la Sección 1 con una introducción del trabajo donde se define el marco de trabajo y los criterios a emplear. Esta Sección 2 resume los objetivos del trabajo y la disposición de las secciones. La Sección 3 es una introducción a la terminología usada en este campo y a la teoría dinámica de meteoroides. Por último, la Sección 4 entra en más detalle en la emisión de luz por parte de los meteoros.

La segunda parte del trabajo comprende la investigación en sí. Las técnicas de detección de bólidos y meteoros se introducen en la Sección 5. En la Sección 6 se define la propuesta de este trabajo sobre fotometría de banda estrecha, con los casos científicos adecuados para esta técnica. Tras ello en la Sección 7 se desarrolla de manera teórica, analizando la viabilidad y diseñando el sistema fotométrico; y en la Sección 8 se pone en práctica con un diseño experimental.

Todo el trabajo realizado se analiza en la Sección 9, con la discusión de los resultados de la investigación y las conclusiones obtenidas.

3. Física básica de meteoros

La física de los meteoros se enmarca dentro del estudio de los plasmas, si bien es importante el estudio de su dinámica como meteoroides. Es por tanto importante hacer una breve introducción acerca de los términos que utilizaremos en este trabajo.

Tras ello analizaremos ambos ámbitos físicos para entender la naturaleza de los meteoros. Primero la naturaleza de las partículas y su origen; u por otro lado su interacción con la atmósfera, que nosotros observamos como un meteoro propiamente dicho.

3.1. Terminología: Meteoros, meteoroides, bólidos y meteoritos

Se define como meteoro al fenómeno luminoso observado durante la entrada de un fragmento de materia interplanetaria a la entrada en la atmósfera de la Tierra (y por extensión en la de otros planetas donde se han observado). Cuando el meteoroides entra en la atmósfera, esta se va haciendo más densa cuanto más próxima a la superficie, El resultado son colisiones de alta velocidad de la partícula con los átomos y moléculas atmosféricas. El meteoroides sufre un proceso de ablación en el que la capa más externa se funde y posteriormente evapora. Este volumen de vapor de material meteórico, unido con los gases atmosféricos, se encuentra en estado de plasma y emite luz.

El proceso de ablación se produce entre los 120 km y los 20 km , si bien la mayor parte de los meteoroides se desintegran a alturas superiores a los 80 km . Se denomina *bólido* si el brillo del meteoro es superior a una magnitud absoluta de -3 (magnitud absoluta definida en el cénit, a 100 km de altura, sin absorción atmosférica). Es un límite arbitrario, de origen observacional, por estar por encima del brillo estelar. Sin embargo, existen diferencias en los procesos físicos relacionados a meteoros y a bólidos.

La partícula, en el rango de micras a metros, de materia interplanetaria es denominada *meteoroides*. Si sobrevive al proceso de ablación y cae sobre la superficie, se conoce como *meteorito*. Se estima que menos de un 5% de la masa sobrevive. Un meteorito exhibe una corteza de fusión debido a la ablación, pero en el interior no varía temperatura, ni composición. Esto convierte a los meteoritos en piezas esenciales para entender el Sistema Solar, siendo las muestras de análisis para geólogos y químicos.

3.2. Dinámica de meteoroides y meteoros

Los meteoroides tienen su origen en material formado a la par que los planetas, pero que no llegó a formar parte de este. Debido a la presión de radiación, los cuerpos van cayendo hacia el Sol, por lo que hace falta una fuente continua de polvo interplanetario. Por ello, los meteoroides se relacionan con las emisiones de cometas (en forma de corrientes concretas y contribuyendo al fondo esporádico) y con colisiones asteroidales (componente de fondo).

Por tanto los meteoroides se encuentran orbitando en torno al Sol, con una velocidad menor que la velocidad de escape (42 km/s). Las diferentes posibilidades geométricas de encuentro generan un rango de velocidades entre 11 km/s y 72 km/s . Se ha especulado con la existencia de partículas interestelares, siendo posible diferenciarles si $v > 72 \text{ km/s}$ (hasta ahora su detección es un hecho controvertido).

Los meteoroides tienen densidades de entre $1,5$ y 7 g/cm^3 , siendo un valor medio $2,5 \text{ g/cm}^3$. Ese meteorito promedio de 1 g , tendrá un radio de $7,4 \text{ mm}$. Pese a su pequeño tamaño, la energía disponible es enorme:

$$E = 1/2 \cdot m \cdot v^2 \quad (1)$$

Para nuestro meteorito medio de 1 g , la energía está en el rango de $60.000 \text{ J} - 2.600.000 \text{ J}$. Vista desde el campo del arma cinemática, equivale a 1 kg de TNT (mt - milión), por eso los meteoroides son tenidos en cuenta por los operadores de satélites. Se considera como límite de destrucción catastrófica un valor de 40 J/g , por lo que un meteorito en el rango de los 10 g (10^7 J) puede destruir un satélite de 100 kg .

Dado que nosotros observaremos el fenómeno luminoso, nos interesa conocer su eficiencia luminosa en nuestra particular cámara de niebla (pues es un gran volumen atmosférico el que actúa como detector). El limitado número de meteoroides artificiales, hace que dicha eficiencia provenga de un desarrollo teórico ajustado empíricamente. Empleamos la fórmula habitualmente empleada en la literatura [Hughes, 1987]:

$$M = 40 - 2,5 \cdot \log(7,7 \cdot 10^{-10} \cdot m^{0,92} V_g^{3,91}) \quad (2)$$

donde la masa m se encuentra en g y la velocidad geocéntrica en cm/s .

El resultado es que para una masa dada de 1g, el rango de magnitudes es grande en función de la geometría del encuentro: $M=3,7$ (a 11 km/s) a $M=-4,4$ (a 72 km/s).

Estos números nos sirven de base para entender la energía y parámetros observacionales involucrados en el estudio de meteoros y bólidos.

4. Espectroscopía de meteoros

La espectroscopía de meteoros nos permite estudiar la naturaleza de la interacción atmósfera-meteoroide, es decir, el meteoro en sí mismo. Es una técnica usada desde el siglo XIX, siendo la única herramienta para estudiar los granos cometarios y asteroidales en el rango mm-cm.

Sin embargo, su análisis cuantitativo es muy reciente. Hasta finales del siglo XX los análisis eran meramente cualitativos, identificando las líneas de los diferentes elementos presentes, sin éxito en su análisis [Cep-lecha, 1973]. El primer espectro sintético se publicó en 1993, y desde entonces menos de 300 espectros han sido publicados. Además, debido a las técnicas utilizadas, el catálogo sufre un claro sesgo hacia los meteoros más brillantes. Esta tendencia se está revirtiendo gracias al mayor uso de técnicas vídeo, especialmente con CCDs.

4.1. Interacción meteoroide-atmósfera: Naturaleza física y emisión

El análisis de la espectroscopía por la interacción entre la partícula y la atmósfera se estudia como la emisión del plasma, mezcla de la atmósfera y el material evaporado de la superficie del meteoroide. El volumen de gas está formado en un 95 % por la atmósfera, cuya emisión es ópticamente transparente, y en equilibrio termodinámico (temperatura de excitación $T_e = 4340 \pm 20K$), que no cambia de manera apreciable con el tamaño del meteoroide [Jenniskens et al., 2004].

Sí se observan ciertas diferencias entre bólidos y meteoros, en la emisión por parte del material de la partícula. En bólidos brillantes se considera que las líneas de todos los elementos son ópticamente opacas [Cep-lecha, 1973]. Sin embargo, dado que las condiciones a distintas profundidades ópticas del plasma pueden cambiar, las abundancias no se pueden determinar con la curva de crecimiento.

Pero desde los años noventa distintos investigadores han revisado la idea de un plasma ópticamente opaco fuera del equilibrio [Borovicka, 1993] [Jenniskens et al., 2000a], con la hipótesis de que las líneas más débiles no sufren autoabsorción.

El desarrollo de la teoría de la radiación de meteoros [Borovicka, 1993] se hace bajo la ausencia de emisión térmica del continuo (raramente observada), y la existencia de equilibrio térmico y químico en todo el volumen radiante. Por tanto el coeficiente de absorción y la función fuente son:

$$\alpha_\nu = \frac{\pi e^2}{mc} n_1 f \left(1 - \frac{g_1 n_2}{g_2 n_1} \right) \Phi(\nu) \quad (3)$$

$$S_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{\frac{g_2 n_1}{g_1 n_2} - 1} \quad (4)$$

Donde n_1, n_2 son las poblaciones del nivel inferior y superior respectivamente; g_1, g_2 son los pesos estadísticos; f es la fuerza del oscilador y $\Phi(\nu)$ es la función perfil normalizada a la unidad.¹

Dado que hemos supuesto que el volumen del meteoro se encuentra en equilibrio térmico, la población de los niveles siguen la distribución de Boltzmann:

$$n_i = \frac{n}{U(T)} g_i e^{\frac{E_i}{kT}} \quad (5)$$

Siendo U la función de partición y E_i el potencial de excitación del nivel i -ésimo.

De manera que podemos sustituir en 3 y obtener el coeficiente de absorción y a través de él, la profundidad óptica τ_ν :

$$\alpha_\nu = n\sigma H(a, u) \quad (6)$$

$$\tau_\nu = N\sigma H(a, u) \quad (7)$$

donde hemos identificado:

$$\sigma = \frac{\pi^{1/2} e^2}{m e U} \left(\frac{m_a}{2KT} \right)^{1/2} \lambda g_1 f e^{\frac{E_i}{kT}} \left(1 - e^{\frac{-h\nu}{kT}} \right) \quad (8)$$

¹La notación empleada es similar a la que habitualmente empleamos en Astrofísica en el estudio de las Atmósferas estelares. Se ha adaptado de los trabajos de [Borovicka, 1993] y [Jenniskens, 2007].

Dado que la función fuente con la distribución de Boltzmann es igual a la función de Planck: $S_\nu = B_\nu(T)$. Bajo condiciones de temperatura constante, la ecuación de transporte radiativo se integra:

$$I_\nu = B_\nu(1 - e^{-\tau_\nu}) \quad (9)$$

De esta manera se puede calcular la intensidad I_ν para cada línea a frecuencia ν si se conocen los 3 parámetros: T, N y la constante de amortiguación Γ . Queda definido así el modelo, si bien el trabajo a realizar seguirá el camino contrario: medir la intensidad observada, ajustarlo al modelo teórica y obtener la mejor solución para T, N y Γ .

Algunos autores consideraron en principio que la autoabsorción era siempre inapreciable, sin embargo otros autores han fijado límites donde deja de ser importante: meteoros de magnitud +3 [Borovička, 1993] o de magnitud +5 [Cepelcha, 1973]. Este es el caso de todos los meteoros registrados en la Estación de Bólidos y Meteoros de la UCM.

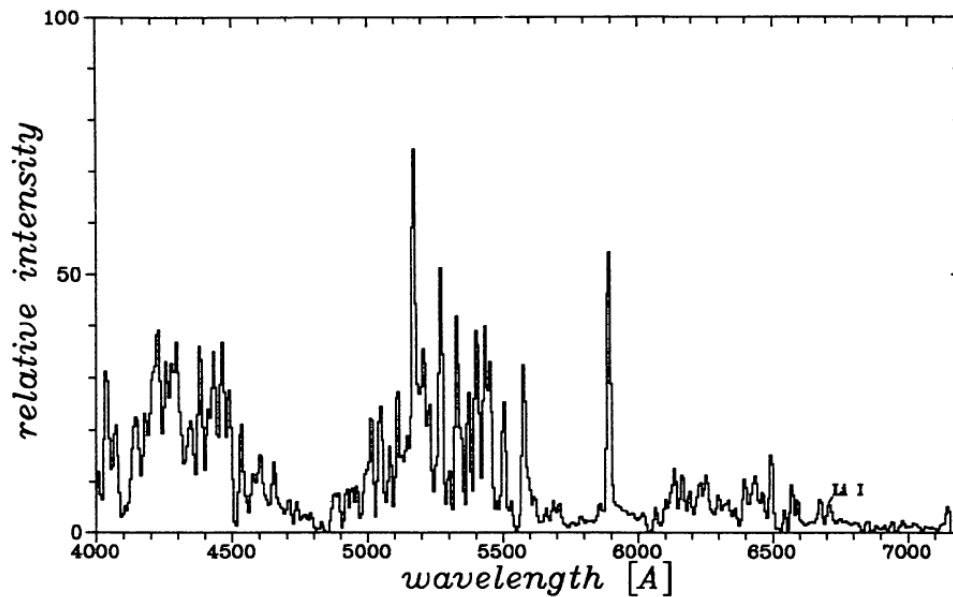


Figura 2: Ejemplo de espectro de un bólido, en el que se aprecia la naturaleza de emisión. Se trata de un espectro de resolución de 0.6nm/pixel tomado el 18 de diciembre de 1988 desde el Observatorio Calar Alto [Borovička & Zamorano, 1995].

4.2. Interacción meteoroides-atmósfera: Intensidad y abundancias

Podemos relacionar la cantidad observada \mathfrak{S} con la intensidad específica I_λ a través del parámetro P , que representa el área superficial del volumen de emisión:

$$\mathfrak{S}_\lambda = PI_\lambda \quad (10)$$

Este área P ha de ser determinado al ajustar las observaciones al modelo, de manera que al final son 4 los parámetros de ajuste. Jenninskens supone una esfera de radio $2R$ observada a una distancia r y obtiene $P = \frac{\pi R^2}{r^2}$.

