



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MEXICO
POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES
FACULTAD DE CIENCIAS

FOTOMETRÍA RÁPIDA DE ESTRELLAS

TESIS
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
FERNANDO ANGELES URIBE

TUTOR
DR. VALERI ORLOV
INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CD. UNIVERSITARIA, CD. DE MEXICO. ENERO 2022



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

Agradecimientos

Agradezco al Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México por las facilidades otorgadas durante la elaboración de este trabajo, así como a aquellas personas que amablemente me apoyaron y ayudaron cuando lo necesité.

Este trabajo es soportado por DGAPA (Dirección General de Asuntos del Personal Académico) - UNAM. Programa de Apoyo a Proyectos de Investigación e Innovación Tecnológica (PAPIIT), proyecto IN107818: Fotometría rápida de enanas blancas pulsantes.

*„Hé fesin as choimsid dáu
in muid du-n-gní cach óenláu;
do thabairt doraid du glé
for mumud céin am messe.
”*

*“Día tras día, a Pangur su ejercicio
lo ha hecho ya perfecto en el oficio;
yo noche y día alcanzo más verdad,
trocando en clara luz la oscuridad.”*

*Poema Irlandés.
Siglo VIII - IX (?)
Anónimo.*

Resumen/Abstract

En este trabajo describo el desarrollo, implementación y primeros resultados astronómicos de una metodología instrumental para realizar observaciones astronómicas, particularmente en el campo de la fotometría rápida, con el objeto de detectar variabilidad en enanas blancas tipo DAV conocidas como ZZ Ceti.

Nuestro objetivo primordial es ofrecer un instrumento simple, rápido, compacto y robusto que pueda ser utilizado en telescopios terrestres relativamente pequeños (de 50 cm a 2 m de diámetro) para observar objetos de magnitud 16 o mayor, o al límite del cielo.

El número de enanas blancas variables descubiertas es relativamente pequeño (menor a 100) y nuestro desarrollo permite aprovechar esta oportunidad observacional para recopilar datos que ayuden a comprender la física de las enanas blancas y por lo tanto aspectos importantes de la evolución estelar.

Los telescopio espaciales, si bien cuentan con instrumentos muy sensibles, no poseen la resolución temporal ni del tiempo de observación necesario para medir variabilidad rápida durante tiempos largos, por otro lado, los telescopios terrestres grandes dedican su tiempo a observaciones de otro tipo y generalmente sus agendas son apretadas. Este instrumento ofrece la oportunidad de utilizar telescopios de tamaño mediano a pequeño poco comprometidos para obtener datos relevantes que permitan ampliar el conocimiento sobre la astrofísica estelar.

Este desarrollo es el primero en su tipo en México, fue realizado en su totalidad y probado en los laboratorios del Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México y el telescopio 1 m del Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir (OAN-SPM), Baja California, México.

Índice general

Agradecimientos	III
Resumen/Abstract	VII
Introducción	1
1. Enanas blancas	5
1.1. Principio básicos	5
1.2. Enanas blancas	5
2. Cámara EMCCD	9
2.1. Sensores CCD	9
2.2. Cámara Ixon Ultra 888	17
2.3. Caracterización de la Cámara	19
3. Fotómetro rápido	25
3.1. Rueda de filtros	33
3.2. Control de la cámara	34
4. Procesamiento	37
5. Resultados	43
5.1. Ingeniería e instrumentación	43
5.2. Astronomía	46
5.2.1. GD66	46
5.2.2. LAMOST J004628.31+343319.90	48
5.2.3. WD 2255-001	49
Conclusiones	51
A. Documentos adicionales	59

Introducción

Este trabajo de investigación está enmarcado dentro del área de la instrumentación astronómica, particularmente a la medición de flujos de radiación en el visible de objetos estelares, campo conocido como fotometría, y más específicamente a la detección de variaciones rápidas, del orden de milisegundos a decenas de minutos, disciplina conocida como fotometría rápida.

Si bien la fotometría no es un campo nuevo, por razones históricas (Disney 1977) muchos de las observaciones se han llevado a cabo sobre el supuesto de que la variabilidad es en general de períodos muy largos, del orden de días o incluso meses. Las teorías para explicar los mecanismos de variación separan las causas en intrínsecas y extrínsecas, siendo las primeras aquellas debidas a causas propias de las estrellas.

A partir del descubrimiento de oscilaciones ópticas de 5 minutos en el Sol y de fluctuaciones rápidas en pulsares y en BL Lacs en rayos X despertó eventualmente un nuevo interés en la fotometría rápida. A esto se debe sumar la existencia de mejores instrumentos y tecnologías, lo cual permite realizar observaciones sistemáticas de fenómenos similares que provean de una mayor y mejor cantidad de datos para comprender la física de las atmósferas estelares y la evolución estelar.

Aún existen regiones temporales de variación que no se encuentran completamente cubiertas de las cuales se pueden obtener datos que ayuden a discernir algunos procesos físicos que ocurren en las estrellas. La fotometría rápida en la región del óptico con intervalos de adquisición de medio segundo a cientos de segundos para objetos débiles es una de estas regiones, si bien se deben enfrentar problemas muy específicos para implementarla, entre los que se encuentran la baja cantidad de fotones recibidos de los objetos astronómicos débiles, la velocidad de adquisición de los sistemas utilizados, la fiabilidad de las marcas temporales y el procesamiento de datos.

El instrumento aquí descrito tiene como objetivo astronómico primordial ayudar a adquirir datos fotométricos en estos intervalos temporales particularmente para la detección de variabilidad en enanas blancas del tipo ZZ Ceti. A pesar de que la temperatura superficial de estos objetos es 3 veces más alta que la del sol ($\sim 20,000$ K) o mayor, su brillo es bajo debido a su pequeño tamaño que es parecido al de la tierra, por lo cual para estudiar las variaciones en su brillo se requieren técnicas y metodologías más sensibles y rápidas que las ofrecidas por la fotometría convencional.

La fotometría diferencial clásica utiliza detectores cero dimensionales como tubos fotomultiplicadores (PMT por sus siglas en inglés) (Piccioni et al. 2002) que tienen una baja eficiencia

cuántica (QE por sus siglas en inglés) y son ruidosos, y diodos de avalancha (APD por sus siglas en inglés) (Ryan, Redfern y Shearer 2006), con una QE mayor. Sin embargo los arreglos instrumentales requeridos para tales dispositivos son costosos, complejos en su implementación y generalmente implican un ajuste inicial por objeto para la observación que demanda tiempos largos, por lo cual las temporadas de observación están limitadas a unos pocos objetos.

Las enanas blancas tipo ZZ Ceti son particularmente interesantes debido a que hasta hace poco tiempo solo han sido detectadas aproximadamente un centenar ellas, lo cual abre un campo de oportunidad observacional inigualable y que puede ser ampliamente aprovechado gracias a los nuevos avances tecnológicos, y es que precisamente una de las características de este instrumento es su capacidad para ser utilizado con telescopios relativamente pequeños, del orden de 1 m lo cual representa una ventaja ya que no está limitado a los grandes telescopios de nueva tecnología, cuya agenda es tan apretada que es difícil dedicar tiempo de observación a este tipo de proyectos. Incluso los astrónomos aficionados pueden aprovechar las características de este sistema.

Con este trabajo pretendo ofrecer una metodología completa, en la parte de instrumentación como el procesamiento de datos, aplicada a la medición de variabilidad en enanas blancas tipo ZZ Ceti utilizando una variante particular de los detectores de estado sólido tipo EMCCD.

Evidentemente, el instrumento y la metodología no están limitados a nuestro objetivo astronómico y puede ser utilizado con otros fines, como detección de exoplanetas, micro-lentes gravitacionales, ocultamientos y fotometría rápida en pulsares.

Este documento está organizado de la siguiente manera.

En el primer capítulo describo la importancia astronómica de los objetos de interés así como los datos que pueden ser obtenidos.

En el capítulo 2 describo la cámara utilizada y sus características tecnológicas que la hacen particularmente adecuada para este proyecto, así como las consideraciones especiales sobre el procesamiento de datos.

En el capítulo 3 describo la implementación del sistema fotométrico así como los requerimientos de aditamentos, accesorios, características y limitaciones.

En el capítulo 4 Procesamiento describo el procesamiento de datos y los programas utilizados.

En el capítulo 5 expongo los resultados astronómicos obtenidos durante las campañas de observación en el telescopio 1 m del OAN-SPM.

En el capítulo 6 presento las conclusiones derivadas de este trabajo de investigación y sus resultados astronómicos.

Finalmente, incluyo documentos adicionales que comprenden:

- El artículo publicado en el Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems.

- El reporte técnico publicado en el Instituto de Astronomía de la UNAM.
- El cartel exhibido en el congreso de SPIE Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VII
- El cartel exhibido en el LXII Congreso Nacional de Física organizado por la Sociedad Mexicana de Física.

Enanas blancas

1.1. Principio básicos

La gran mayoría del conocimiento sobre los objetos celestes es adquirido gracias a la información que nos llega en las ondas electromagnéticas, exceptuando meteoritos, rayos cósmicos y a últimas fechas las ondas gravitacionales, y que, aún con estas excepciones, no hay comparación sobre el volumen de datos que las diferentes regiones espectrales pueden ofrecer. Los telescopios ópticos y radiotelescopios constituyen nuestras mejores herramientas de detección y es gracias a ellos que se ha logrado generar un modelo físico del Universo que nos ayuda a comprender los fenómenos que se observan tanto en el espacio como en la tierra misma.

1.2. Enanas blancas

Las estrellas son los objetos que contemplamos a diario en el cielo oscuro. Formalmente, una estrella es definida como un objeto cuyo brillo se debe a las reacciones termonucleares que ocurren en su núcleo. No todos los objetos cumplen con este criterio, y sin embargo por costumbre seguimos llamándolos estrellas. Un ejemplo particular de este caso son las enanas blancas, que constituyen el supergrupo de los objetos sujetos de este trabajo. Las enanas blancas son resultado de las etapas finales de la gran mayoría de las estrellas: se estima que el 95 de las estrellas conocidas finalizará en su evolución como enana blanca. Cuando una estrella ha consumido casi la totalidad del hidrógeno que contienen para convertirlo en helio y elementos más pesados, ocurren cambios en su estructura que dependen básicamente de la cantidad de masa inicial de la misma. Las estrellas de gran masa (mayores a $10 M_{\odot}$ aproximadamente) están destinadas a formar estrellas de neutrones y agujeros negros y tienen su propia historia pero ésta queda fuera del ámbito que nos interesa. Las estrellas menos masivas, alrededor de las 8 o $9 M_{\odot}$, tienen desenlaces muy distintos. Debido a su masa moderada, la vida media de una de estas estrellas es

de aproximadamente 10^9 años.