Sin embargo, la situación habitual es que no se resuelva espectroscópicamente todos los perfiles de las líneas, sino que nos enfrentamos a un *perfil instrumental*. Dicho perfil se ha ajustado satisfactoriamente con una gaussiana [Borovicka, 1993]:

$$\mathfrak{S}_\lambda = \mathfrak{S}_0 e^{-\frac{(\lambda-\lambda_0)}{\Delta^2}} \quad (11)$$

Y la intensidad total bajo dicho perfil es:

$$\mathfrak{S} = \int I m_\lambda d\lambda = \pi^{1/2} \Delta \mathfrak{S}_0 \quad (12)$$

Esta relación (ecuación 12) nos permitirá relacionar nuestro trabajo teórico con fotometría de banda estrecha (ver Sección 6) de manera directa con los trabajos de espectroscopía.

A la hora de determinar la composición química, necesitamos determinar el grado de ionización de cada elemento, del que conocemos su densidad de columna N_j . Lo transformamos en densidad numérica usando la profundidad geométrica s y asumiendo densidad constante: $n_j = N_j/s$.

Haciendo uso de la Ecuación de Saha, obtenemos las relaciones entre iones. Normalmente sólo encontraremos elementos ionizados una vez:

$$\frac{n_j}{n_j^+} = n_e \frac{U_j}{2U_j^+} \left(\frac{h^2}{2\pi m K T} \right)^{3/2} e^{x_j/KT} \quad (13)$$

donde la densidad electrónica n_e se puede determinar con la condición de neutralidad: $n_e = \sum n_j^+$.

Habitualmente las abundancias se refieren a las del hierro. Teniendo en cuenta que sólo hay átomos neutros o ionizados una sola vez, la abundancia del elemento k se define como:

$$z_k = \frac{N_k^0}{N_{Fe}^0} \cdot \frac{1 + (N_l^+/N_k^0)}{1 + (N_{Fe}^+/N_{Fe}^0)} \quad (14)$$

4.3. Descripción resultados, técnicas de adquisición y clasificación

El resultado de aplicar la teoría de las secciones anteriores ha permitido medir muchas de las características de los meteoros. Los meteoros presentan dos componentes: una componente principal a $T = (4300 \pm 300) K$ para los meteoros más lentos y $T = (7800 \pm 500) K$ para los más rápidos. Y una componente caliente de $T = (10000 \pm 1000) K$ para los meteoros con $v < 20 km/s$ y $T = (14500 \pm 1000) K$ en el caso de aquellos con $v \sim 70 km/s$. Ambas componentes representan dos zonas en distintas posiciones respecto del meteoróide, y aparentemente están separadas, sin zonas de temperatura intermedia [Jenniskens, 2007]. La intensidad de dicha componente secundaria es fuertemente dependiente de la velocidad de la partícula. En este segundo espectro, las líneas observadas son pocas, pero de cierto interés, como las H y K del CaII, la dos líneas conocidas de SiII en 6347 Å y 6371 Å, $H\alpha$ y tres líneas de FeII.

Los meteoros son fenómenos de corta duración, gran velocidad e imprevisibles. Por eso siempre se ha usado la espectroscopía sin rendija. Hasta finales del siglo XX la mayor parte de los estudios se hacían sobre emulsión fotográfica, si bien en las últimas décadas se han imponiendo los sistemas de vídeo, y recientemente los CCDs de alta velocidad de lectura.

La clasificación espectroscópica [Millman & McKinley, 1963] se basa en la intensidad de diferentes líneas y diferencia en 4 tipos diferentes:

- Tipo Y: las líneas H y K del CaII son las líneas más brillantes
- Tipo X: las líneas D del NaI, o MgI en 518nm son las más intensas
- Tipo Z: Las líneas de FeI o de CrI son las más intensas
- Tipo W: Aquellos que no están englobados en los tipos Y, X, Z.

Posteriormente se demostró que esta clasificación está principalmente relacionada con la velocidad de los meteoros: X ($\sim 15-20$ km/s), Z (~ 30 km/s) e Y (~ 60 km/s), en función de la intensidad de la segunda componente. Y los espectros de tipo W se relacionan con meteoroides de una composición inusual.

4.4. Análisis de espectros UCM

Una de las cámaras del nodo UCM, dentro de la red SPMN está equipada con una red de transmisión de 750 líneas/mm. Los eventos detectados con brillo suficiente como para observar los órdenes 1 y 2 espectroscópicos son abundantes. Estos bólidos pueden ilustrar este trabajo.



Figura 3: Ejemplo de bólido registrado por una de las estaciones UCM. Es suficientemente brillante como para poder registrarse los órdenes +1 y -1.

Aunque este trabajo no se centra en la espectroscopía de meteoros, se han calibrado algunos de ellos usando lámparas de sodio y mercurio, identificándose algunas líneas meteóricas. Se ha observado una relación casi lineal entre posición y longitud de onda, con ligeras variaciones a lo largo del campo debido a las aberraciones de la óptica.



Figura 4: Segundo ejemplo de bólido registrado por una de las estaciones UCM. Nótese la dificultad intrínseca de registrar un espectro cuando el objeto puede aparecer en cualquier zona del campo.

5. Detección de bólidos y meteoros

La detección de bólidos y meteoros depende del equipo junto con el entorno. Ambos son analizados para optimizar el proceso. El conjunto de óptica, cámara y orientación determinan las condiciones geométricas de la detección. Estudiamos esta cuestión determinando el *área reducida*, que es proporcional al número de meteoros detectados.

Además podemos mejorar la relación del dispositivo con respecto a su entorno. La calidad de la detección del meteoro se mide con la relación señal-ruido (RSR), que está a su vez íntimamente relacionada con el contraste entre la intensidad del evento y el brillo de fondo de cielo. En el entorno urbano donde se encuentra la Estación UCM la contaminación lumínica produce un fondo de cielo elevado. Se propone el uso de la espectroscopía de banda estrecha como método para aumentar la RSR y analizar científicamente el fenómeno.

5.1. Efectividad: determinación del área reducida

En general, las ciencias observacionales se ven obligadas a llegar a un compromiso entre un gran campo o una gran profundidad. En el caso de los bólidos, dada su definición, la magnitud más débil detectable no es un problema. Sin embargo entran en juego factores geométricos relacionados.

Podemos tomar una capa atmosférica a 90 *km* como analogía de detector. Dicha capa es en la que observamos los meteoros. Es obvio que cuanto más próximo esté el campo de visión al horizonte, mayor será el área atmosférica de detección y por tanto mayor el número de detecciones. Sin embargo, hay que tener en cuenta el efecto de la distancia (que hace disminuir el brillo con su cuadrado) y el efecto de la extinción, bastante notable por debajo de $h = 30^\circ$. Por eso la efectividad del montaje experimental se mide como *Área reducida*: el área equivalente (medida en el cenit, a 100 *km* de distancia) que da lugar al mismo número de detecciones.

Este tratamiento ha sido ya realizado por muchos autores, sin embargo añadimos una variable importante en el Observatorio UCM: la contaminación lumínica. Partimos de la fórmula habitual (el método y software empleados están descritos en los IMC Proceedings 2011 [Ocaña et al., 2011a], desarrollado por el autor bajo la supervisión de McAuliffe & Koschny en un *traineeship* en la Agencia Espacial Europea).

$$A_{red} = \sum_i A_i \cdot r^{5 \log \frac{H}{d_i} - \varepsilon_i} \quad (15)$$

donde se habla de área reducida o equivalente A_{red} que es la suma de elementos de área A_i que son corregidas por el hecho de no encontrarse justo en el cénit, donde su distancia d_i es igual a la altura H (en km). La corrección se realiza según la relación poblacional r , el orden de la potencia de la distribución en masa de las partículas, siendo menor en número las de mayor masa. A esto se añade el efecto de la extinción atmosférica en cada dirección individual ε_i .

Todo el exponente de la relación poblacional está en magnitudes, por lo que a esta expresión le podemos añadir un término de variación de la magnitud límite con la altura.

$$A_{red} = \sum_i A_i \cdot r^{5 \log \frac{H}{d_i} - \varepsilon_i - \delta_i} \quad (16)$$

Para ellos hemos transformado el brillo de fondo de cielo (FC, en $mag/arcsec^2$) a magnitud visual límite (vlm) según la fórmula de [Schaefer, 1990]:

$$vlm = 7,93 - 5 \log \left(1 + 10^{(4,316 - [FC/5])} \right) \quad (17)$$

Como fuente usamos los datos del mapa de brillo del Trabajo Académicamente Dirigido de Pablo Cepero (<http://eprints.ucm.es/12288/>). Comprobamos como se ajusta bien una variación logarítmica de la magnitud con h , o lo que es lo mismo, lineal en el flujo $F = \gamma \cdot h + F_0$. Este coeficiente de variación con la altura γ es propio de cada observatorio o incluso de cada dirección, sin embargo permite añadir este factor de una manera elegante para su cálculo automático. En nuestro caso evaluamos γ para el observatorio UCM:

$$\gamma = (122000 \pm 1600) \text{cuentas}/^\circ \quad (18)$$

$$F_0 = 2,5 \cdot \log[FC(0^\circ)] = (1202300 \pm 1100) \text{cuentas} \quad (19)$$

Podemos ir evaluando la altura, siendo menor h es de esperar que el A_{red} vaya creciendo hasta un punto donde la extinción y la distancia superen el efecto de la proyección geométrica. Esto hace que habitualmente para observar el mayor número de bólidos, las cámaras se apunten hacia el horizonte.

Pero la contaminación lumínica aumenta rápidamente al aproximarse al horizonte. Por lo que hemos evaluado numéricamente ambos efectos para ver el comportamiento real para cuatro situaciones, a) sin contaminación lumínica, sólo extinción y b) con contaminación lumínica para tres valores distintos de relación poblacional $r = 1,5$; $r = 2$; $r = 3$.

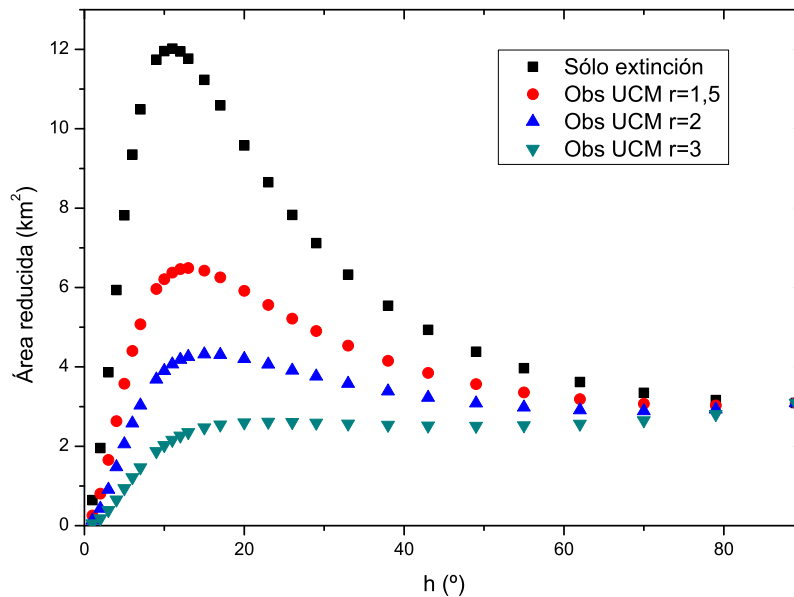


Figura 5: Cálculo del área reducida en función de la altura. Los casos Obs UCM incluyen extinción y contaminación lumínica.

La simulación emplea una cámara con un campo de 1 grado cuadrado. Este campo equivale a 12 km^2 en el mejor de los casos, que es sin presencia de contaminación lumínica, y a 12^0 de altura. A 90^0 , la cámara cubre un área de $3,75 \text{ km}^2$, por lo que geoméricamente podemos aumentar las detecciones en un factor $\sim 3\times$.

Podemos concluir que la contaminación lumínica afecta mucho, especialmente cuando nos aproximamos al horizonte donde teóricamente es la mejor cobertura. Y la zona de mayor eficiencia es más pronunciada para bólidos (habitualmente $r=1,5$), mientras que para las corrientes meteóricas con una distribución en masa más favorable a los elementos más pequeños ($r=3$) es más difícil optimizar la detección. Además cuanto mayor es la contaminación lumínica, más se eleva la altura de apuntado óptimo, y obviamente menor es la eficiencia de detección.

5.2. Mejora del contraste

La instrumentación actual de la Estación de Detección de Bólidos y Meteoros de la UCM tiene un rango dinámico de 8 bits ², equivalente a 6 magnitudes o 48 dB. Sin embargo la contaminación lumínica hace más pequeño este rango, reduciendo el contraste y dificultando la detección de los meteoros más débiles. Por otro lado, el brillo de los bólidos satura el detector imposibilitando una fotometría de precisión.

Habitualmente el fondo del cielo en nuestras cámaras vale hasta 100 cuentas. Esto es equivalente a una reducción a 7 bits, lo que limita el rango dinámico a 5,3 magnitudes o 42 dB). Existen cámaras de características similares ³ en sensibilidad y velocidad de lectura, pero con mayor rango dinámico, ideales para cubrir toda la curva de brillo de un bólido.