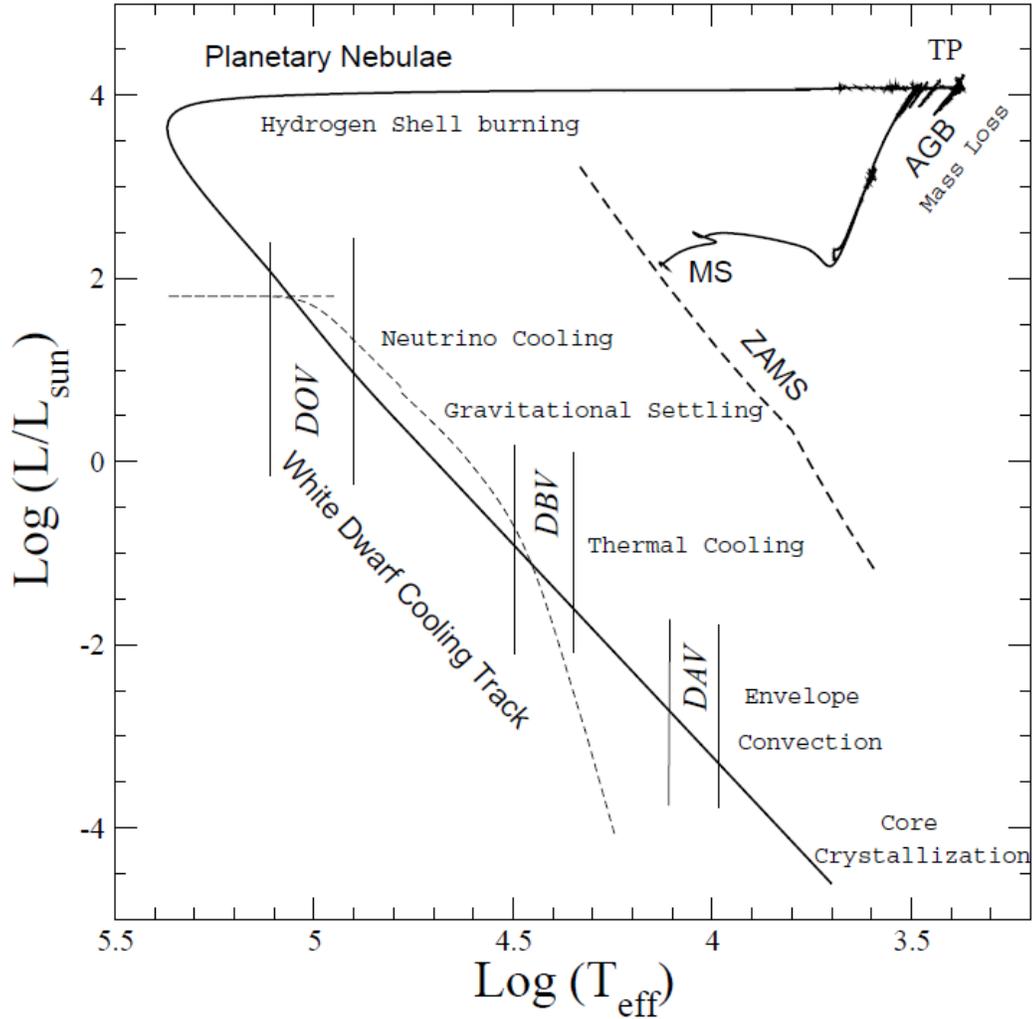


Fig. 1.1: Evolución de una estrella de $3.5 M_{\odot}$ desde ZAMS (Zero Age Main Sequence) hasta el dominio de enana blanca. Durante su enfriamiento la estrella pasa por diversos procesos durante los cuales cruza por diferentes franjas de estabilidad para los diferentes tipos DOV, DBV y DAV. Estas siglas corresponden a su clasificación y son explicadas más adelante en la tabla 1.1 (Althaus et al. 2010).

Después de consumir su combustible nuclear se expanden como gigantes rojas, fase durante la cual fusionan He para formar C y O. Dado que la masa del objeto no permite un aumento de temperatura que provoque la fusión ulterior del C y el O en otros elementos, el núcleo se enfría y se comprime hasta alcanzar una temperatura de 10^8 K o mayor. Durante esta fase la estrella cruza por la región de alta temperatura y alta luminosidad del diagrama Hertzsprung-Russell o H-R (Agency 2021).

El aumento de temperatura provoca una serie de impulsos térmicos que terminan expulsando las capas externas las cuales forman una nube de material alrededor del objeto que se aleja rápidamente y, si esta nube está presente cuando el núcleo forma una enana blanca, la radiación ultravioleta ioniza el gas haciéndolo visible por re-emisión en lo que se conoce como nebulosa planetaria.

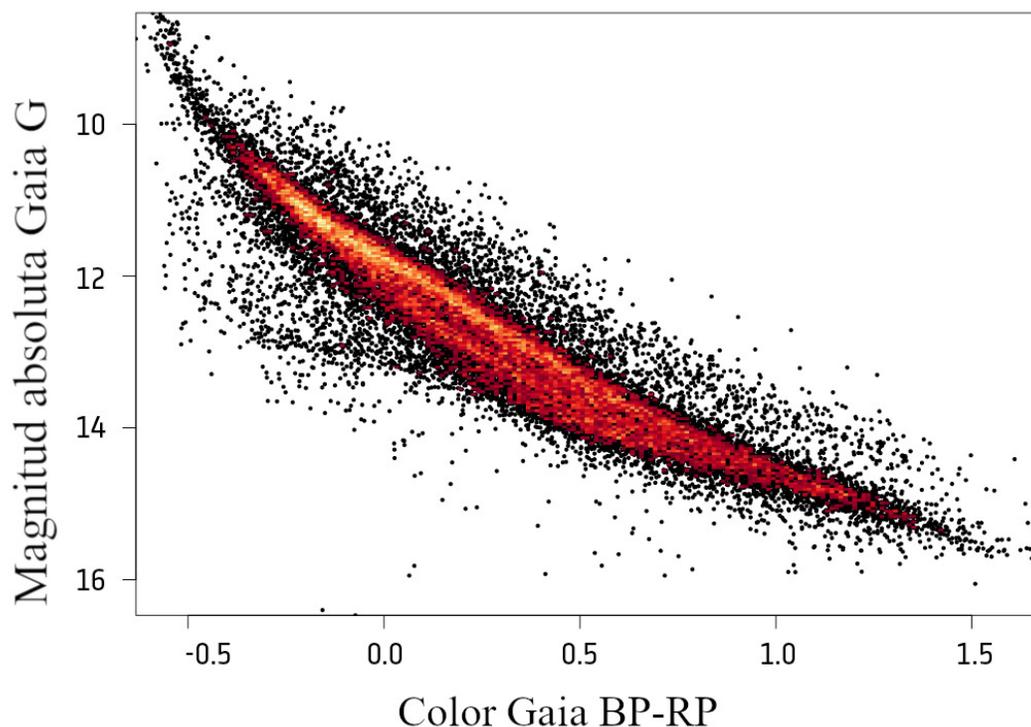


Fig. 1.2: Diagrama H-R para enanas blancas según el proyecto Gaia (Agency 2021).

El material remanente del núcleo, que está formado principalmente de C y O, con una masa máxima teórica cercana a $1 M_{\odot}$ (Kepler et al. 2007), se comprime hasta que los átomos alcanzan lo que se conoce como un estado degenerado ya que la presión que sostiene el núcleo proviene del principio de exclusión de Pauli al que se ven sujetos los electrones de los átomos que la integran, por lo que la temperatura final en el centro está determinada por el equilibrio entre el calentamiento adiabático y el enfriamiento por emisión de neutrinos durante la compresión. Al final, sólo queda el núcleo C-O y un poco de H en su atmósfera, y esto es precisamente una enana blanca, y su color característico se debe a la alta temperatura superficial que es alrededor de los 20,000 K o mayor, lo suficientemente alta para emitir en ultravioleta e ionizar los gases de su atmósfera.

Sus parámetros físicos están en función de su estado evolutivo, por lo que las enanas blancas se clasifican dependiendo de su atmósfera y su temperatura como se indica en la Tabla 1.1.

La clase DAV o ZZCeti es particularmente interesante, ya que presenta pulsaciones causadas en principio (Bergeron et al. 2004) por su transición por la franja de inestabilidad del diagrama H-R, de tal manera que exhiben pulsaciones gravitacionales no radiales que ayudan, a partir de análisis astrosismológicos, a comprender mejor la física de la evolución estelar durante estas etapas.

Clase	$T_{eff}(K)$	Características espectrales (líneas)
Ricas en H		
DA	6,000-100,000	Sólo Balmer, sin He ni metales
DAO	>45,000	Balmer y débiles de He II
Ricas en He		
DO	45,000-100,000	Fuertes de He II, algunas de He I presentes
DB	12,000-30,000	He I, ni H ni metales
DBA	12,000-30,000	He I y líneas débiles de Balmer
Enanas blancas frías		
DQ	6,000-12,000 18,000-24,000	C atómico o molecular
DZ	<6,000-10,000	Sólo metálicas, no H, no He
DC	<6,000-10,000	Continuo sin características
Adicionales		
P		Características secundarias
H		Magnética con polarización
E		Magnética sin polarización detectable
V		Presencia de líneas de emisión
d		Variable
		disco de escombros

Tabla 1.1: Clasificación de las enanas blancas según Dickinson 2012.

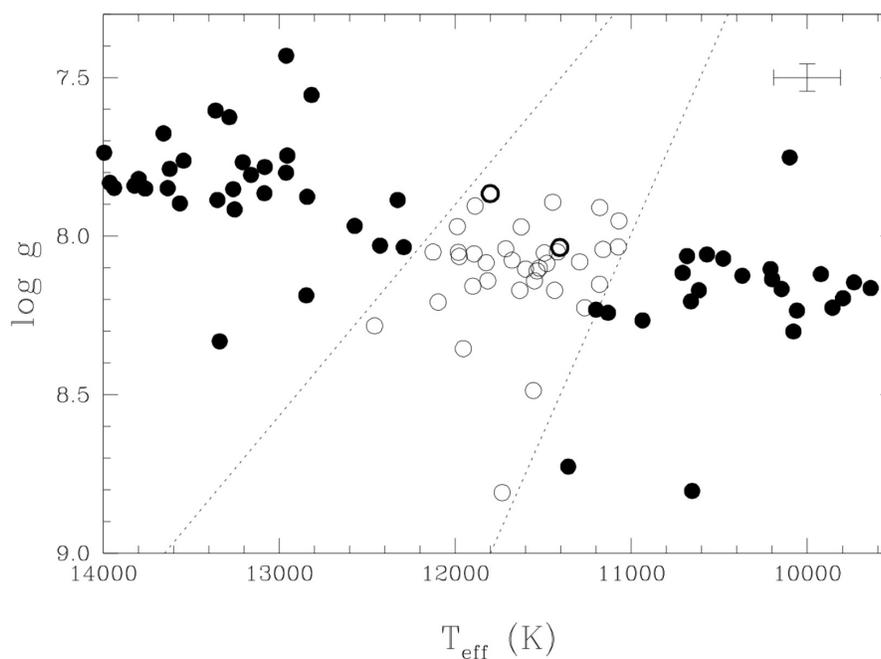


Fig. 1.3: Localización de las enanas blancas ZZ Ceti sobre la franja de inestabilidad en una gráfica de temperatura efectiva T_{eff} contra el logaritmo de g (gravedad superficial). Los círculos sólidos en negro representan enanas blancas DA fotométricamente constantes y los círculos huecos son objetos ZZ Ceti. Nótese el pequeño número de ZZ Ceti comparados con el resto debido esencialmente a la transición rápida por esta franja (Bergeron et al. 2004)

Cámara EMCCD

2.1. Sensores CCD

Los dispositivos de carga acoplada o charge coupled device (CCD de aquí en adelante) son los detectores de luz utilizados por excelencia en astronomía.