Dado que los meteoros presentan espectros con líneas de emisión, mientras que el cielo presenta un espectro más plano (y/o con líneas de emisión distintas) el uso de filtros permite aumentar el contraste si se reduce el fondo de cielo en mayor medida que el flujo procedente del meteorito; y permite obtener información de la composición química de los bólidos. Este trabajo se centra en esta técnica de fotometría en banda estrecha. En la sección 7 lo evaluamos numéricamente y probamos esta hipótesis acerca de la mejora la detección.

²El fabricante, Watec, da un rango de 50 dB para el modelo que usamos, 902 H2 Ultimate. Es el conversor ADC de 8 bits de la digitalizadora el limitante en este aspecto.

³Watec 1000NTSC tiene 100dB de rango dinámico, que usando un ADC de 16 bits dota al sistema de un rango dinámico de 12 magnitudes. Tal sistema permitiría hacer fotometría de precisión de bólidos hasta magnitud -7, cuando actualmente los objetos en magnitud negativa están saturados.

6. Fotometría de banda estrecha de meteoros

La fotometría de banda estrecha/media es una técnica ampliamente utilizada en otros campos astrofísicos. El uso de filtros interferenciales está muy extendido.

Su diseño como pequeños Fabry-Perot hacen que sean accesibles a través de las grandes fabricantes de materiales ópticos. Esto nos ha permitido diseñar un prototipo y hacer algunas medidas experimentales sobre la teoría que desarrollamos a continuación.

Proponemos un sistema fotométrico de banda estrecha para meteoros, con un resolución equivalente $R \sim 50$.

6.1. Casos científicos

En la actualidad, menos de 10 grupos de investigación se encuentran trabajando en este campo. Debido a la necesidad de eventos muy brillantes impuesto por la técnica espectroscópica, las campañas de observación se limitan a grandes lluvias o tormentas de meteoros. Además el análisis espectroscópico requiere mucho tiempo. Por ello, esta espectroscopía de baja resolución se puede considerar una técnica muy útil para explotar este nicho científico desde una estación como la nuestra. Se listan a continuación algunos de los casos científicos generales accesibles:

- Cocientes de interés cosmoquímico.
- Abundancia del sodio como indicador de la edad del meteoroido.
- Clasificación espectral del meteoro. Relación con muestras meteoríticas.
- Ablación diferencial.
- Cociente entre componentes fría y caliente.
- Estudio de metales en la alta atmósfera.
- Espectroscopía de bólidos con caída meteorítica asociada (marco red SPMN).
- Doble estación: información conjunta de la trayectoria, la órbita y la composición [Trigo-Rodríguez et al., 2007]

6.1.1. Selección de bandas e índices de color

Basándonos en el estudio teórico del uso de filtros interferenciales banda estrecha podemos analizar su uso a nivel científico. Proponemos el uso de filtros con $\text{FWHM} \sim 10 \text{ nm}$, capaces de separar líneas/multipletes de interés, y de medir el continuo, y la intensidad de las bandas de FeO y de N_2^+ . Los cálculos teóricos, y los resultados experimentales de la próximas secciones (7 y 8) sugieren una magnitud límite en torno a -2 con nuestro equipo.

El uso en cielos de calidad astronómica de cámaras profesionales, ayudado por intensificadores de imagen, puede llevar ese límite hasta magnitud +2/+3. Esto, junto con la enorme posibilidad de automatización del medio, podría multiplicar el número de meteoros con información espectroscópica en un corto plazo de tiempo.

Para la elección de las bandas se ha establecido una serie de criterios científicos, de acuerdo a los casos de interés, y observacionales:

- El sistema ha de tener medidas de la emisión como cuerpo negro, aunque esta no se detecta en muchos casos.
- El sistema fotométrico ha de medir el mayor número de elementos posibles, al menos Ca, Cr, Fe, Mg, Mn, N, Na y Si. Son los elementos más abundantes en el Sistema Solar de los que se encuentran en meteoros.
- Es habitual referir las abundancias a la del Fe. Por ello se ha de determinar bien la densidad de columna de este elemento, usando preferentemente varios filtros.
- Son de especial interés líneas relacionadas con el inicio del proceso de ablación ($H\alpha$, línea D de NaI, etc.)
- Han de cubrirse las líneas de ambos componentes, fría y caliente
- Se limita al rango visible, entre H,K del CaII y 800 nm. Este es un límite impuesto por el uso de ópticas y de la eficiencia cuántica de las CCDs de lectura rápida comerciales.⁴
- Dado que muchas líneas se encuentran mezcladas, se ha de intentar observar sólo multipletes

⁴Existen trabajos de espectroscopía UV [Abe et al., 2007] [Jenniskens et al., 2002] e IR cercano [Taylor et al., 2007], si bien se necesitan condiciones e instrumentación muy exigentes

- El ancho de banda no ha de fijarse en 10 nm (aunque comercialmente sea más estándar), pudiéndose elegir mantener la resolución a lo largo del espectro, o bien reducir el ancho para evitar contribuciones de líneas de distintos elementos. Para conjuntos de líneas más débiles puede aumentarse el ancho.
- Es de especial interés el poder cubrir líneas procedentes de distintos niveles de excitación de un mismo elemento.
- El número de bandas será proporcional al coste del sistema. Este número será alto debido a la complejidad del espectro de emisión del meteoro y se cubrirán al menos las líneas de interés cosmoquímico.

El resultado de cruzar estos requisitos con la tablas de líneas publicadas por Borovicka y Jenninskens [Borovicka, 1994b], [Jenninskens, 2007] (ver Apéndice B) se recoge en la tabla 1 y la gráfica 6.

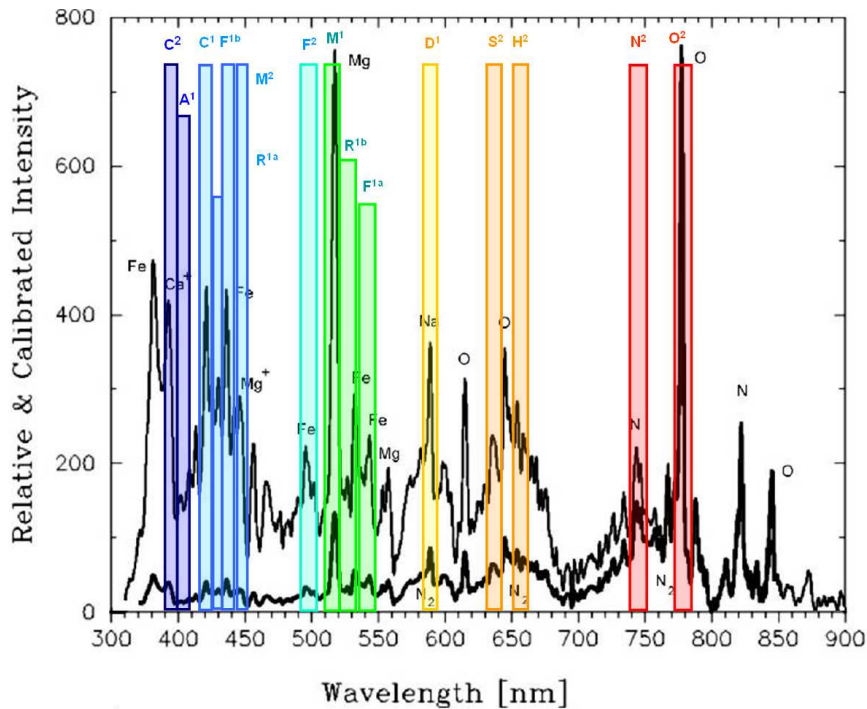


Figura 6: Se muestran bandas fotométricas del sistema propuesto representadas sobre el espectro típico de un bólido rápido. Nótese la presencia de la componente secundaria, con líneas en todos los filtros con superíndice 2. El espectro procede de [Abe et al., 2000], siendo la línea fina el flujo calibrado, y la gruesa el flujo detectado (con nuestra CCD sería similar).

Filtro	Características				Comentarios
	$\lambda_{central}$ (nm)	Ancho (nm)	1 ^a Componente	2 ^a Componente	
C^2	395,0	7	CaII(1) y otras débiles	CaII(1)	
A^1	403,0	8	MnI(2)+FeI(43)		
C^1	420,5	8	CaI(2)+FeI(varios)		
R^{1a}	427,0	5	CrI(1)+FeI(152)		Banda estrecha para evitar líneas próximas
F^{1b}	437,0	11	FeI(2)+FeI(41)		
M^2	448,0	8		MgII(4)	
F^2	497,0	12	FeI(318)	FeII(42)	
M^1	515,0	9	MgI(2)+FeI(37)+CrI(7)		
R^{1b}	524,5	10	CrI(18)+FeI(varios)		
F^{1a}	541,5	10	FeI(15)		
D^1	589,5	10	NaI(1)		Línea D del NaI
S^2	636,0	12		SiII(2)	
H^2	657,0	12		HI(1)	Línea $H\alpha$
N^2	744,0	16		NI(3)	
O^2	777,0	15		OI(1)	
B^b	475,0	8			componente 'Black body' zona azul
B^{FeO}	580,0	10			máximo bandas FeO (ν', ν'') = (7, 3); (6, 2)
B^r	605,0	12			banda N_2^+ , FeO en la zona roja
B^m	700,0	15			máximo 'Black body'

Tabla 1: Bandas del sistema fotométrico propuesto. Se separan entre 1^a y 2^a componente. Están ordenados por longitud de onda, con las bandas sin líneas de emisión, y con bandas moleculares al final. Los filtros toman el nombre de la inicial del elemento y llevan como superíndice la componente: **C**a, **M**anganeso, **C**r, **F**e, **M**g, línea **D** del Na, **S**i, **H**, **N**i, **O**.

Esto nos permite definir distintos índices de color que caractericen los espectros meteóricos, e.g.: $C-N < 0$: espectro tipo Y ; $C-N > 0$: espectro tipo X.

Aunque estos índices de color necesitan de más trabajo para definir los *ceros* fotométricos y medir los flujos absolutos en cada banda.

Pero se pueden hacer diagramas color-color que permita la clasificación, con resultados similares a los obtenidos con técnica espectroscópica:

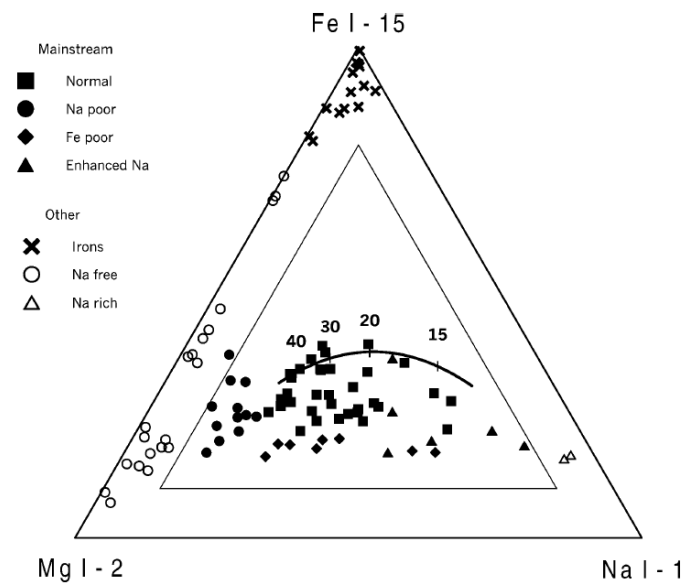


Figura 7: Diagrama que muestra las intensidades relativas de los multipletes MgI(2), NaI(1) y FeI(15) para 96 espectros de meteoros. Es un diagrama de clasificación espectral para meteoros débiles, donde las diferentes clases se distinguen con diferentes símbolos. [Borovička et al., 2005].

6.2. Casos científicos accesibles a este sistema

Estos 19 filtros cubren prácticamente todo el espectro de emisión del meteoro, similar a cómo lo haría un espectroscopio con $R \sim 50$. Sin embargo, como cada uno de ellos observa elementos distintos, podemos hacer uso de un número menor de filtros. Describimos los casos científicos apropiados para cada filtro, siendo imprescindible la determinación precisa de N_{Fe} , pues recordemos que las abundancias son cocientes respecto al Fe.

6.2.1. Filtros F^{1a} , F^{1b} , F^2

Son 3 filtros que cubren líneas de FeI en exclusiva, salvo aquel sobre líneas de la segunda componente F^2 que contiene algún otro elemento. Con los 3 podemos determinar sin problema N_{Fe} .

Su interés científico es alto por la existencia probable de meteoroides metálicos de donde proceden los meteoritos metálicos, compuestos casi por completo de Fe y Ni [Borovička et al., 2005].

6.2.2. Filtros B^b , B^{FeO} , B^r , B^m

Estos 4 filtros están seleccionados en intervalos espectrales donde no hay líneas de emisión meteórica o su intensidad es muy baja. Su función es determinar el nivel de continuo como cuerpo negro, aunque generalmente no se observa [Borovička, 1993]. En aquellos casos donde se ha logrado medir, se ha observado a un nivel de intensidad similar la banda molecular del FeO y N_2^+ [Jenniskens et al., 2000b].

Su situación a lo largo del espectro y en su máximo B^m permiten calcular la emisión como cuerpo negro, y de las bandas moleculares. En el caso de observarse, permiten calcular la EW (anchura equivalente) de las líneas de emisión.

B^b se encuentra en la ventana entre 470 y 480 nm. B^{FeO} recoge el máximo de emisión de la banda molecular FeO y B^r uno de los mínimos de esa banda de FeO que permite medir mejor la emisión del N_2^+ [Jehin et al., 2007], [Jenniskens, 2007], en concreto las bandas $(\nu', \nu'') = (7, 3); (6, 2)$.

B^m ha sido elegido en la ventana libre de líneas de emisión más próxima al máximo de un cuerpo con $T = (4300 \pm 300) K$ en $\lambda = (675 \pm 50) nm$.

La componente secundaria tiene una temperatura $T = (10000 \pm 1000) K$ [Borovička, 1994b] y su máximo está en el UV, fuera del rango de este sistema.

6.2.3. Filtro D^1

La línea D del NaI es una de las más intensas en casi todos los espectros meteóricos. Es un elemento muy volátil, lo que permite estudiar la distancia de formación del cuerpo progenitor en el Sistema Solar. Además es uno de los

elementos que a mayor altura se hacen visibles, debido a un proceso conocido como *ablación diferencial* [Pellinen-Wannberg et al., 2004].

El sodio es también un indicador de edad de los meteoroides, pues se pierde gradualmente en sucesivas órbitas por procesos térmicos o rayos cósmicos. Esto permite datar diferentes corrientes de meteoroides, o distintas poblaciones dentro de una misma corriente [Borovička et al., 2005]. Además permite distinguir entre meteoroides de origen asteroidal, y los cometarios que presentan sobreabundancia de sodio [Trigo-Rodríguez & Llorca, 2007] (véase figura 7).

6.2.4. Filtro H^2

La línea $H\alpha$ es una línea proveniente de la componente caliente del espectro. Su presencia se relaciona directamente con la disociación del H_2O en los primeros momentos de la ablación. La determinación de su abundancia es por tanto de máximo interés en el campo de la exobiología [Pellinen-Wannberg et al., 2004].

6.2.5. Filtro A^1

Este filtro cubre una de las pocas líneas intensas del MnI. Dentro de su ancho de 8nm, se encuentra también una línea de FeI. Sin embargo, se puede determinar bien N_{Fe} al estar referido a N_{Fe} . La abundancia del Mn es en ocasiones más alta que la media del Sistema Solar, aunque esto se achaca a las diferentes eficiencias del proceso de ablación [Jenniskens, 2007], que se han demostrado con ablación laser sobre meteoritos [Hawkes et al., 2008].

6.2.6. Filtros C^1 , C^2

Las líneas de Ca se encuentran presentes en la componente principal y secundaria [Kasuga et al., 2007]; y esta neutro y una vez ionizado. Estos dos filtros nos permiten determinar su abundancia y grado de ionización.

Es un elemento refractario con baja eficiencia de ablación y prueba también la ablación diferencial [Borovicka, 1994b].

6.2.7. Filtros R^{1a} , R^{1b}

El Cr es uno de los metales con emisión en líneas en el visible. En ambos filtros estas líneas de CrI aparecen junto a algunas de FeI. Esto no es un problema para calcular N_{Cr} conocidos los flujos en los filtros de Fe, como hemos visto en la Sección 6.2.5.

Las tres líneas de CrI observables a través de R^{1a} son resonantes (tienen una energía $E_1 = 0,00 eV$). Esto significa que su profundidad óptica es prácticamente independiente de la temperatura, y depende exclusivamente de N_{Cr} .

6.2.8. Filtros M^1 , M^2

Las líneas de Mg aparecen en la componente normal y caliente. Cada filtro observa un estado de ionización MgI y MgII. En el caso de M^1 recoge el flujo también de líneas de FeI y CrI. Para medir la abundancia de Cr necesitaremos haber medido y calculado las abundancias de Fe y Cr.

6.2.9. Filtros S^2 , O^2 , N^2

Estos filtros cubren los multipletes de SiII, OI y NI de la componente caliente. Por tanto permiten calcular las abundancias de estos elementos y la temperatura de esta componente secundaria. Tienen las energías de excitación más altas $E_i > 8 eV$ del espectro meteórico, junto a la $H\alpha$. Las líneas de MgII y SiII tienen potencial de excitación similares, por lo que su ratio con la intensidad de las líneas de FeII permite determinar la temperatura [Borovicka, 1994b]. Además los potenciales de ionización de Mg, Si, Fe son similares, por lo que el ratio de abundancias MgII/SiII/FeII es próximo a Mg/Si/Fe y no es necesario corregir el efecto de la ionización.

Pese a que el aire representa el 95 % de las partículas del plasma, las líneas de OI y NI son las únicas líneas que se pueden relacionar con la atmósfera [Borovicka, 1994b].

6.3. Fotometría de banda estrecha vs. Espectroscopía

La espectroscopía de meteoros hasta finales del siglo XX estuvo basada en la fotografía, utilizando como elemento dispersor un prisma o una red de difracción transmisiva. Pero en los últimos 15 años las técnicas CCD y vídeo han permitido aumentar la resolución temporal sacrificando ligeramente la resolución espacial y el rango dinámico. El resultado es una mejora radical en la precisión de la fotometría y cierta automatización del análisis.

Sin embargo, la espectroscopía sin rendija en meteoros adolece de dos grandes inconvenientes. La primera es la gran pérdida de fotones en los otros órdenes distintos al observado, unido a la dificultad de los órdenes superpuestos y la enorme diferencia de rendimiento en el rango observado (habitualmente transmitancias que varían entre 30 % y 80 % en el rango visible).

La segunda, y no menos importante, es la dificultad del procesado y análisis de los espectros. No es extraño encontrar trabajos en la literatura basados en unos pocos eventos, o incluso en uno solo.

La fotometría de banda estrecha permite superar estas dos barreras y desarrollar un procedimiento muy potente. Los filtros interferométricos de más baja gama tienen transmitancias superiores al 40 %. Además cada sistema cámara+filtro se puede ajustar con distintos parámetros, mejorando el rango dinámico global (pues hay una gran diferencia de intensidad entre líneas).

Y sobretodo, la fotometría sería completamente automática, permitiendo procesar y analizar los eventos cada noche (actualmente son varios los grupos con la fotometría automatizada [Weryk et al., 2008]).

La gran desventaja del sistema es la necesidad de tener tantas cámaras como bandas. Sin embargo los precios actuales son inferiores a 400€ por equipo y los resultados serían mucho mejores, y mayores en número, que con la técnica espectroscópica. Sistemas similares con múltiples cámaras ya están en uso para otros fines:



Figura 8: California AllSky Meteor Surveillance (CAMS), es un sistema que consta de una veintena de cámaras para registrar todo el cielo en muy alta resolución. ([SETI Institute et al.,]) Las cámaras y el procesamiento son muy similares a la Estación de Bólidos y Meteoros de la UCM, lo que prueba que el sistema es escalable, y se pueden tener 20 cámaras en paralelo.

Las bandas aquí propuestas, en torno a FWHM 10nm, equivalen a una resolución $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$ entre 80 y 40 en la banda visible.

6.4. Antecedentes

Sólo existe un precedente en la fotometría de banda estrecha: es el sistema ALIS diseñado para la observación de gran campo de la emisión auroral. A este equipo se le añadieron dos filtros de interés meteórico: NaI 589 nm (FWHM 20 nm) y FeI+MgI 423 nm (FWHM 28nm)[Brändström et al., 2001]. El montaje es similar al desarrollado por nosotros, aunque no está pensado ni optimizado para meteoros. Sin embargo han obtenido buenos resultados con grandes bólidos durante las tormentas de las Leónidas, detectando emisiones de H_2O^+ y $H_{\alpha,\beta,\gamma}$ [Pellinen-Wannberg et al., 2004].

Otros investigadores han empleado filtros de banda estrecha para hacer imágenes de alta resolución, buscando estructuras visibles en determinadas líneas de emisión, e.g.: MgI 518 nm FWHM~ 10 nm [Taylor et al., 2000], pero sin pretensiones de medida de flujo.

7. Desarrollo teórico: simulación

La fotometría de banda estrecha nos permite mejorar la detección de objetos como meteoros que tienen un espectro de emisión frente al fondo de cielo que tienen una gran componente continua. Sin embargo es de esperar que exista un límite donde el filtro sea demasiado estrecho y el flujo del objeto a detectar quede enmascarado con el ruido propio del sistema de detección.

Por tanto este trabajo se basa en el desarrollo de una *pipeline* virtual⁵. El simulador crea una imagen, y después la procesa, permitiendo comparar el resultado de imágenes creadas según distintos espectros o filtros.

7.1. Software, método, cálculo: Pipeline virtual

La pipeline virtual permite simular el uso de filtros en el sistema. De manera automática el software desarrollado permite calcular el flujo del objeto y del cielo bajo la acción de un determinado filtro. La imagen resultante incorpora además bias, dark y ruido poissoniano esperado.⁶

La automatización de este proceso permite simular el efecto del uso de distintos filtros, variando su ancho, su longitud de onda central, etc. Y también modificando las condiciones observacionales como la intensidad del cielo, la intensidad del objeto, la ganancia de la cámara, etc.

Como input de este sencillo programa se han utilizado espectros procedentes de la bibliografía. Para el caso del meteoro se ha utilizado los de [?] y [Jenniskens, 2007].

Para el cielo el escogido ha sido el del Observatorio Lick. Observatorio de referencia que tras el boom tecnológico se ha visto inmerso dentro de la contaminación lumínica de Silicon Valley [Osterbrock & Martel, 1992] [Jenniskens et al., 2000b]. Ambos han sido convolucionados con la curva de eficiencia cuántica QE de la CCD que usamos.

⁵una *pipeline* (o datoducto) reduce una observación siguiendo una receta o serie de pasos, en nuestro caso: calibra, mide objeto, mide cielo, y da los productos deseados, como la SNR

⁶El código comentado se encuentra en el apéndice A.

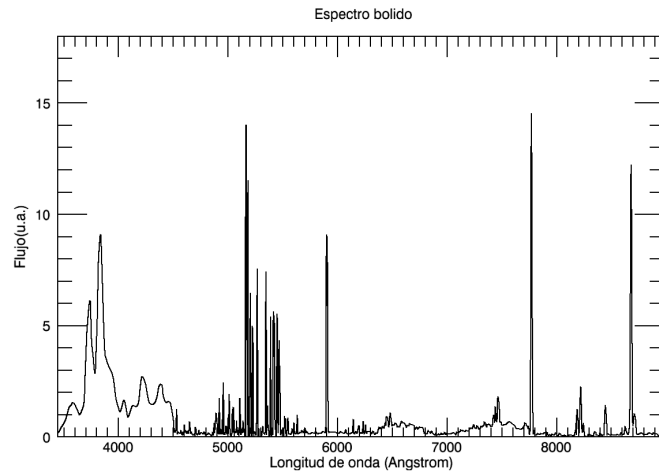


Figura 9: Espectro del bolido usado en nuestros cálculo, ya convolucionado con la función de eficiencia cuántica de la CCD usada. Se observa una fuerte componente secundaria, por lo que su velocidad era elevada. Se ha elegido porque muestra líneas correspondientes con una composición típica.

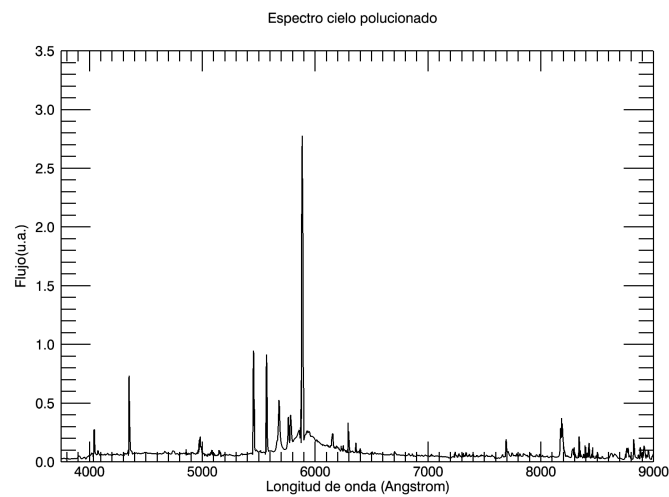


Figura 10: Espectro del cielo usado en nuestros cálculo, ya convolucionado con la función de eficiencia cuántica de la CCD usada. Muestra una gran contribución de la línea D del sodio, pero también otras, y cierta componente continua. Se ha elegido porque el Observatorio Lick sufre una gran contaminación lumínica como el Observatorio UCM.

La idea básica es simular la observación con filtro y así comparar con nuestros resultados experimentales:

$$F_{sky} = \int_{365 \text{ nm}}^{900 \text{ nm}} F_{sky,\lambda} d\lambda \quad (20)$$

$$F_{obj} = \int_{365 \text{ nm}}^{900 \text{ nm}} F_{obj,\lambda} d\lambda \quad (21)$$

siendo 365 y 900 nm son los límites inferior y superior del rango de detección impuesto por la QE de la CCD.