Los últimos desarrollos tecnológicos los han localizado en la mejor opción en cuanto a precio, disponibilidad, fabricación, sensibilidad y respuesta espectral. Desde los años 80s han sustituido totalmente a la fotografía analógica como medio y método para registrar las imágenes astronómicas y han sufrido diversas mejoras, lo cual amplía su alcance sobre el tipo de instrumentos en los que pueden ser utilizados. Tal vez el único inconveniente con respecto a la película fotográfica es su tamaño, ya que los CCD de gran formato son excesivamente caros.

Durante los últimos años, los sensores CMOS (complementary metal oxide semiconductor) se han popularizado debido a su bajo costo y a su menor consumo de energía, lo que los hace ideales para los dispositivos alimentados por baterías, sin embargo son mas ruidosos y presentan menor uniformidad en su respuesta al campo plano que los CCD.

El principio básico de funcionamiento de los CCD tiene base en la generación de pares de cargas electrón-hueco por fotoionización de un material semiconductor. Millones de pequeños fotodiodos son implantados en un arreglo matricial regular, por lo que la posición de cada evento puede ser conocido en todo momento. Las características del material le dan las propiedades deseadas. Las cargas generadas no son vaciadas inmediatamente, son almacenadas temporalmente atrayendo los electrones hacia el electrodo positivo y el hueco hacia el negativo para evitar la recombinación, lo que permite acumular los electrones cuyo número es directamente proporcional al número de fotones incidentes y por lo tanto a la cantidad de luz recibida por el detector, esto mientras no se llegue al nivel de saturación, que es la cantidad máxima de fotones que puede almacenar el semiconductor. El tamaño físico del pozo determina el nivel de saturación, y la tasa de conversión depende del tipo de material utilizado para crear el semiconductor. La tasa de conversión se conoce como eficiencia cuántica o QE por sus siglas en inglés y corresponde al porcentaje de pares hueco-electrón formado por cada fotón incidente. Por diversas razones, entre ellas la energía y el tipo de semiconductor utilizado, la QE depende de la longitud de onda del fotón. La QE ha aumentado con las mejoras tecnológicas y actualmente no son raros los CCDs con una QE del orden de 96 % en longitudes de onda específicas (Figura 2.1).

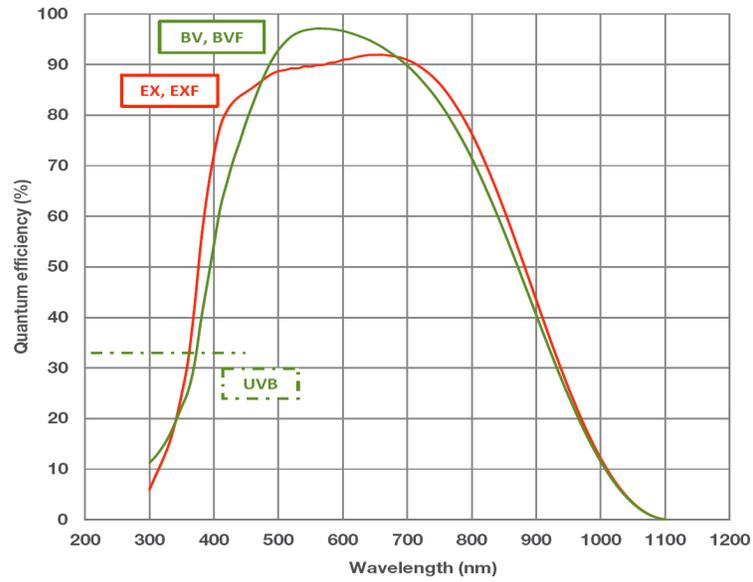


Fig. 2.1: Curva de eficiencia cuántica en función de la longitud de onda para la cámara Ixon Ultra 888. La curva en verde corresponde a la versión con capa antirreflejante en la ventana y la curva roja a la versión con doble capa antirreflejante (Andor 2021a).

Sección de un arreglo CCD con electrodos y canales de columna

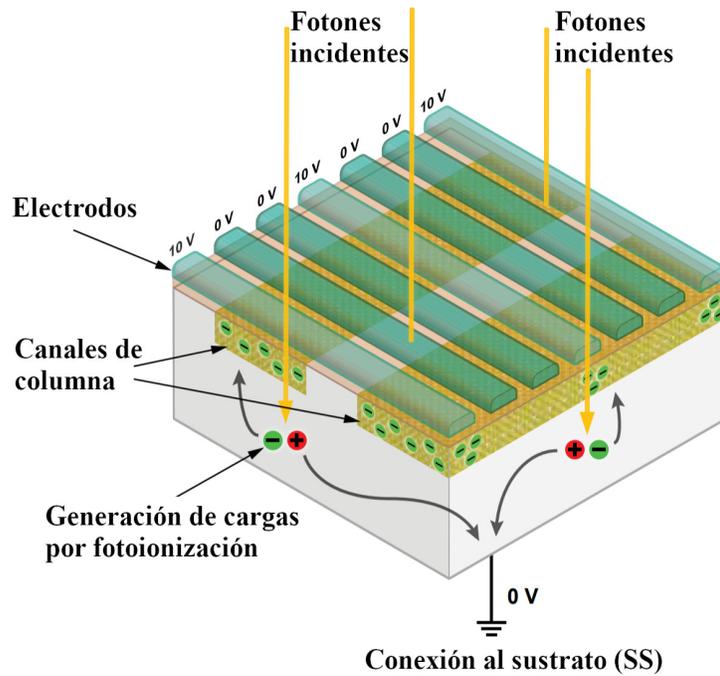


Fig. 2.2: Sección de un detector de luz bidimensional tipo CCD donde se muestran las secciones correspondientes a cada elemento de imagen o píxel (de picture element) y dos columnas del arreglo matricial (Teledyne 2020).

Debido a la gran cantidad de información que representa una imagen, la lectura no puede realizarse de manera paralela, por lo que el mecanismo utilizado involucra una transferencia de cargas mediante el manejo de los voltajes aplicados a cada electrodo, muy similar a vaciar un balde con agua en uno contiguo para traspasarla de tal manera que se logra un acceso secuencial a los valores de la carga. Aplicando señales de reloj en secuencias bien determinadas a los electrodos de cada pozo o pixel se logra este cometido. En la Figura 2.3 se muestra el proceso de transferencia mediante el cambio de voltaje en los electrodos y en la Figura 2.4 la secuencia de lectura. De esta manera el vaciado se hace por renglones sobre un registro lineal y después por columnas sobre el registro, de tal manera que en un CCD de $M \times N$ pixeles son necesarios $M \times N \times \phi$ ciclos de reloj para que toda la información alcance la salida, donde ϕ es el número de fases necesarias para transferir la carga entre pixeles y dependiendo del modelo pueden ser 2 o 3 fases. Las cargas generadas son recolectadas, amplificadas y después de una conversión analógica-digital (A/D), registradas en una representación discreta, lo cual facilita enormemente su manejo, almacenamiento y transmisión en los múltiples medios persistentes y de comunicaciones disponibles hoy en día.

Principio de la transferencia de cargas

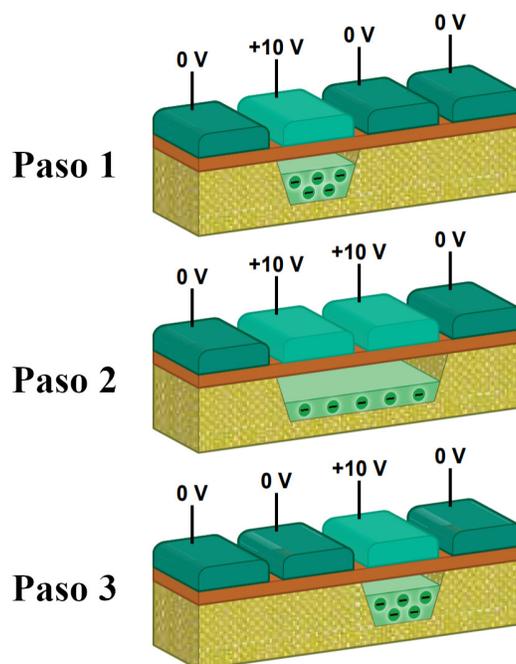


Fig. 2.3: Sección de un detector de luz bidimensional tipo CCD donde se muestran las secciones correspondientes a cada pixel y dos columnas del arreglo matricial.

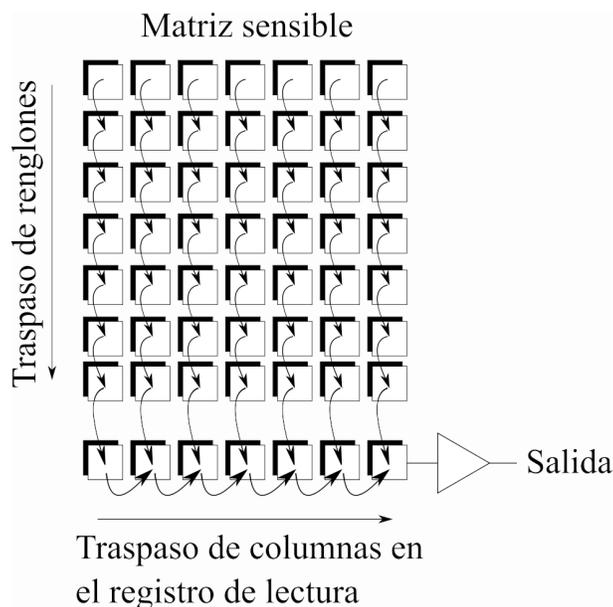


Fig. 2.4: Lectura por desplazamiento de los elementos del CCD.

Los sensores bidimensionales cuentan con una matriz rectangular de fotodiodos minúsculos (del orden de micras) llamados píxeles. Es posible lograr que la carga sea transferida de un píxel al contiguo hasta alcanzar un registro especial llamado registro de lectura. El registro de lectura se lee utilizando el mismo mecanismo de desplazamiento pero en dirección transversal, por lo que la lectura corresponde en orden a un barrido de los píxeles sobre el detector. Es importante tomar en cuenta que cuando el CCD está siendo leído, la luz seguirá incidiendo sobre él, lo cual crearía una imagen fantasma a menos que se cuente con un mecanismo para evitar dicha incidencia. En algunos sensores astronómicos se utiliza un obturador mecánico, ya que, a diferencia de los sensores comerciales, el tiempo durante el cual la luz se hace incidir sobre ellos es muy largo, cuando este mecanismo no es viable o se requiere de una exposición continua, los sensores son equipados con una sección de transferencia que se halla protegida de la luz, de tal manera que las cargas del área sensible son transferidas de golpe a la misma y posteriormente leídas.

En cuanto a la sensibilidad, existen variantes en la construcción cuyo eficiencia depende de las frecuencias que se deseen captar o de los niveles de luz que se manejan. Un sensor CCD comercial generalmente es iluminado frontalmente, por lo que la luz debe atravesar diversas capas de material antes de alcanzar los pozos de silicio y ser convertidos en pares de carga. La QE de estos sensores difícilmente alcanza el 50%. Si la luz incide por la parte trasera del sensor, los fotones alcanzarán directamente la zona de creación de pares, por lo que se evitan pérdidas por reflexión. Este cambio en la dirección de incidencia permite aprovechar de manera eficiente los fotones que arriban al semiconductor, mejorando sustancialmente la sensibilidad.