Calculados los flujos en unidades arbitrarias, podemos relacionarlas usando las magnitudes conocidas de cada uno en nuestro instrumentos (empleamos 100 ADU/píxel para el cielo y definimos el objeto como una gaussiana de máximo $pico_{obj} = 50$). Luego para cada filtro con $ancho = \lambda_2 - \lambda_1$, calculamos la intensidad del cielo y el objeto.

$$F_{sky} = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{sky,\lambda} d\lambda \quad (22)$$

$$F_{obj} = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{obj,\lambda} d\lambda \quad (23)$$

Simulamos la imagen (añadiendo ruido, perfil gaussiano con FWHM) y hacemos fotometría sobre ella del objeto y el cielo. Con los flujos obtenidos, F_{sky} , F_{obj} analizamos la relación señal-ruido RSR (también llamado SNR , *signal-to-noise ratio*) [Pascual et al., 2007]:

$$SNR = \frac{N_o}{\sqrt{\frac{1}{g}(N_o + A \cdot n_s) + A \frac{R^2}{g^2}}} \quad (24)$$

donde $N_o = F_{obj}$, la señal total de la fuente en ADUs; $N_s = F_{sky}$ es la señal del cielo por píxel; A es el área de la apertura fotométrica en $pixeles^2$; R^2 es el ruido de lectura en ADUs; y g es la ganancia, en nuestro caso la unidad.



Figura 11: Ejemplo de imagen simulada para la una línea con emisión intensa por parte del bólido, y reducida por el cielo. El resultado es una alta SNR, como se puede apreciar, y por tanto una muy alta probabilidad de detección.

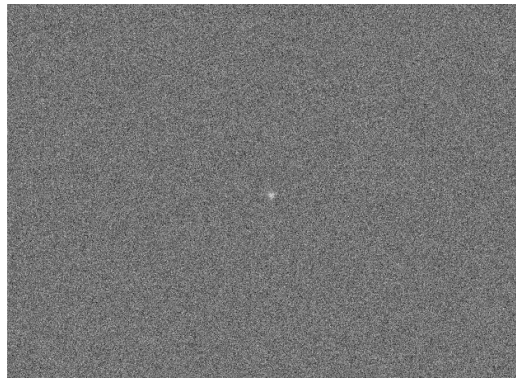


Figura 12: Ejemplo de imagen simulada para la una línea con poca emisión por parte del bólido, y muy elevada por el cielo. El resultado es una baja SNR, lo que equivale a una menor probabilidad de detección.

7.2. Análisis filtros: anchos y SNR

Para el objetivo de este trabajo, y dado la técnica con filtros estrechos elegida, es necesario hacer un análisis en busca del filtro óptimo. La búsqueda de éste se ha hecho bajo la maximización de la relación señal ruido (RSR o SNR). Este parámetro nos indica cuál es la relación entre la señal procedente del objeto y el nivel de ruido, por lo que la probabilidad de detección y la calidad de la fotometría son directamente proporcionales a la RSR.

En la búsqueda de los máximos de la RSR (superior al valor inicial sin filtro) los parámetros variables de los filtros han sido el ancho y la longitud de onda central.⁷

El ancho se ha recorrido desde un máximo de 400nm, el equivalente a la ausencia de filtro (de 400-800nm), hasta el ancho de las líneas (propio de la resolución del espectro original procedente de la literatura). Para un objeto con líneas de emisión era esperable un aumento de la RSR debido a la disminución del fondo, hasta que se invierte la tendencia debido a la disminución de flujo del objeto hasta niveles próximos al ruido. Nuestras simulaciones confirman esta hipótesis como podemos ver en las figuras 15, 17, 18.

Efectivamente observamos como el flujo detectado mejora usando filtros como las líneas de emisión. Para ello recorreremos el espectro de emisión con un filtro de 10 nm. (ver figura 13).

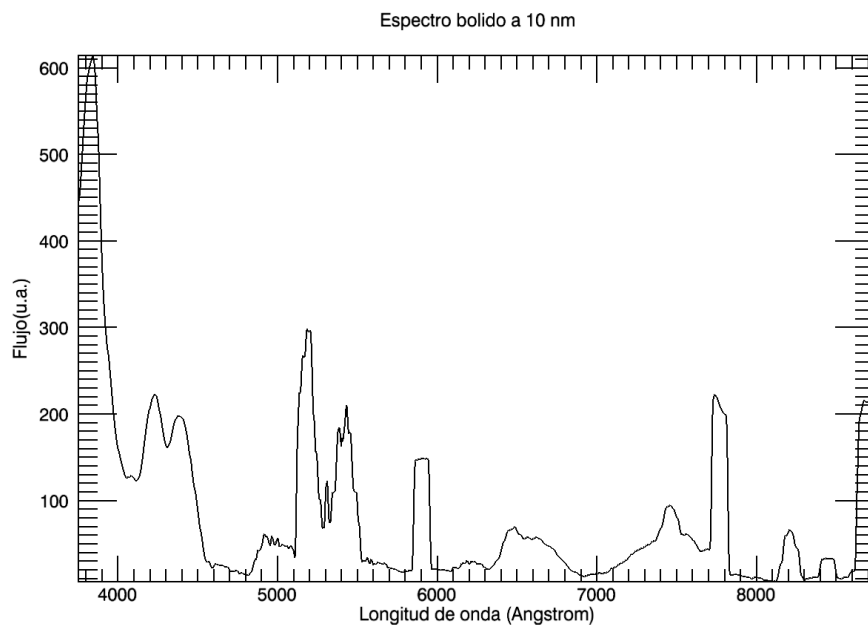


Figura 13: Flujo en u.a. para filtros de 10nm en función de la longitud de onda central. Equivale a hacer un promediado o filtro pasa baja sobre el espectro original, i.e., reducir la resolución.

⁷En las gráficas la longitud de onda se encuentra en Angstroms . Esto se ha hecho así por encontrarse en esta unidad el espectro de la literatura que hemos utilizado

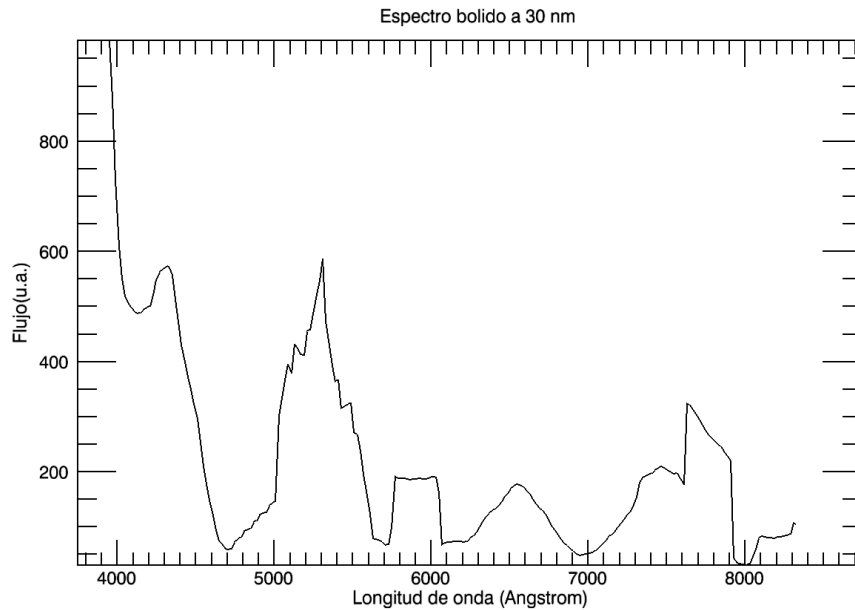


Figura 14: Flujo en u.a. para filtros de 30nm en función de la longitud de onda central. Se observan menos picos debido a la menor resolución.

Sin embargo cuando lo recorremos con un filtro de 30nm, se observan menos picos de señal (ver figura 14). Es por esta razón por lo que hemos seleccionado 10 nm , pues es el mejor dentro de los anchos comerciales que podemos encontrar.

Para todo el espectro (de 365 nm a 900 nm, observación sin filtro) con los valores anteriormente mencionados hemos obtenido una SNR:

$$SNR = 33 \quad (25)$$

Comprobamos como son varias las líneas en las que el uso de filtros de 10 nm aumenta la RSR por encima de ese 33, y por tanto podemos optimizar la detección observando en esas bandas (ver figura 15). Además hay muchas otras que tienen valores de SNR similares, donde tendremos también bastante señal. La mayoría coinciden obviamente con bandas del sistema fotométrico propuesto, elegidas por ser líneas intensas.

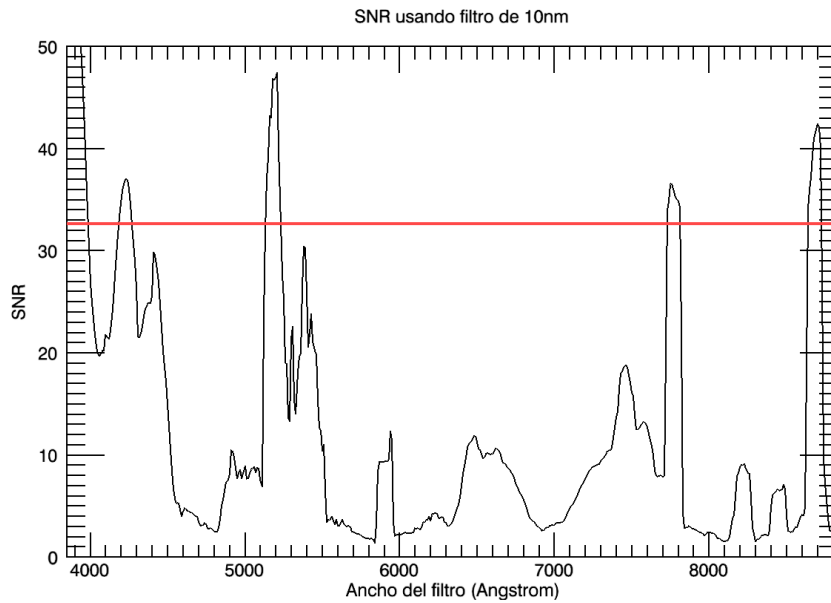


Figura 15: Relación señal ruido para filtros de 10nm en función de la longitud de onda central. Se observan menos picos debido a la menor resolución. La línea roja indica la SNR para el sistema sin filtro, y muestra como se optimiza la detección para algunas longitudes de onda.

Si nos centramos en una línea determinada y variamos el ancho del filtro podemos ver esa variación de SNR. Para una línea ideal con perfil delta, la SNR aumentaría rápidamente al disminuir el ancho (mayor relación entre bólido y fondo). Sin embargo, hemos de tener en cuenta el efecto de que el flujo detectado será cada vez menor y esto hará disminuir la SNR. Por eso se esperan perfiles SNR con un crecimiento rápido en los primeros 5 o 10 nm conforme va entrando toda la línea del bólido, un máximo o ancho óptimo, y luego una disminución lenta al irse incluyendo más flujo del cielo.

En general las líneas tienen una $FWHM < 10 \text{ nm}$. Tienen un perfil de Voigt, con una anchura resultante de la convolución de la anchura natural y la térmica o Doppler (6). Sin embargo, las líneas suelen formar parte de multipletes y 10 nm es un buen valor de compromiso (ejemplo figura 16).

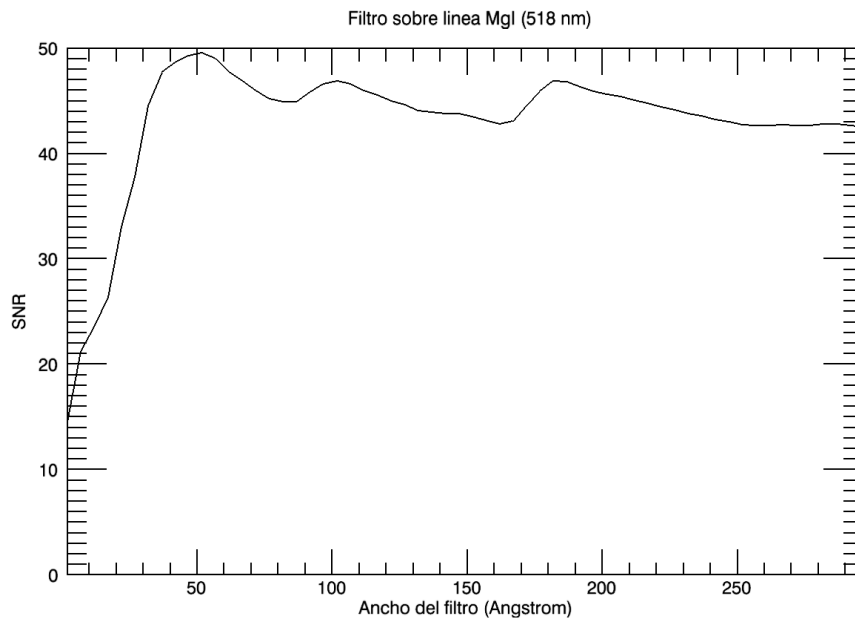


Figura 16: Relación señal ruido para el multiplete de MgI en 518nm en función del ancho del filtro. La variación de la SNR aumenta y disminuye conforme aumenta el ancho del filtro y va incluyendo más líneas del multiplete.

Con ayuda del simulador podemos comprobar el efecto de la contaminación lumínica. En la gráfica 10 podemos ver cómo la mayor parte del cielo proviene de la contribución de la línea D del NaI de las lámparas de sodio de baja presión *LPS (Low Pressure Sodium)*. Comparamos la SNR para dicha línea del sodio, con la de OI (tripleto centrado en $777,5 \text{ nm}$) de similar intensidad pero sin contrapartida en el espectro del cielo (ver figuras 17 y 18). Pese a que ambas tienen intensidades el mismo orden, la SNR es de 50 para el OI y de tan sólo 10 para el NaI.

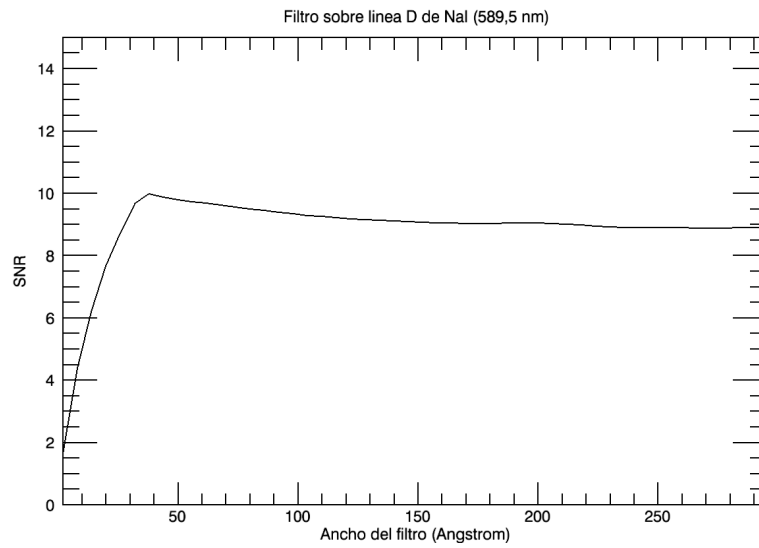


Figura 17: Relación señal ruido para la línea D de NaI en 589nm en función del ancho del filtro.

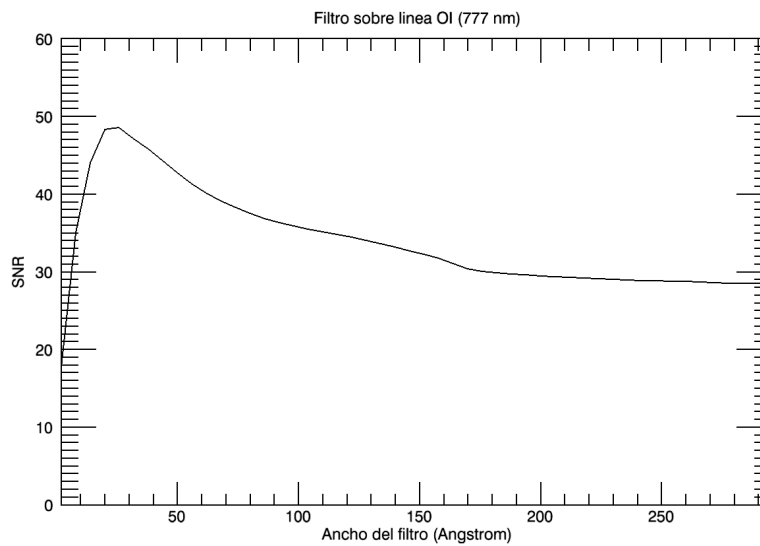


Figura 18: Relación señal ruido para el multiplete de OI en 777nm en función del ancho del filtro.

8. Desarrollo experimental

Para poner a prueba el desarrollo teórico previo, se diseñó un montaje similar al ya existente en la Estación de Bólidos UCM. Se compraron los elementos necesarios y se implementó. Los nuevos instrumentos se instalaron y estuvieron funcionando durante casi dos meses, obteniéndose un evento de interés.

8.1. Diseño y montaje experimento

Tras el diseño de las bandas, se decidió probar la observación en algunas de ellas. Para ello se seleccionaron las bandas con mayor señal, menor contaminación lumínica y con una solución comercial. El resultado fue la selección de los siguientes filtros de Edmund Optics (tabla 8.1).

Ref.	Características			
	λ	ancho	líneas	transmitancia
#65616	394 nm	10 nm	H&K CaII	>0.3
#65623	436 nm	10 nm	FeI(varios)	>0.4
#65638	515 nm	10 nm	MgI(2)+ FeI(37)+ CrI(7)	>0.45
#65647	589 nm	10 nm	D NaI	>0.45

Tabla 2: Características de los filtros de Edmund Optics empleados en el dispositivos experimental.

Dado que las cámaras y las ópticas funcionan con el sistema de montura C, la distancia rosca-plano focal está fija en 18mm. Por tanto, era imposible intercalar un anillo adaptador. Una posible solución era situar el filtro en el eje óptico, antes de la primera lente.

Sin embargo debido a la naturaleza interferométrica del filtro, esto no es posible pues la longitud de onda es muy sensible al ángulo de entrada. Su uso provocaría el desplazamiento de la curva espectral del filtro a lo largo del campo [Baillard et al., 2006].

$$\lambda_{eff} = \lambda_0 \cdot \left(1 - \frac{\beta^2}{4n^2}\right) \quad (26)$$

$$\sin\beta \sim \frac{1}{2N_0} \quad (27)$$

La única solución posible era situar el filtro tras la última lente del objetivo, sobre la CCD. Esto obligaba a aumentar un par de mm la distancia focal, reduciendo el campo disponible y sufriendo cierto viñeteo. Para nuestra óptica a $f/ \sim 2,8$ ($= N_0$) el resultado del desplazamiento del pico de transmisión es del 0,3% (unos 1,6nm para el filtro en 515nm).

El resultado está dentro de las incertidumbres que podemos aceptar para nuestro montaje, aunque un análisis cuantitativo requeriría un diseño con elementos *custom-made*, con un coste mucho mayor.

8.2. Observaciones

Para probar el método y el montaje se dividió la toma de datos en dos campañas:

- 2 cámaras all-sky, filtro MgI (518 nm) + sin filtro (28/04 - 08/05)
- 3 cámaras $60^\circ \times 40^\circ$, filtros MgI (518 nm) + FeI (436 nm) + sin filtro (09/05 - 26/06)

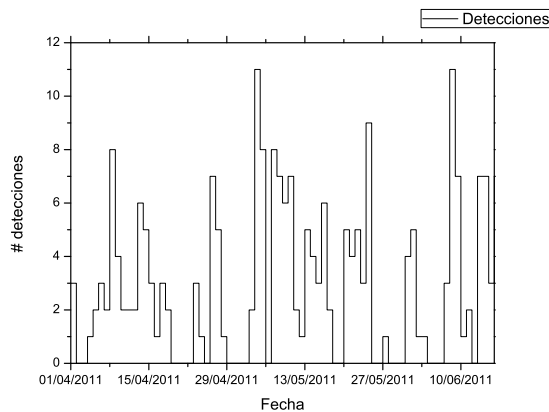


Figura 19: Número de detecciones en dos cámaras de la estación por noche. Las estadísticas de los días despejados muestran una media de 7 meteoros por noche. Se observa como son pocas las noches con número > 6 . Apenas un 10% de las noches estuvo completamente despejado.

De manera que el gran campo de la primera nos aseguraba una detección en un corto plazo, y la segunda campaña nos permitiría observar algún meteoro más débil, con más detalle. Pese a las malas condiciones meteorológicas tras la Semana Santa, gran parte del mes de mayo y la primera mitad de junio, se registró un evento en la primera configuración (véase figura 19).

Para estimar la posibilidad de detección, relacionamos los flujos sin filtro y a través del filtro elegido (515 nm):

$$\alpha = \frac{\int_{365 \text{ nm}}^{900 \text{ nm}} F_{obj,\lambda} d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{obj,\lambda} d\lambda} \quad (28)$$

Dado que ambos flujos dan la misma RSR en el sistema, podemos calcular directamente la nueva magnitud límite de detección (M_{det}):

$$M_{det,515 \text{ nm}} = M_{det,clear} - 2,5 \cdot \log \alpha \quad (29)$$

Para el sistema all-sky se había determinado $M_{det,clear} \sim 0$, por lo que el filtro calculamos $M_{det,515 \text{ nm}} \sim -5$. Las estadísticas de dicha cámara all-sky del Observatorio UCM indican que se registra de media un bólido más brillante que -5 cada semana. Pese al mal tiempo, registramos un evento en un tiempo razonable.

Para el sistema con óptica de 5mm de focal, pese a ser el campo menor $70^\circ \times 53^\circ$, la $M_{det,515 \text{ nm}} \sim -2$ y las estadísticas para cámaras con campo similar indica que se debería registrar también un evento por semana. Sin embargo el mal tiempo no ha permitido registrar ninguno. Si bien el experimento continúa y se espera registrar varios de ellos este verano.

8.3. Análisis y resultados

El análisis fotométrico ha sido muy básico. Debido al montaje experimental esperábamos que no hubiese ninguna estrella para hacer una calibración absoluta. Igualmente para la fotometría relativa el único objeto visible era la Luna, por lo que hemos renunciado a un análisis cuantitativo de los flujos. Es por ello que en análisis fotométrico es muy básico, sin uso de flat o dark, buscando sólo resultados cualitativos que confirmasen que el desarrollo teórico es viable y que nuestro montaje puede servir de prototipo para el diseño de un instrumento profesional.

8.3.1. UCM05052011 - 1^a campaña

UCM05052011 se trata de un bólido perteneciente al enjambre de las Eta Acuáridas con magnitud estimada de -7. Se registró desde varias estaciones SPMN y es un caso que se encuentra bajo estudio para calcular la órbita de este fragmento del cometa Halley.

Hemos medido el flujo del objeto en cada fotograma en las dos cámaras⁸. Se observa como la relación entre ambos α varía con el tiempo. Esto podría ser una muestra de la ablación diferencial del Mg.

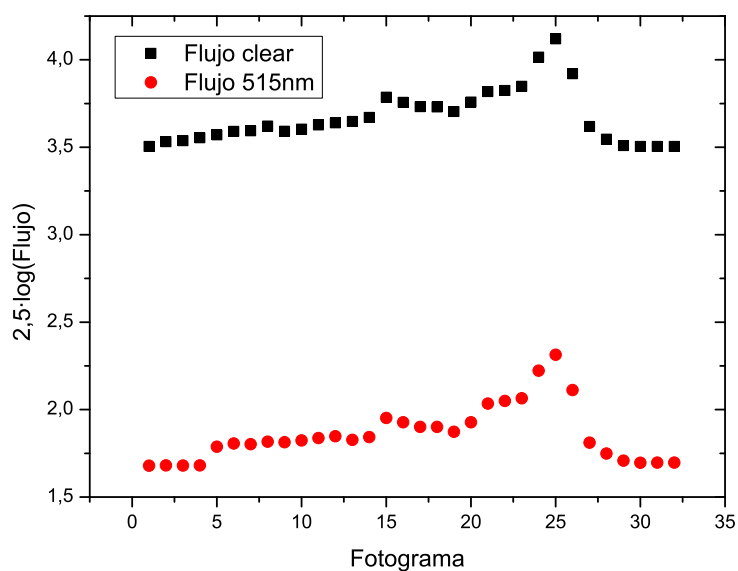


Figura 20: Logaritmo del flujo medido en cada fotograma en ambos filtros. Se observa como ambas curvas tienen aproximadamente la misma forma.

⁸Tomamos como fotograma número 1, aquel en el que se observa el objeto por primera vez en el filtro de 515nm. En la cámara sin filtro el objeto se observa durante más tiempo.

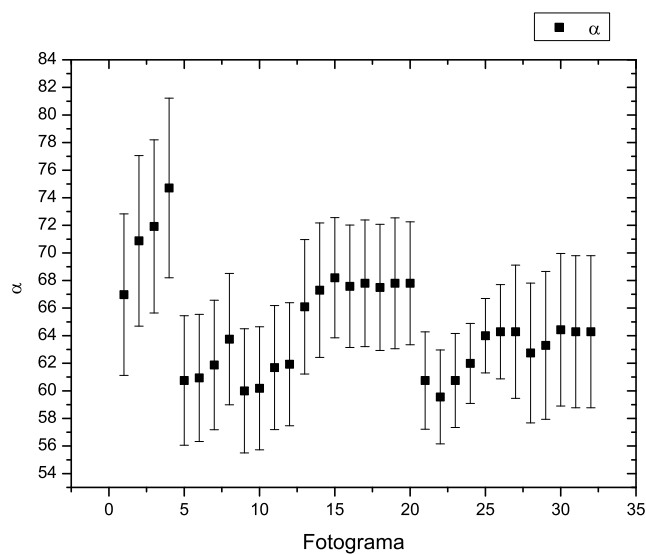


Figura 21: Variación temporal del parámetro α o relación entre ambos flujos. Su variación nos indica una posible ablación diferencial, si bien los errores son altos debido a que el flujo en 515nm es bastante bajo. Para calcular la incertidumbre usamos la raíz cuadrada del flujo



Figura 22: Bólido UCM05052011 registrado desde la Estación de Bólidos y Meteoros de la UCM. Imagen tomada sin filtro. Nótese como las nubes podrían haber afectado a la fotometría del bólido.