Los sensores CCD adquieren un muestreo espacial inherentemente discreto de una imagen, su resolución corresponde a la partición espacial y cada elemento del CCD corresponde a un píxel. Esto evita el cálculo de las coordenadas ya que se conoce la ubicación de cada píxel. Durante la conversión mencionada en los pozos de detección del CCD los fotones son utilizados para generar electrones, llamados comúnmente fotoelectrones, los cuales se acumulan en cada pozo. La carga del

electrón es muy pequeña y cuando los electrones son numerosos se considera una variable continua. En los CCD convencionales (sin etapa de amplificación EM) la carga es convertida a voltaje en la salida mediante un capacitor y este voltaje es amplificado mediante un amplificador lineal. El nivel de amplificación es elegido de tal manera que se aproveche todo el intervalo dinámico de la electrónica para el punto de saturación de los pozos del CCD cuidando de mantener el ruido de lectura bajo. Las señales analógicas son susceptibles al ruido por lo que el voltaje es inmediatamente convertido a su contraparte digital con un convertidor analógico digital o ADC. El número de bits durante la conversión es cuidadosamente seleccionado para corresponder con las cualidades de ruido y linealidad de la electrónica previa. Debido a que las velocidades de lectura suelen ser altas, generalmente se utilizan convertidores A/D tipo flash o híbridos de 10 a 16 bits dependiendo de la razón S/R.

Con los avances relativamente recientes de nuevos detectores (Andor 2021b) se han logrado desarrollar nuevas metodologías para disminuir el ruido de lectura, aumentar el intervalo dinámico y aumentar la velocidad de lectura, lo cual resulta en una mejora de los datos obtenidos en cada imagen. Los EMCCD o Electron Multiplying CCD cuentan con una etapa de amplificación especial que aumenta sustancialmente la ganancia previa al amplificador lineal mediante un mecanismo de multiplicación de electrones. Este se lleva a cabo en una etapa especial dentro del mismo detector llamada registro de multiplicación, el cual contiene cientos de celdas. La amplificación ocurre en cada celda aprovechando un fenómeno que ocurre naturalmente en los CCD conocido como carga inducida por transición de reloj (clock induced charge) o carga espuria. Este fenómeno ocurre al traspasar la carga de un pixel al siguiente, ya que debido a que los voltajes aplicados aceleran a los electrones, existe una probabilidad muy pequeña pero finita de que estos impacten con el sustrato del semiconductor y puedan liberar electrones adicionales mediante un proceso conocido como ionización por impacto. La ionización por impacto es un proceso de generación que involucra tres partículas. Los portadores que ganan energías altas mientras viajan a través de regiones de campos elevados sufren choques con electrones enlazados en la banda de valencia. El exceso de energía se transfiere a estos últimos que se elevan a la banda de conducción creando un nuevo par electrón-hueco. Este par secundario de electrones y huecos también puede tener una energía bastante alta. En este caso, se activa el efecto de avalancha y la densidad de portadores aumenta considerablemente.

El valor de α_n en la Figura 2.5 está dado por

$$\alpha_n = \frac{1}{n} \frac{dn}{d(tv_n)} = \frac{1}{nv_n} \frac{dn}{dt}$$

donde v_n es la velocidad del electrón y por lo tanto $\frac{dn}{d(tv_n)}$ describe la tasa de portadores generados por unidad de distancia; n es la concentración de electrones y $\frac{dn}{dt}$ la tasa de generación de electrones. En el caso del detector, v_n depende directamente del potencial aplicado entre las caras del fotodiodo y de la temperatura, que son justos los parámetros que definen la ganancia.

Evidentemente, si el proceso es indeseado genera eventos que no corresponden a la llegada de un fotón, lo cual aumenta el ruido de la señal incidente. No obstante es un mecanismo muy parecido al que sucede en un fototubo multiplicador o en una placa microcanal y que resulta en una multiplicación del número de electrones en cada choque, de multiplicación que puede ser aprovechado si se mantiene controlado.

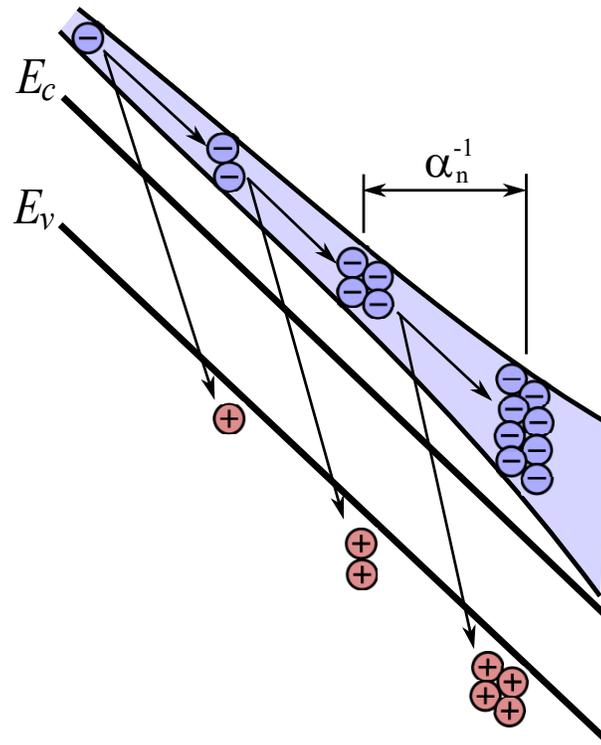


Fig. 2.5: Proceso de generación de avalancha de ionización por impacto inducida por electrones puros. Después de que un electrón se acelera a lo largo de una distancia promedio α_n^{-1} , sufre una colisión y el exceso de energía produce un nuevo par electrón-hueco. Las colisiones consecutivas pueden desencadenar una avalancha. Adaptado de Triebel, Oliver Reliability issues in high-voltage semiconductor devices (Triebel 2012).

Aunque la carga inducida por reloj se ha considerado tradicionalmente una fuente de ruido y su efecto debe minimizarse, no es el caso para los EMCCD en la etapa de multiplicación.

Para que este proceso pueda ser utilizado como mecanismo de amplificación se implementa en dos etapas. En primer lugar, la probabilidad de que cualquier carga cree un electrón secundario aumenta al dar más energía al electrón sincronizando la carga con un voltaje más alto. En segundo lugar, el EMCCD está diseñado con cientos de pozos de potencial secuenciales en las que puede producirse la ionización por impacto y, aunque la probabilidad de amplificación o multiplicación en cualquiera de ellos es pequeña, la probabilidad final es muy alta al recorrerlos todos en secuencia.

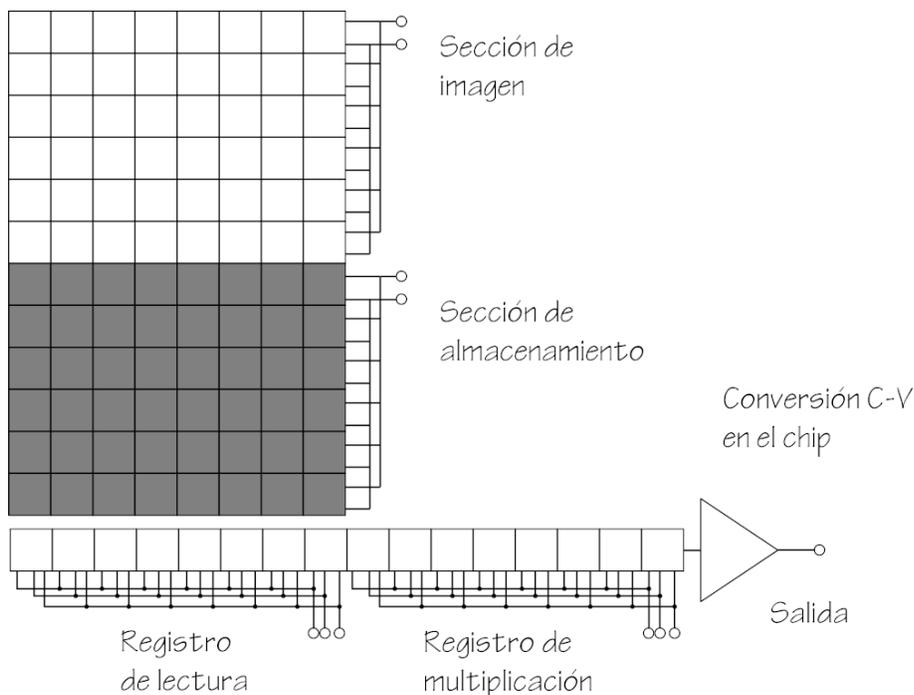


Fig. 2.6: Diagrama de la organización interna del sensor EMCCD. Nótese la sección de multiplicación después del registro de lectura.

Es importante tomar en cuenta que, a diferencia de los intensificadores de imagen, la etapa de multiplicación no aumenta de ninguna manera la sensibilidad del detector, ya que en muchos casos la eficiencia cuántica ya es del orden del 95 % y poco se puede hacer para aumentar dicho parámetro, el efecto es el de aumentar el intervalo dinámico y por tanto la relación señal a ruido o S/R y permitir detectar conteos muy bajos comparados con un detector sin etapa de multiplicación electrónica.

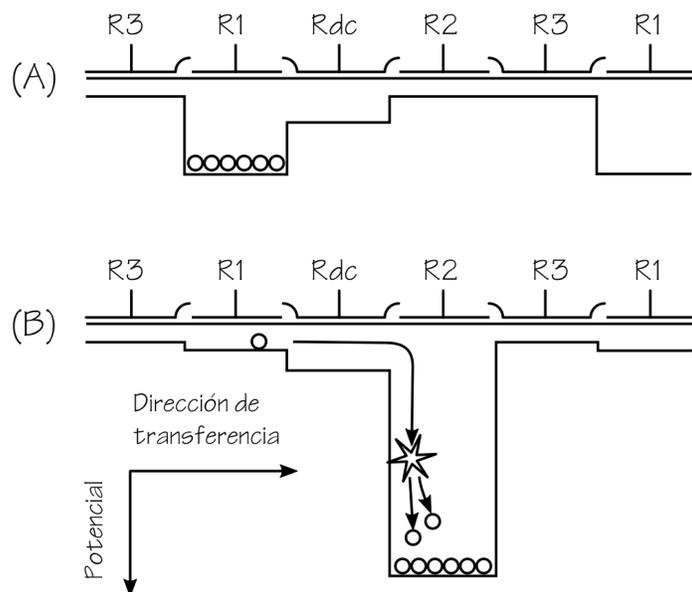


Fig. 2.7: Esquema de operación de la multiplicación electrónica en los EMCCD. Durante el traspaso a los pozos laterales, un voltaje mayor aumenta la probabilidad de que se creen nuevos pares electrón-hueco en el semiconductor.

El resultado es un factor de multiplicación de electrones de hasta 5,000 en algunos modelos previo al amplificador lineal, lo cual resulta en un ruido de lectura menor a $1 e^-$, por lo que la cámara puede ser utilizada como un contador de fotones.