9. Discusión y conclusiones

Se ha desarrollado una técnica novedosa de fotometría en banda estrecha para observar unos objetos con línea de emisión como son los meteoros. A través de un desarrollo teórico, haciendo uso de una pipeline con datos simulados hemos comprobado su viabilidad. Y el dispositivo experimental se ha probado con éxito, demostrando sus posibilidades.

Los resultados se resumen:

1. La contaminación lumínica perjudica en la detección de bólidos y meteoros. Con el perfil en altura del brillo de fondo de cielo se ha evaluado su efecto para distintas relaciones poblacionales (figura 5), y se ha determinado la altura óptima del apuntado para la detección de bólidos.
2. El uso de filtros fotométricos permite mejorar la detección de bólidos en determinadas bandas donde la RSR del objeto es superior a la de la observación sin filtro (figura 15).
3. Se ha propuesto un sistema fotométrico de bandas estrechas, equivalente a espectroscopía $R \sim 50$, que cubre un gran número de casos científicos de relevancia en la actualidad. La fotometría presenta una gran ventaja frente a la espectroscopía por su automatización.
4. Se ha diseñado un dispositivo experimental basado en el sistema fotométrico propuesto y en la simulación teórica desarrollada.
5. El montaje experimental lleva funcionando en el Observatorio UCM durante casi 2 meses. En este tiempo se ha detectado un evento, que hemos analizado. Se comprueba así de manera experimental la viabilidad del método, y la posibilidad de desarrollarse de manera profesional.

A la hora de implementar esta técnica, basados en la experiencia con el prototipo podemos hacer una serie de recomendaciones de cara a optimizar el diseño:

- a. El rango dinámico de 8 bits es claramente insuficiente (6 magnitudes). Actualmente existen CCDs de lectura rápida de 10 bits (7,5 magnitudes) y sería recomendable llegar a 16 bits para registrar todo el rango habitual de brillo en las curvas de luz de los bólidos.

- b. La resolución temporal es innegociable para poder diferenciar entre las diferentes componentes de emisión. Además aporta información dinámica muy importante para la determinación orbital. Por tanto se puede sacrificar resolución espacial. Nuestro prototipo tiene un chip de 0,3Mpx y es leído 30 veces por segundo.

Actualmente es posible encontrar electrónicas de lectura en el rango de los $10^7 Hz$ con un ruido bajo.

- c. Los filtros interferenciales empleados son comerciales y de muy bajo coste (<70€). Se pueden encontrar filtros con una transmitancia mucho mayor. Es importante recordar que dada su naturaleza interferencial, siempre sufrirán modificaciones en su curva de transmitancia con ópticas rápidas, lo que deberá ser minimizado en el diseño óptico.

10. Agradecimientos

El autor quiere agradecer a todas aquellas personas que han colaborado de una manera u otra a la realización de este trabajo, especialmente:

Al profesor Jaime Zamorano por su apoyo incondicional y su entrega con el proyecto de la Estación de Bóolidos y Meteoros de la UCM. Y al profesor Jesús Gallego por su apoyo en este proyecto y a lo largo de la licenciatura.

A Alejandro Sánchez de Miguel, Jaime Izquierdo y Pablo Ramírez por su apoyo constante y su ayuda impagable en el desarrollo de la Estación de Bóolidos y Meteoros de la UCM.

A Sergio Pascual y Tarek Hassan por su ayuda en la programación con IDL y en la elaboración de este documento con L^AT_EX₂. Y a Rafael Ponce y M^a Elena Manjavacas por el trabajo previo realizado en sistemas ópticos de gran campo y en la estación.

Al Ministerio de Ciencia e Innovación por la financiación para la Estación de Bóolidos y Meteoros de la UCM con la Acción Complementaria AYA2009-06330-E y el proyecto AYA2009-10368. Al Ministerio de Educación por la beca de colaboración disfrutada durante el presente curso y que ha permitido hacer las tareas necesarias complementarias al desarrollo de este trabajo.

A mi familia por su apoyo y por las noches robadas desde hace mucho tiempo. Y a mis amigos, compañeros de observación y compañeros de ASAAF, por la compañía en las noches de observación y trabajo.

11. Apéndice A: Código simulación Pipeline de meteoros

A continuación encontramos el código principal *main.pro* y las funciones auxiliares, escritos en el lenguaje de programación IDL.

11.1. main.pro

```
;Programa de cálculo de filtros estrechos en observación de meteoros

;PARAMETROS
;espectro fast:
  puntos=555280
  paso=0.01
  inicial=3443.11

;espectro slow:
  ;puntos=555280
  ;paso=0.01
  ;inicial=3443.11

;los parámetros para el espectro del cielo están en el código pues
;no necesitan cambiarse.

;Definimos los valores de inicio y fin del cálculo de la suma/integral
;del espectro.
  inicio = 3650.0
  fin = 8995.0

;definimos el valor de cielo en píxeles y el valor de pico del objeto.
  pico_obj = 50 ; pixel maximo
  valor_cielo = 100 ; por pixel

;filtro: iteraciones
  num_iter=100
  ancho_f=100
  centro_f=3850.00
  paso_iter=50
  a=1 ;se modifica el centro
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS51

```
b=0      ;se modifica el ancho

;propiedades filtro y cámara
transmision = 0.45
darkbias = 1
sigma = 0.01
fwhm = 3
ancho=8  ; siempre pares
alto=8   ; siempre pares
g = 1

;creamos los vectores espectro de imagen (obj) y cielo (sky)
obj = fltarr(2,605) ;fast
;obj = fltarr(2,783) ;slow
sky = fltarr(2,1136)

;leemos el espectro tabulado (columna 1 es longitud de onda, columna 2
;es intensidad en u.a.)
get_lun, lun
free_lun, lun
openr, lun, 'C:\Users\Paco\Documents\IDL Workspace\IDL_archivos\meteo_fast.txt'
get_lun
readf, lun, obj
free_lun, lun

;get_lun, lunnn
;free_lun, lunnn
;openr, lunnn, 'C:\Users\Paco\Documents\IDL Workspace\IDL_archivos\meteo_slow.txt'
;/get_lun
;readf, lunnn, obj
;free_lun, lunnn

get_lun, lunn
free_lun,lunn
openr, lunn, 'C:\Users\Paco\Documents\IDL Workspace\IDL_archivos\cielo.txt'
/get_lun
readf, lunn, sky
free_lun, lunn
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS52

```
;Damos nombre a cada columna
long_obj=obj(0,*)
flux_obj=obj(1,*)

;Generamos una función con los datos tabulados.
;long_func_obj es el vector de longitudes de onda en las que vamos
;a interpolar.
;flux_func_obj es el vector de intensidades con interpolación entre
; los valores
;tabulados según un polinomio de Hermite cúbico.
long_func_obj = findgen(puntos)*paso+inicial
flux_func_obj = hermite2 (long_obj, flux_obj, long_func_obj)
;linterp,long_obj, flux_obj, long_func_obj, flux_func_obj
;flux_func_obj = cspline (long_obj, flux_obj, long_func_obj)
;quadterp,long_obj, flux_obj, long_func_obj, flux_func_obj

;Hermite2 es una variación de Hermite de la Astronomy User's library
;de la NASA. Le he hecho una modificación en la línea 101 para que una
;variable auxiliar sea long en vez de integer, y pueda tener
;valores >32000. Otras similares a Hermite: Linterp o Cspline.

;Repetimos para el espectro del cielo
long_sky=sky(0,*)
flux_sky=sky(1,*)
long_func_sky = findgen(613609)*0.01+3648.49
flux_func_sky = hermite2 (long_sky, flux_sky, long_func_sky)

;intensidad = tsum(longitudes,intensidades,inicio,fin)
;intensidad2= int_tabulated(longitudes, intensidades)

;intensity_***_tot es la suma/integral de todos los valores de los
;vectores *** entre inicio y fin.

intensity_obj_tot = tsum(long_func_obj, flux_func_obj,inicio,fin)
intensity_sky_tot = tsum(long_func_sky, flux_func_sky,inicio,fin)

;factores de normalización (relación entre nuestras unidades arbitrarias
;y las cuentas por píxel)
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS53

```
K_obj = pico_obj/intensity_obj_tot
K_sky = valor_cielo/intensity_sky_tot

;Hasta aquí el proceso inicial común. A partir de aquí se repite para
;cada filtro. Es una iteración recorriendo los espectros con los
;parámetros que queremos.

;definimos los vectores resultado, flujo_objeto y flujo_cielo que van a
;recoger los resultados de cada simulación.

resultado = fltarr(2,1000)
flujo_objeto = fltarr(2,1000)
flujo_cielo = fltarr(2,1000)

; definimos el filtro de cada iteración

for i=0, num_iter-1 do begin
  centro = centro_f+(a*i*paso_iter)
  ; el centro se desplaza i veces 50 unidades

  anchof = ancho_f+(b*i*paso_iter)
  ; el ancho del filtro es 100 unidades de longitud de onda

  inicio = centro-(anchof/2)
  ; el inicio de la integral es el extremo del filtro

  fin = centro+(anchof/2)
  ; el fin de la integral es el otro extremo del filtro

  inicio_array_obj = where(long_func_obj EQ inicio)

  ;relacionamos la longitud de onda de inicio con su posición en el
  ;vector de datos.

  fin_array_obj = where(long_func_obj EQ fin)

  inicio_array_sky = where(long_func_sky EQ inicio)
  fin_array_sky = where(long_func_sky EQ fin)

  intensity_obj = tsum(long_func_obj, flux_func_obj, inicio_array_obj, fin_array_obj)
  ; e integramos
  intensity_sky = tsum(long_func_sky, flux_func_sky, inicio_array_sky, fin_array_sky)
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS⁵⁴

```
fondo_cielo = intensity_sky*K_sky*transmision

; Creamos ahora la imagen sintética que vamos a pasar por nuestro pipeline.
; La imagen es una matriz 640x480 que empieza como la suma fondo_cielo
; y darkbias
image = fltarr(640,480) + fondo_cielo + darkbias

objeto = intensity_obj*K_obj*transmision

; en la imagen añadimos
; ruido aleatorio con dispersión sigma
; un objeto con intensidad pico "objeto" y perfil gaussiano de ancho fwhm en
; la posición central 320, 240.

image = image + (randomn(seed, 640,480)*sigma)
image = add_gaussian_pos(image, fwhm, objeto, 320,240)

; iniciamos las variables y hacemos la fotometría de la imagen.
flujo=0
area=0

fotometria_centro, image, ancho, alto, flujo, area
fotometria_posicion, image, ancho, alto, 120, 140, flujo2, area2

; iimage, image

free_lun, lun
free_lun, lunn
; save,flujo,image,area,filename = 'pruebas.sav'

; definimos el flujobj como la diferencia entre la fotometría de la zona con
; objeto y una zona de fondo.
; y el flujosky como el flujo de la zona de fondo sin el darkbias.

flujoobj = flujo-flujo2
flujosky = flujo2-(darkbias*area)

; print, flujoobj, flujosky
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS55

```
; definifimos la RSR de la observación.
var = sigma

denom = sqrt((1/g)*(flujoobj+(flujosky))+(area*(var^2)/(g^2)))

SNR = flujoobj/denom
print, anchof, SNR

; en el vector resultado guardamos los resultados de SNR y en flujo_*** los de
; cada tipo *** para cada filtro (denominado por
; su longitud de onda central)
resultado[0,i] = (a*centro+b*anchof)
resultado[1,i] = SNR

flujo_objeto[0,i] = centro
flujo_objeto[1,i] = intensity_obj

flujo_cielo[0,i] = centro
flujo_cielo[1,i] = intensity_sky

; mwrfits, image, 'prueba.fits'

endfor

end
```

11.2. fotometria_centro.pro

```
pro fotometria_centro, imagen, ancho, alto, flujo, area
sz = size(imagen)
suma = 0.D
area = ancho*alto

for i=(sz(1)/2)-(ancho/2), (sz(1)/2)+(ancho/2)-1 do begin
  for j=(sz(2)/2)-(ancho/2), (sz(2)/2)+(ancho/2)-1 do begin

    flujo = flujo + imagen (i,j)
    ;print, flujo
    ;print, i,j; imagen(320,240)
    ;if j gt 15 and i gt 40 then begin
    ;endif
```

11.3. fotometria_posicion.pro

```
pro fotometria_posicion, imagen, ancho, alto, posx, posy, flujo, area
sz = size(imagen)
suma = 0.D
area = ancho*alto

flujo = 0

  print, flujo

for i=(posx)-(ancho/2), (posx)+(ancho/2)-1 do begin
  for j=(posy)-(ancho/2), (posy)+(ancho/2)-1 do begin

    flujo = flujo + imagen (i,j)
    ;print, flujo
    ;print, imagen(i)
    ;if j gt 15 and i gt 40 then begin
    ;endif
```

11.4. add_gaussian.pro

```
function add_gaussian_pos, imag, sigm, int, x, y
;Done by Tarek Hassan
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS57

```
sz = size(imag)

basex = fINDGEN(sz(1))
basey = fINDGEN(sz(2))

for i=0, sz(1)-1 do begin
    for j=0, sz(2)-1 do begin

        imag[i,j] = imag[i,j] + int * exp(-1.D * (((basex(i)-x)^2.D)+
            (basey(j)-y)^2.D))/((2.D*(sigm^2.D)))

    endfor
endfor

return, imag
end
```