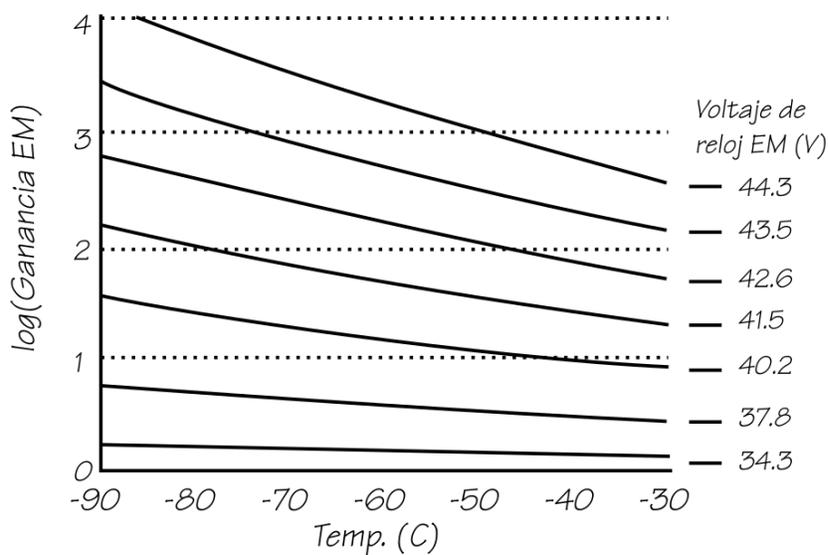


Fig. 2.8: Dependencia de la ganancia con la temperatura y el voltaje aplicado durante la transición entre pozos.

La Figura 2.8 representa la dependencia del logaritmo de la ganancia contra el voltaje

de reloj de la etapa EM y la temperatura. Una temperatura menor no sólo mejora la ganancia, además permite separar sus valores dependiendo del voltaje de reloj. Esto es crucial, ya que el proceso de multiplicación es inherentemente estocástico, lo cual dificulta el procesamiento, ya que una lectura puede ser, dentro de una probabilidad razonable, generada por todo un intervalo de valores de fotones de entrada (Figura 2.9) y es difícil conocer la ganancia exacta.

La curva de probabilidad debe su forma a que el fenómeno de detección se describe con una estadística Poissoniana, ya que el promedio temporal de arribo de cada evento es constante pero no hay información del valor de cada tiempo. Este efecto introduce un nuevo factor de ruido conocido como exceso del factor de ruido (excess noise factor o ENF) dado por

$$ENF = \kappa G \left(2 - \frac{1}{G}\right) (1 - \kappa)$$

(Hamamatsu 2019b) donde κ es la razón de huecos a electrones generados por impacto y G es la ganancia. Los detectores tipo APD y PMT presentan este factor y un valor típico en los APD y PMT es $2 \sim 2.5$, mientras que para un EMCCD típico es del orden de $\sqrt{2}$ (Andor 2021b).

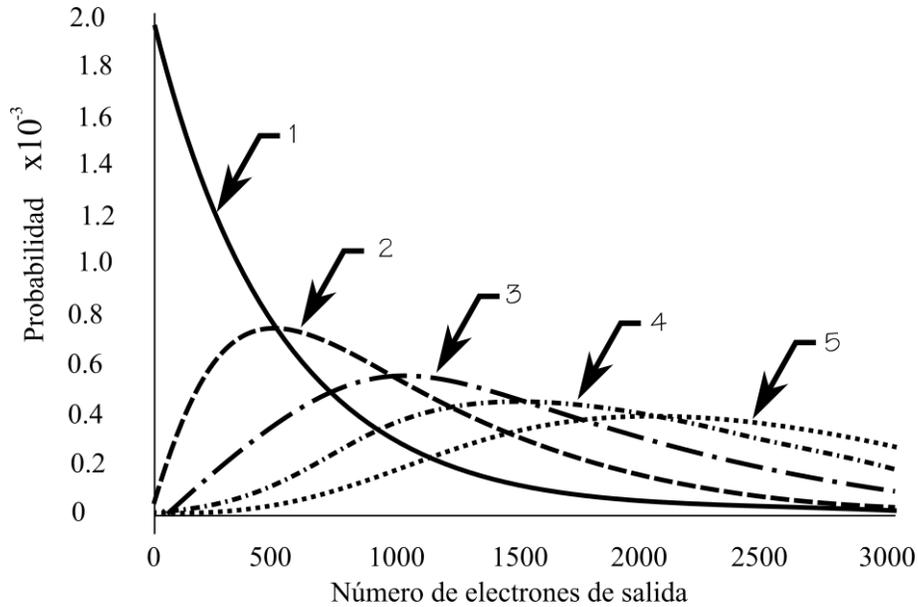


Fig. 2.9: Probabilidad de la salida en función del número de fotones de llegada y de la ganancia. Nótese que para ciertos valores de salida es difícil discernir el número de eventos de entrada dentro de un valor razonable.

2.2. Cámara Ixon Ultra 888

El desarrollo de nuestro sistema de fotometría rápida tiene base justo en las cualidades del tipo de detectores descritos en la sección anterior y aprovecha al máximo disponible las mismas. Utilizamos específicamente una cámara modelo Ixon Ultra 888 de Andor Technologies (Figura 2.10). No obstante es necesario caracterizarla totalmente para llevar a cabo el procesamiento adecuado que nos permita recuperar la información sobre las variaciones de flujo. Las características específicas de la cámara son las siguientes:

2. CÁMARA EMCCD

Pixeles activos (H × V)	1,024 × 1,024
Tamaño de pixel (W × H; μm)	13 × 13
Área de la imagen (mm)	13.3 × 13.3
Profundidad de pozo en área activa (e-)	80,000
Tasa máxima de lectura (MHz)	30
Tasa de lectura de cuadros (fps*)	26 (cuadro completo) - 9,690 (ROI*)
Ruido de lectura (e-)	<1 con ganancia EM
Eficiencia cuántica máxima	>95 %

* frames per second o fps y rectangle of interest o ROI



Fig. 2.10: Cámara Ixon 888 Ultra EMCCD .

Dado que el pozo de acumulación soporta hasta 80,000 electrones y la conversión A/D se lleva a cabo con 16 bits de resolución, cada bit corresponde a aproximadamente a 1.22 electrones.

En su momento, esta cámara era la punta de la tecnología por diversas razones: la velocidad de lectura es de 30 MHz, lo cual permite adquirir desde 29 fps en cuadro completo hasta 697 fps en un ROI (Rectángulo de interés) de 128×128 . Cuenta con un sistema de enfriamiento por apilado de enfriadores termoelectricos (TEC) que alcanzan hasta -100 C con la disipación adecuada, lo cual mejora la razón S/R. La inclusión de la etapa EM permite alcanzar niveles de

rango dinámico que permiten el conteo de fotones individuales, lo cual no es posible lograr con un CCD lineal incluso utilizando fotomultiplicadores externos.

La lectura de las imágenes se lleva a cabo mediante una conexión USB 3.0. Las características mínimas de la computadora de lectura son:

- procesador de núcleo simple 3.0 GHz o núcleos múltiples @ 2.6 GHz.
- 2 GB de RAM.
- 1 GB de espacio en HDD.
- SSD (solid state disk) con una tasa de transferencia sostenida de 100MB/s.
- USB 3.0 Super Speed capaz de sostener tasas de transferencia de 60MB/s.
- sistema operativo Windows (7, 8, 10) o Linux.

2.3. Caracterización de la Cámara

Durante las primeras pruebas, fueron adquiridas imágenes de campo plano de baja intensidad para calcular variaciones de ganancia. En la Figura 2.11 se muestran estas variaciones cuando el control de temperatura no incluye la estabilización por disipación. Como se puede observar, estas variaciones pueden llegar a ser drásticas y deben corregirse durante el proceso para recuperar el flujo de cada estrella.

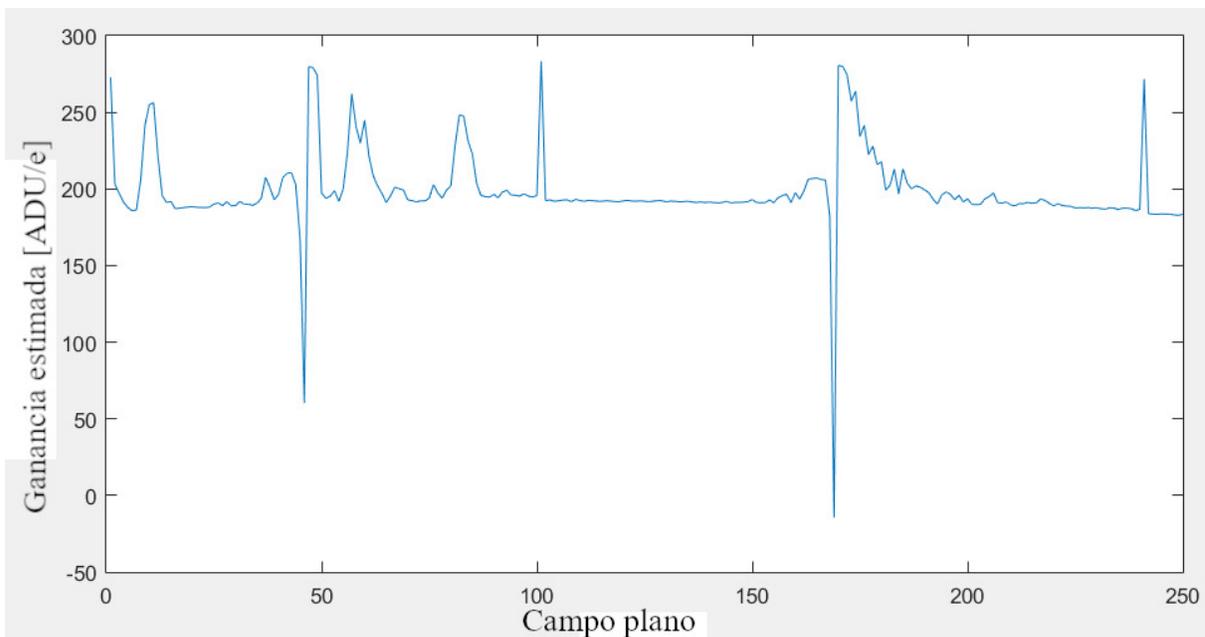


Fig. 2.11: Variaciones de ganancia medidas durante la adquisición de campo plano.

Este efecto exige un tratamiento de datos particular para recuperar el flujo a partir de las imágenes adquiridas lo cual acarrea ventajas enormes. Un aumento en el intervalo dinámico del detector permite medir con relativa facilidad variaciones de brillo del orden del 1% ~ 2% que puede aplicarse a problemas astronómicos muy interesantes. Por ejemplo la detección de exoplanetas midiendo variaciones de brillo incluso por el efecto de microlentes gravitacionales en las estrellas o, como es nuestro caso, la medición de pulsaciones en enanas blancas con magnitud visual aparente del orden de 19 en un telescopio como el 2m del OAN-SPM (Angeles, Orlov y Popowicz 2018). En la Figuras 2.12, 2.13 y 2.14 se muestran las curvas calculadas para los límites de detección de variaciones en el flujo para los telescopios del OAN-SPM.

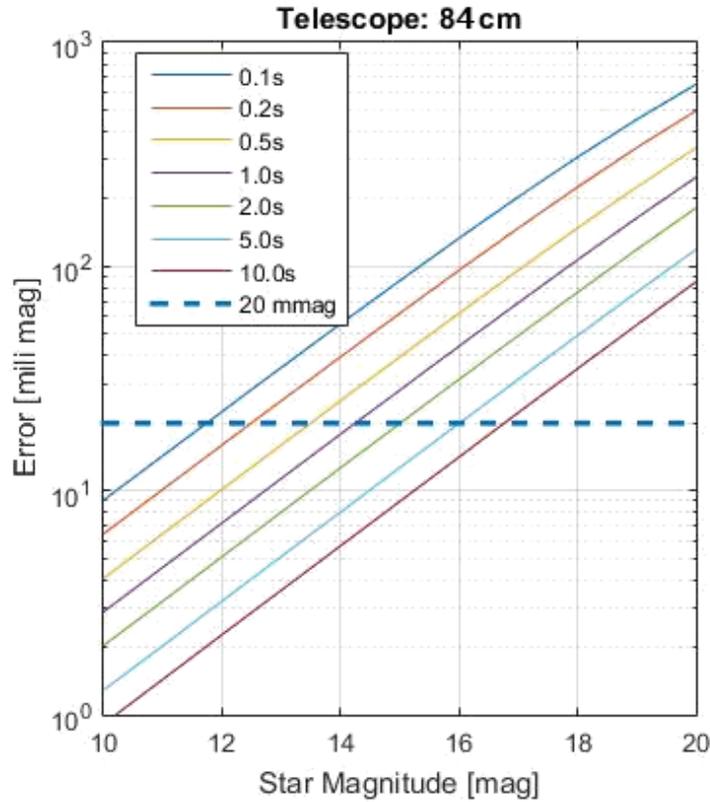


Fig. 2.12: Límites de detección de la cámara Ixon Ultra con el telescopio 84 cm del OAN-SPM.

Uno de los aspectos importantes es el uso del término *gain* utilizado en la interfaz gráfica del control de la cámara no se refiere en realidad al término utilizado comúnmente como la razón de la señal de entrada a la señal de salida, de hecho, no es claro exactamente a que valor se refiera, por lo que es considerada simplemente un parámetro de ajuste relacionado con el factor de multiplicación pero sin equivalencia numérica. Una definición natural debería ser, dado el mecanismo de multiplicación de electrones y a que el ruido se mantiene constante, definir la razón ADU/γ (analog to digital unit por fotón) como la ganancia de la cámara, sin embargo el parámetro denominado así no corresponde a esta magnitud. Esta es la razón por lo que debe determinarse la ganancia real del sistema como se explica más adelante en el capítulo 4 Procesamiento.

La ganancia total depende de forma crítica no sólo de la temperatura del detector, sino

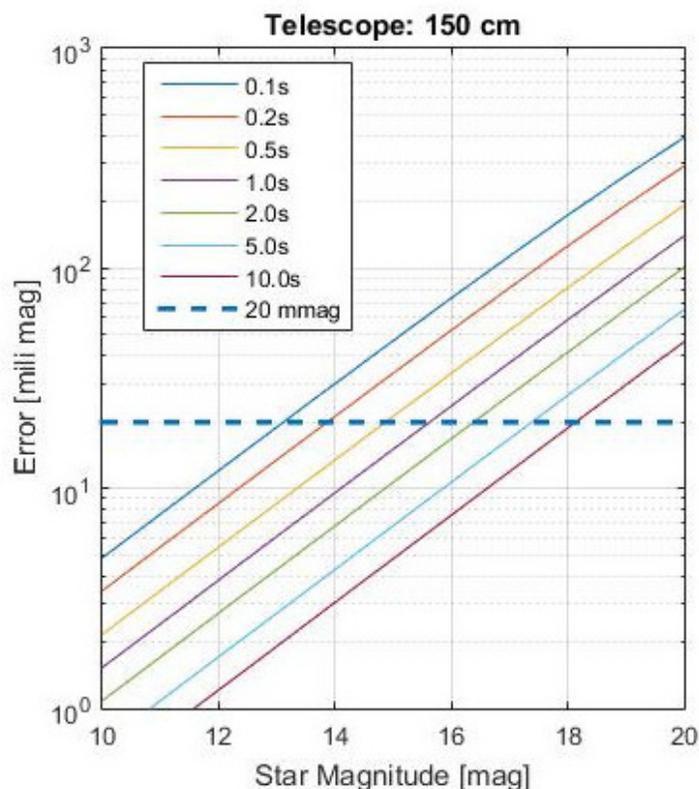


Fig. 2.13: Límites de detección de la cámara Ixon Ultra con el telescopio 150 cm del OAN-SPM.

también de su estabilidad. Para asegurar un valor lo más constante posible de ganancia no es suficiente con alcanzar temperaturas bajas, además se debe asegurar que esta no cambia a lo largo del tiempo. La cámara cuenta con un sistema de control de lazo cerrado que asegura la estabilidad de la temperatura dentro de un intervalo de 0.01 C. Aún así, las transiciones dirigidas por el reloj de lectura ocasionan el mayor consumo y disipación de energía. Es de esperarse que al pasar de un estado pasivo a uno activo durante el arranque la temperatura cambie.

En la Figura 2.15 se muestra la desviación estándar de los valores en la imagen, la cual está relacionada directamente con la ganancia, en función del tiempo durante una lectura a alta velocidad justo después de alcanzar la temperatura final. Como se puede observar, para la primera imagen la ganancia es mayor que para el resto, lo cual se debe al aumento de temperatura súbito por el inicio de la lectura, y para las variaciones posteriores su variación tienen un valor cercano a 1. Para evitar este tipo de error inducido por la operación, es necesario iniciar la lectura del detector y deshacerse de las imágenes iniciales antes de una observación.

El efecto de las irregularidades del detector a lo largo de las adquisiciones de datos se muestra en la gráfica de la Figura 2.16 donde el eje vertical corresponde a los promedios de las columnas y el horizontal al tiempo. Si bien hay diferencias para cada renglón, estas permanecen constantes a lo largo de la observación y su efecto es totalmente aditivo, por lo que remover su efecto es un simple procedimiento de sustracción.

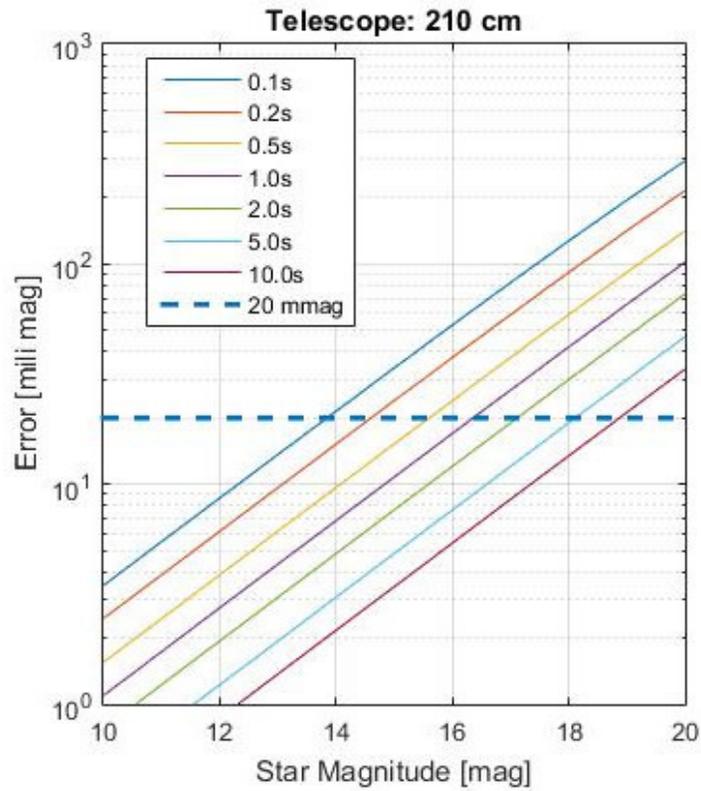


Fig. 2.14: Límites de detección de la cámara Ixon Ultra con el telescopio 210 cm del OAN-SPM.

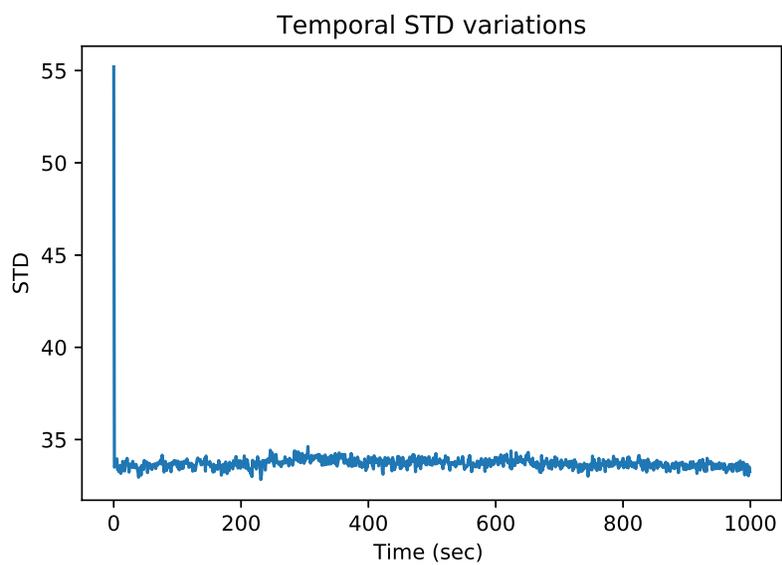


Fig. 2.15: Gráfico de la desviación estándar (STD) de las imágenes en función del tiempo.

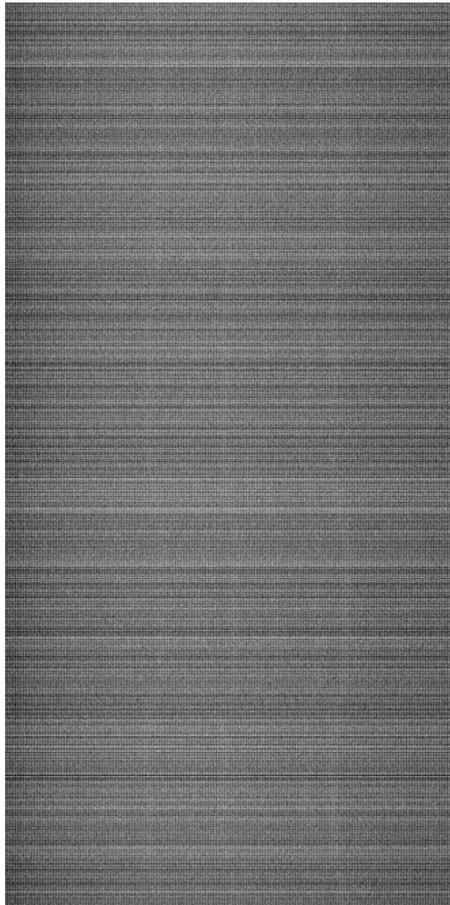


Fig. 2.16: Promedios de las columnas a lo largo del tiempo.

Fotómetro rápido

A pesar de la belleza matemática de cualquier teoría sobre algún aspecto físico del Universo, esta debe ser puesta a prueba contra los datos obtenidos en el experimento. La astrofísica no es la excepción y la fotometría particularmente provee de datos con los cuales contrastar los modelos astrofísicos. La fotometría consiste en la medición del flujo de luz proveniente de las estrellas. Esta tarea no es sencilla ya que existen diversas fuentes de ruido entre las estrellas y el detector que hacen complicado el cálculo de la cantidad de fotones que se reciben.

El uso de sensores tipo CCD como fotómetros inició en la década de los 90's con la mejora en los tiempos de lectura, sensibilidad y razón S/R y esto conlleva a un manejo totalmente diferente de señales al usualmente aplicado a la fotometría con sensores tipo PMT. La fotometría que nos interesa es aquella para detectar variabilidad de luminosidad en las estrellas, particularmente en enanas blancas.