11.5. hermite2.pro

```
function hermite2,xx,ff,x, FDERIV = fderiv
;HERMITE modified by Francisco Ocaña.
;+
; NAME:
;     HERMITE
; NOTES:
;     The algorithm here is based on the FORTRAN code discussed by
;     Hill, G. 1982, Publ Dom. Astrophys. Obs., 16, 67. The original
;     FORTRAN source is U.S. Airforce. Surveys in Geophysics No 272.
; REVISION HISTORY:
;     Written, B. Dorman (GSFC) Oct 1993, revised April 1996
;     Added FDERIV keyword, W. Landsman (HSTX) April 1996
;     Test for out of range values W. Landsman (HSTX) May 1996
;     Converted to IDL V5.0 W. Landsman September 1997
;     Use VALUE_LOCATE instead of TABINV W. Landsman February 2001
;     Solves the use for values larger than 2^16. F.Ocaña March 2011
;-
    On_error,2

    if N_Params() LT 3 then begin
        print,'Syntax: f = HERMITE( xx, ff, x, [FDERIV = ] )'
        return,0
    end
```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS58

```

endif

n = N_elements(xx)           ;Number of knot points
m = N_elements(x)           ;Number of points at which to interpolate

l = value_locate(xx,x)       ;Integer index of interpolation points

bad = where( (l LT 0) or (l EQ n-1), Nbad)
      if Nbad GT 0 then message, 'ERROR - Valid interpolation range is ' +
          strtrim(xx[0],2) + ' to ' + strtrim(xx[n-1],2)

n1 = n - 1
n2 = n - 2

l1 = l + 1
l2 = l1 + 1
lm1 = l - 1
h1 = double(1./(xx[l] - xx[l1]))
h2 = - h1

; If derivatives were not supplied, then compute numeric derivatives at the
; two closest knot points

if N_elements(fderiv) NE 0 then begin
    f2 = fderiv[l1]
    f1 = fderiv[l]

endif else begin

f1 = dblarr(m)
f2 = dblarr(m)
for i = 0L,m-1 do begin
    if l[i] ne 0 then begin
        if l[i] lt n2 then begin
            f2[i] = (ff[l2[i]] - ff[l1[i]])/(xx[l2[i]]-xx[l1[i]])
        endif else begin
            f2[i] = (ff[n1] - ff[n2])/(xx[n1] - xx[n2])
        endelse
        f1[i] = ( ff[l1[i]] - ff[lm1[i]] )/( xx[l1[i]] - xx[lm1[i]] )
    endif else begin
        f1[i] = (ff[1] - ff[0])/(xx[1] - xx[0])
        f2[i] = (ff[2] - ff[0])/(xx[2] - xx[0])
    endelse
endfor

```

11 APÉNDICE A: CÓDIGO SIMULACIÓN PIPELINE DE METEOROS59

```
    endfor
endelse

    x11 = x - xx[l1]
    x1  = x - xx[l]
    s1  = x11*h1
    s2  = x1*h2

; Now finally the Hermite interpolation formula

    f  = (ff[l]*(1.-2.*h1*x1) + f1*x1)*s1*s1 +
          (ff[l1]*(1.-2.*h2*x11) + f2*x11)*s2*s2

    if m eq 1 then return,f[0] else return,f

end
```

12. Apéndice B: Líneas espectro de emisión de meteoros

En este apéndice sobre las líneas presentes en el espectro de emisión de meteoros se reproduce la tabla 1 de [Borovicka, 1994a] pues son constantes las referencia a ella. Se ha consultado también la la tabla 1 de [Jenniskens, 2007].

13. Apéndice C: Otros trabajos realizados

Para poder llevar a cabo esta investigación, ha sido necesario realizar una serie de tareas que resumo a continuación. Agradezco especialmente su ayuda a Jaime Izquierdo, Pablo Ramírez Moreta y Alejandro Sánchez de Miguel.

Se ha completado la instalación de la Estación de Bólidos y Meteoros de la UCM. Esto incluye la instalación de los postes, carcasas, cámaras y cables que se encuentran en la azotea. Dentro de la sala entrecúpulas se ha instalado el centro de procesamiento, consistente en un servidor y 6 ordenadores con sus respectivas digitalizadoras de vídeo. A nivel de software se ha instalado los sistemas operativos y programas de detección.

Los sensores de lluvia y luz controlan los diferentes modos de la estación a través de FAMA (Fuente de Alimentación Múltiple Automática) que actúa de relé interruptor en caso de lluvia, y como relé conmutador entre las cámaras de día y de noche en los crepúsculos.

Tras la instalación de estos elementos, el funcionamiento es cuasiautomático, sin necesidad de intervención del operador por períodos superiores a 10 días. Unos scripts vierten las detecciones al servidor, que envía un informe al operador.

Durante el presente curso he disfrutado de una Beca de Colaboración del Ministerio de Educación y además del trabajo de investigación descrito en la presente memoria se han realizado otra serie de tareas:

- Mantenimiento regular del sistema
- Compra de nuevos elementos, y la sustitución de aquellos obsoletos o estropeados.
- Revisión de los eventos detectados por el sistema con el fin de descartar las falsas detecciones
- Inventario del material de la estación
- Desarrollo de una mini estación portable para la observación desde otros lugares
- Ajuste y optimización de los parámetros de detección del software de la estación

- Calibración astrométrica de los vídeos, y su envío para análisis con otros nodos de la SPMN

Referencias

- [Abe et al., 2007] Abe, S., Ebizuka, N., Yano, H., Watanabe, J.-I., & Borovička, J. (2007). Search for OH(A X) and detection of N₂⁺(B X) in ultraviolet meteor spectrum. *Advances in Space Research*, 39, 538–543.
- [Abe et al., 2000] Abe, S., Yano, H., Ebizuka, N., & Watanabe, J.-I. (2000). First Results of High-Definition TV Spectroscopic Observations of the 1999 Leonid Meteor Shower. *Earth Moon and Planets*, 82, 369–377.
- [Baillard et al., 2006] Baillard, X., Gauguier, A., Bize, S., Lemonde, P., Laurent, P., Clairon, A., & Rosenbusch, P. (2006). Interference-filter-stabilized external-cavity diode lasers. *Optics Communications*, 266, 609–613.
- [Borovicka, 1993] Borovicka, J. (1993). A fireball spectrum analysis. *A&A*, 279, 627–645.
- [Borovicka, 1994a] Borovicka, J. (1994a). Line identifications in a fireball spectrum (Borovicka 1994). *VizieR Online Data Catalog*, 410, 30083–+.
- [Borovicka, 1994b] Borovicka, J. (1994b). Two components in meteor spectra. *Planetary and Space Science*, 42, 145–150.
- [Borovička et al., 2005] Borovička, J., Koten, 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, 15–30.
- [Borovička & Zamorano, 1995] Borovička, J. & Zamorano, J. (1995). The Spectrum of Fireball Light Taken with a 2-M Telescope. *Earth Moon and Planets*, 68, 217–222.
- [Brändström et al., 2001] Brändström, U., Gustavsson, B., Steen, A., & Pellinen-Wannberg, A. (2001). ALIS (Auroral Large Imaging System) used for optical observations of the meteor impact process. In B. Warmbein (Ed.), *Meteoroids 2001 Conference*, volume 495 of *ESA Special Publication* (pp. 331–336).
- [Cepplecha, 1973] Cepplecha, Z. (1973). A Model of Spectral Radiation of Bright Fireballs. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 24, 232–+.
- [Cepplecha et al., 1998] Cepplecha, 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, 327–471.

- [Hawkes et al., 2008] Hawkes, R. L., Milley, E. P., Ehrman, J. M., Woods, R. M., Hoyland, J. D., Pettipas, C. L., & Tokaryk, D. W. (2008). What can We Learn about Atmospheric Meteor Ablation and Light Production from Laser Ablation? *Earth Moon and Planets*, 102, 331–336.
- [Hughes, 1987] Hughes, D. W. (1987). P/Halley dust characteristics - A comparison between Orionid and Eta Aquarid meteor observations and those from the flyby spacecraft. *A&A*, 187, 879–888.
- [Jehin et al., 2007] Jehin, E., Jenniskens, P., Cabanac, R. A., Laux, C. O., & Boyd, I. D. (2007). Spectroscopic anatomy of a meteor with the very large telescope (ESO). *Advances in Space Research*, 39, 550–554.
- [Jenniskens, 2007] Jenniskens, P. (2007). Quantitative meteor spectroscopy: Elemental abundances. *Advances in Space Research*, 39, 491–512.
- [Jenniskens et al., 2000a] Jenniskens, P., Lacey, M., Allan, B. J., Self, D. E., & Plane, J. M. C. (2000a). FeO "Orange Arc" Emission Detected in Optical Spectrum of Leonid Persistent Train. *Earth Moon and Planets*, 82, 429–438.
- [Jenniskens et al., 2000b] Jenniskens, P., Lacey, M., Allan, B. J., Self, D. E., & Plane, J. M. C. (2000b). FeO "Orange Arc" Emission Detected in Optical Spectrum of Leonid Persistent Train. *Earth Moon and Planets*, 82, 429–438.
- [Jenniskens et al., 2004] Jenniskens, P., Laux, C. O., Wilson, M. A., & Schaller, E. L. (2004). The Mass and Speed Dependence of Meteor Air Plasma Temperatures. *Astrobiology*, 4, 81–94.
- [Jenniskens et al., 2002] Jenniskens, P., Tedesco, E., Murthy, J., Laux, C. O., & Price, S. (2002). Spaceborne ultraviolet 251–384 nm spectroscopy of a meteor during the 1997 Leonid shower. *Meteoritics and Planetary Science*, 37, 1071–1078.
- [Kasuga et al., 2007] Kasuga, T., Watanabe, J., Kawakita, H., & Yamamoto, T. (2007). The origin of the Ca(II) emission, in one of two plasma components, and the metallic abundances in a 2002 Leonid meteor spectrum. *Advances in Space Research*, 39, 513–516.
- [Millman & McKinley, 1963] Millman, P. M. & McKinley, D. W. R. (1963). *Meteors*, (pp. 674+).

- [Ocaña et al., 2011a] Ocaña, F., McAuliffe, J., & Koschny, D. (2011a). Meteoroid spatial number density and flux calculation with video meteor observation. i. In A. Observatory (Ed.), *Proc. IMC 2010, Armagh*: In Press.
- [Ocaña & Zamorano, 2011] Ocaña, F. & Zamorano, J. (2011). Space Surveillance Educational Outreach - Video Monitoring. In E. S. Agency (Ed.), *Proc. European Space Surveillance Conference 2011, Armagh*: In Press.
- [Ocaña et al., 2011b] Ocaña, F., Zamorano, J., Sánchez de Miguel, A., Izquierdo, J., Manjavacas, E., Ramírez-Moreta, P., & R., P. (2011b). Setting a fireball detection station at ucm observatory. In A. Observatory (Ed.), *Proc. IMC 2010, Armagh*: In Press.
- [Osterbrock & Martel, 1992] Osterbrock, D. E. & Martel, A. (1992). Sky spectra at a light-polluted site and the use of atomic and OH sky emission lines for wavelength calibration. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 104, 76–82.
- [Pascual et al., 2007] Pascual, S., Gallego, J., & Zamorano, J. (2007). A Contribution to the Selection of Emission-Line Galaxies Using Narrowband Filters in the Optical Airglow Windows. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 119, 30–49.
- [Pellinen-Wannberg et al., 2004] Pellinen-Wannberg, A., Murad, E., Gustavsson, B., Brändström, U., Enell, C.-F., Roth, C., Williams, I. P., & Steen, Å. (2004). Optical observations of water in Leonid meteor trails. *Geophysical Research Letters*, 31, L03812.
- [Schaefer, 1990] Schaefer, B. E. (1990). Telescopic limiting magnitudes. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 102, 212–229.
- [SETI Institute et al.,] SETI Institute, AMES Research Center NASA, Jenniskens, J., & Crane, P., y. t. u.
- [Taylor et al., 2000] Taylor, M. J., Gardner, L. C., Murray, I. S., & Jenniskens, P. (2000). Jet-Like Structures and Wake in Mg I (518 nm) Images of 1999 Leonid Storm Meteors. *Earth Moon and Planets*, 82, 379–389.
- [Taylor et al., 2007] Taylor, M. J., Jenniskens, P., Nielsen, K., & Pautet, D. (2007). First 0.96 1.46 micron near-IR spectra of meteors. *Advances in Space Research*, 39, 544–549.
- [Trigo-Rodríguez & Llorca, 2007] Trigo-Rodríguez, J. M. & Llorca, J. (2007). On the sodium overabundance in cometary meteoroids. *Advances in Space Research*, 39, 517–525.

- [Trigo-Rodríguez et al., 2007] Trigo-Rodríguez, J. M., Lyytinen, E., Jones, D. C., Madiedo, J. M., Castro-Tirado, A. J., Williams, I., Llorca, J., Viték, S., Jelínek, M., Troughton, B., & Gálvez, F. (2007). Asteroid 2002NY40 as a source of meteorite-dropping bolides. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, 1933–1939.
- [Weryk et al., 2008] Weryk, R. J., Brown, P. G., Domokos, A., Edwards, W. N., Krzeminski, Z., Nudds, S. H., & Welch, D. L. (2008). The Southern Ontario All-sky Meteor Camera Network. *Earth Moon and Planets*, 102, 241–246.