Debido a los requerimientos de bajo ruido de lectura en el detector es necesario mantenerlo a bajas temperaturas.

La compañía que fabrica la cámara ion ultra 888, Andor, ha preferido el uso de un apilado de enfriadores termoeléctricos (TEC Figura 3.1) para alcanzar temperaturas de hasta -100 C en el detector. No obstante, la eficiencia de dichos enfriadores no es muy alta y mientras una cara es enfriada, la temperatura de la cara opuesta aumenta. Los apilados consisten en etapas de enfriamiento generalmente de tamaño creciente para aumentar la temperatura diferencial. En condiciones ideales un TEC comercial puede alcanzar una temperatura diferencial de 70 C aunque raramente se lleva hasta ese límite. No contamos con las especificaciones técnicas de los TEC usados en la cámara Ixon Ultra pero las especificaciones de la misma establecen que se pueden alcanzar los -100 C siempre y cuando la temperatura ambiental no exceda los 15 C.

Para lograr esta temperatura, es necesario disipar el calor generado en la cara caliente del apilado. Los requerimientos establecidos por el fabricante para dicha disipación son una temperatura ambiental máxima de 15 C y un flujo mínimo de líquido refrigerante de 2 lt/min. Si bien el fabricante recomienda el uso de agua, esto no es adecuado en nuestro caso ya que en el OAN-SPM la temperatura puede alcanzar los -15 C durante el invierno y en esas condiciones el agua se congelaría, dañando los conductos en el detector, por lo que hemos optado por utilizar un refrigerante basado en propilenglicol para evitar el congelamiento. A diferencia de los refrigerantes utilizados comercialmente en la industria automotriz, este no debe contener ningún

3. FOTÓMETRO RÁPIDO

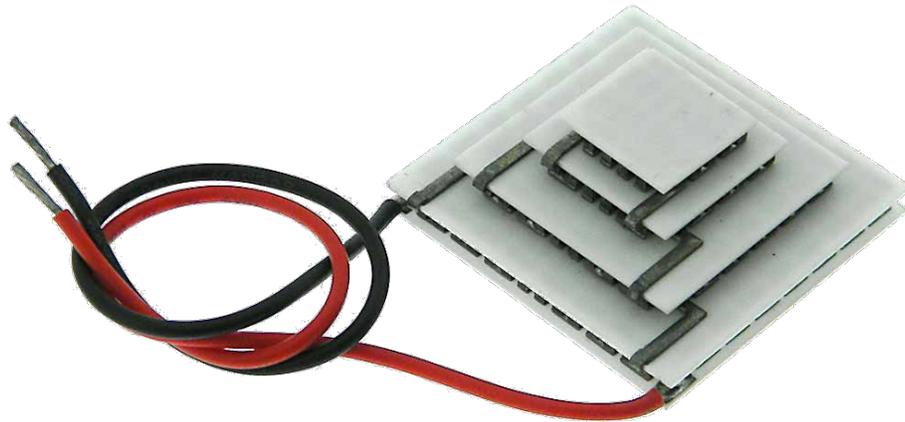


Fig. 3.1: Apilado de TEC comercial ofrecido por <http://mpja.com>.

aditivo o sellador ya que dichas sustancias eventualmente obstruyen los conductos en la cámara. Para implementar el sistema de disipación, utilizamos un pequeño radiador comercial utilizado originalmente en los sistemas de disipación para computadoras personales marca Corsair modelo Hydro Series™ H100i (Figura 3.2). Este sistema incluye un par de abanicos de 12 cm de diámetro alimentados con 12 V @ 0.22 A c/u levitados magnéticamente que giran a 1,450 RPM y sostienen un gasto de 37.85 CFM (cubic feet per minute) con una vida media garantizada por 2 años, lo cual es importante para evitar vibraciones, tensiones mecánicas, disipación de calor y ruido en la cúpula del telescopio, además de que tienen una esperanza de vida mucho mayor a la de los abanicos no levitados ya que la fricción es mínima y no hay pérdida de lubricante.



Fig. 3.2: Sistema de enfriamiento Corsair H100i.

También incluye una bomba con un motor sin escobillas pero ésta es desechada ya que está diseñada para adherirse directamente al procesador de la computadora. En su lugar utilizamos

una pequeña bomba independiente con motor sin escobillas de 12 VDC con una potencia de 4.2 W (Figura 3.3), por lo que el consumo de corriente es de 375 mA tomando en cuenta las pérdidas.



Fig. 3.3: Bomba impulsora de motor sin escobillas.

Tiene una vida promedio de 30,000 hr de uso y cuenta con ejes de cerámica. Ofrece además un flujo sostenido de 4 lt/min a una altura de 0.3 m, pero debido a que el circuito del fluido es cerrado, la bomba solo trabaja contra la fricción y no contra cambios de presión. Este flujo es suficiente para cumplir con los requisitos de Andor para mantener la temperatura suficientemente baja. Una bomba de mayor flujo no ayuda a disminuir la temperatura en cuanto el radiador es suficientemente eficiente para igualar la temperatura del fluido con la del medio. Aún cuando la bomba es pequeña y al principio de las pruebas resultó ser frágil durante la instalación del instrumento, es suficiente para mantener el flujo recomendado por el fabricante. El uso de una bomba más grande implica mayor consumo y por tanto disipación de energía dentro de la cúpula así como mayor ruido y vibraciones en la platina. La única consideración especial sobre la bomba impulsora es que no debe operarse cuando no hay fluido en el circuito ya que esto puede dañar el impulsor. En la Figura 3.4 se detalla el diagrama esquemático utilizado para el sistema de disipación.

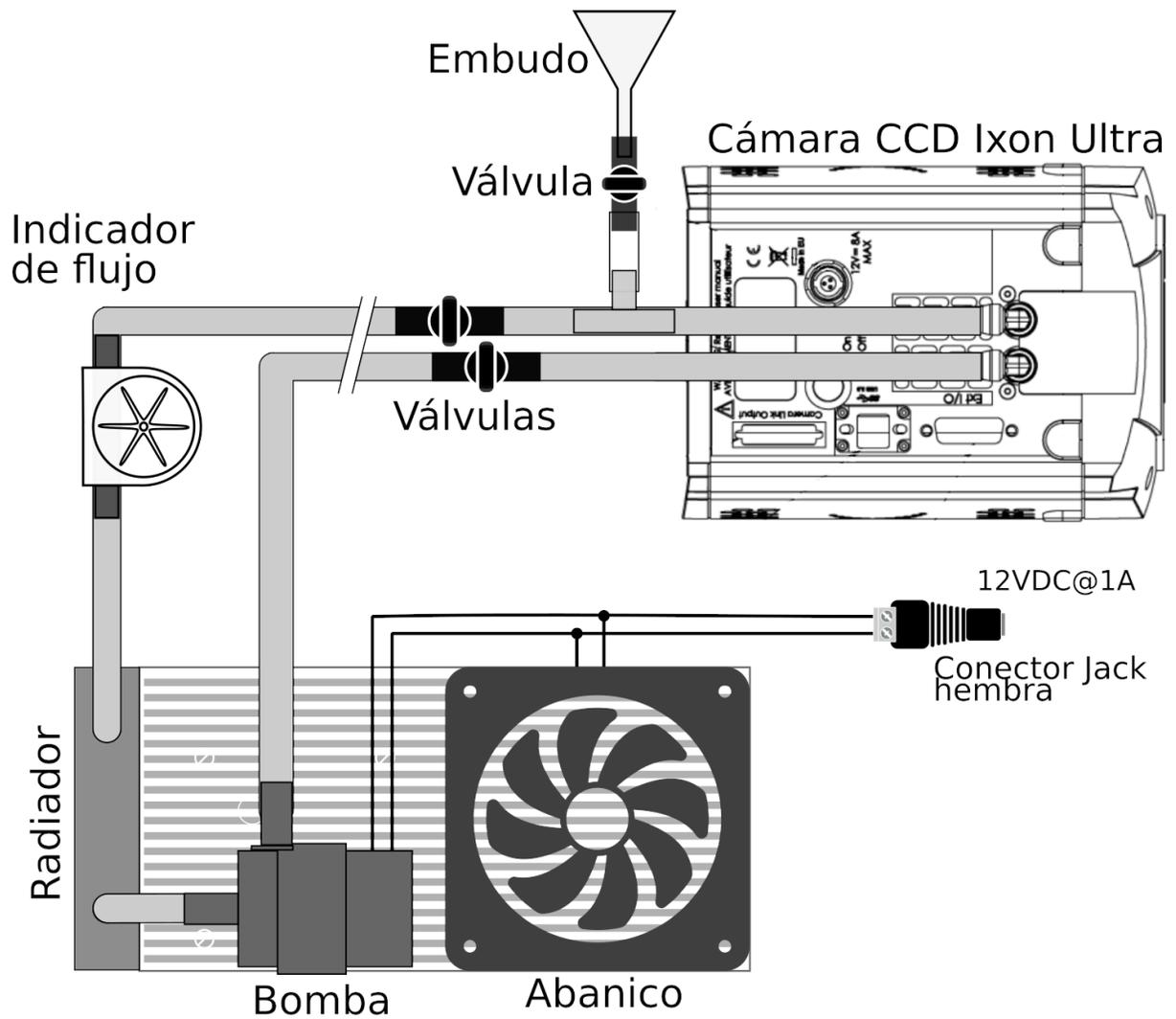


Fig. 3.4: Diagrama esquemático del sistema de enfriamiento.

El sistema original está sellado y no está diseñado para desarmarse o vaciar el fluido refrigerante, por lo cual las mangueras originales fueron removidas y sustituidas por mangueras de silicona de 8 mm de diámetro interno y 16 mm de diámetro externo. La silicona es un material altamente durable e inerte, lo que ayuda a minimizar el mantenimiento o sustitución por períodos largos de operación. Por otro lado, el grosor de las paredes ayuda a evitar ahorcamientos en la manguera al ser posicionada a lo largo de la trayectoria del circuito.

Añadimos un par de válvulas de 1/4 de vuelta muy cerca de la cámara para ayudar a desensamblar el sistema muy rápidamente y con un mínimo de pérdida del fluido sin necesidad de vaciar el radiador, ya que el llenado del sistema totalmente vacío es un proceso engorroso, sucio y lento y de esta manera solo debe efectuarse una vez o cuando sea preciso cambiar el fluido refrigerante. También hemos añadido una conexión con derivación en 'T' con una válvula para simplificar el proceso de llenado de la sección de la cámara utilizando un embudo.

En el disipador, hemos utilizado un solo abanico debido a la longitud de las mangueras y a que, en general, la temperatura ambiental es baja durante las noches, sin embargo durante algunas noches de verano, hemos detectado un aumento en la temperatura ambiente de hasta 16 C, lo cual representa un problema porque no es posible alcanzar una temperatura de -100 C en el detector, sin embargo esto no mejora con el uso de más abanicos.

Tanto el abanico como la bomba son alimentados con una fuente conmutada de 12 VDC @ 1A, la cual es más que suficiente para cumplir con los requerimientos de corriente. El radiador, el abanico y la bomba se encuentran contenidos en un gabinete de aluminio que cuenta con dos conectores para la manguera de silicona.

Dado que no existe una dirección preferencial del fluido dentro de la cámara, es irrelevante el orden de conexión de las mangueras durante la instalación.

El sistema de disipación también cuenta con un indicador de flujo que fue fabricado en su totalidad en los talleres del Instituto de Astronomía de la UNAM utilizando manufacturas aditivas y corte láser cuyo diseño conceptual se muestra en la Figura 3.5. Estos indicadores existen en la industria de computación para los sistemas de enfriamiento, sin embargo la medida de sus conectores no coincide con las mangueras utilizadas y representaba el mismo trabajo modificarlas que diseñar y construir unan nueva acorde a nuestras necesidades.

Su funcionalidad es mostrar visualmente si existe flujo de refrigerante en caso de que se tengan dudas sobre la estabilidad de la temperatura. Una falla en el sistema de enfriamiento puede deberse a la fuente de poder, a una temperatura ambiental alta, a que la bomba impulsora no esté funcionando adecuadamente o que exista una fuga de fluido refrigerante y este indicador ayuda a determinar la causa correcta. En la Figura 3.6 se muestra la implementación mecánica en una caja que incluye la bomba, el indicador y los conectores para las mangueras.

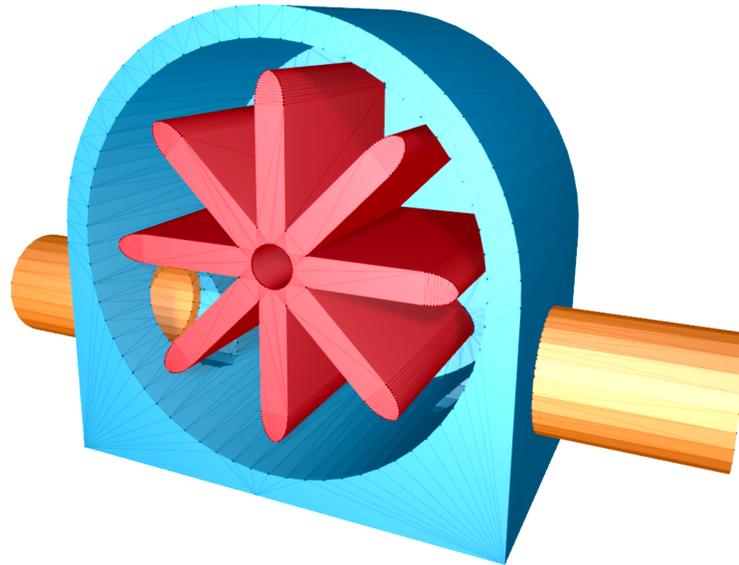


Fig. 3.5: Diseño del indicador de flujo.

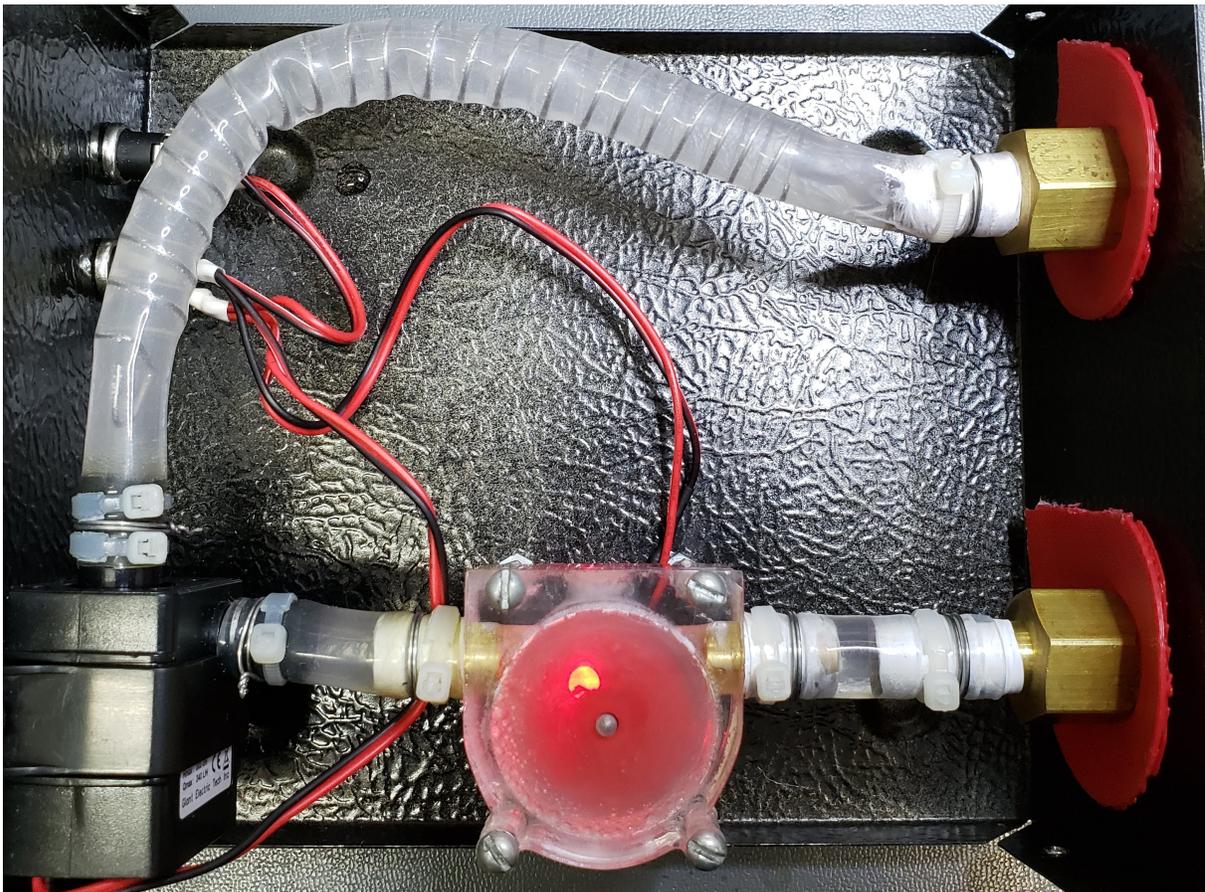


Fig. 3.6: Bomba impulsora e indicador de flujo.

El sistema es sujetado con tornillos en un brazo atado a la platina. Las mangueras son lo suficientemente largas para ser llevadas hasta la cámara.

Dado que no hay componentes activos en el sistema, éste puede ser encendido al principio de la noche y funcionar de manera continua sin detrimento del desempeño de la cámara, por lo que no es necesario un control a lo largo de cada observación.

En las Figura 3.7 se muestra el sistema ensamblado y montado en la platina del telescopio 2.1 m del OAN-SPM. El poste donde se monta la caja de la bomba y el radiador está sujeto a la estructura del telescopio.

La instalación no es problemática ya que todos los elementos son ligeros y las mangueras no necesitan de un soporte especial. Debe tomarse en cuenta que una instalación hidráulica fija en el telescopio es complicada y requiere de modificaciones que van más allá del alcance de un instrumento no permanente, lo cual complica la sujeción de los elementos. Por otro lado, el uso de fluidos en la platina representa cierto nivel de peligro y cualquier problema puede ser atendido rápidamente con las mangueras expuestas.

Las válvulas cercanas a la cámara permiten mantener sellado el brazo del radiador, por lo que no es necesario vaciarlo al desmontar. La sección de la cámara debe vaciarse para desarmarla y poder almacenar la cámara en su contenedor. Al ser más corta, se facilita el llenado de la misma durante la instalación. El único cuidado especial es que se debe asegurar que la manguera no contiene aire, ya que la bomba impulsora no puede trabajar en seco debido a que se puede dañar.

3. FOTÓMETRO RÁPIDO

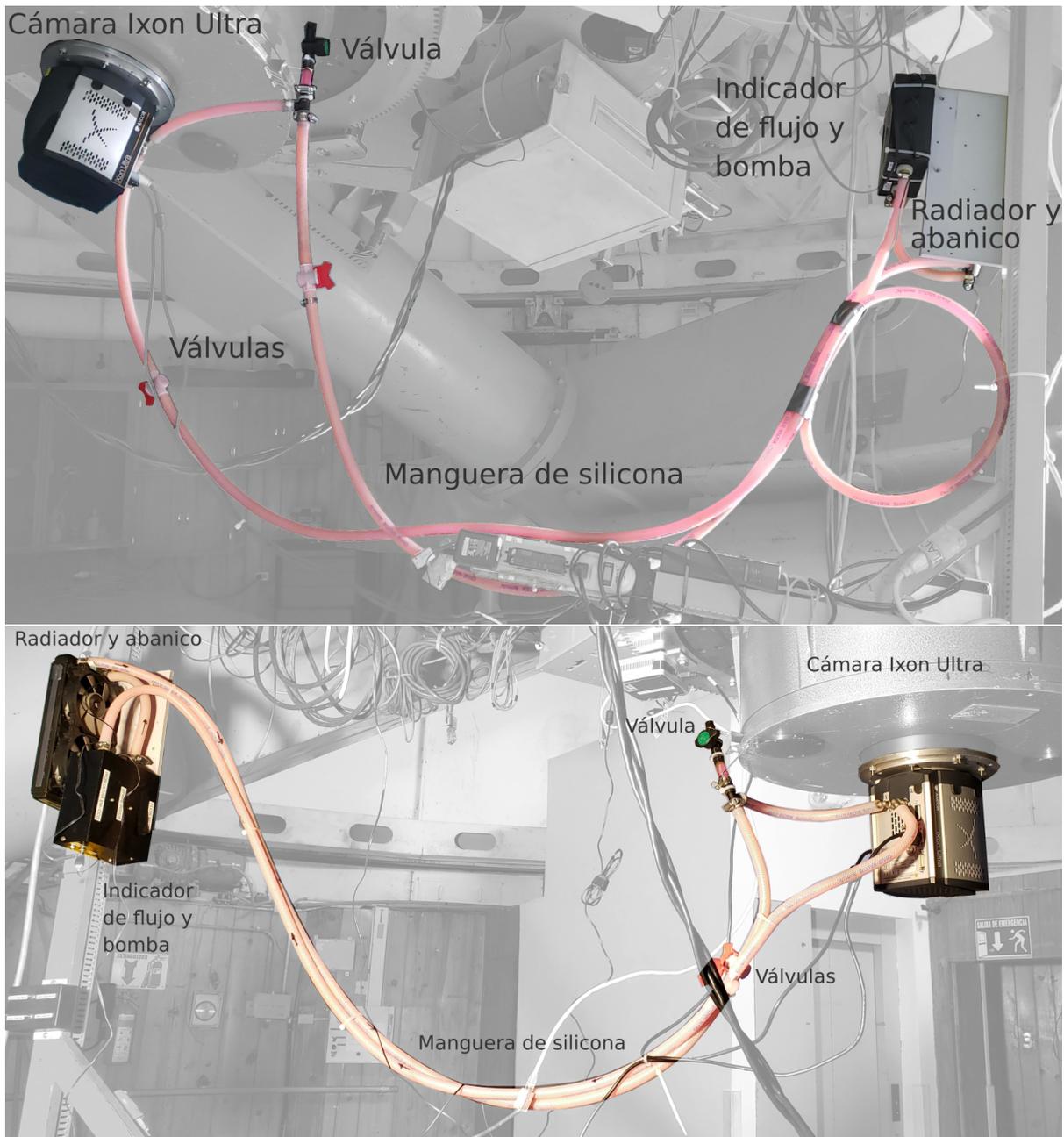


Fig. 3.7: Disposición física de cada elemento en la platina del telescopio 2.1 m en dos sesiones de observación. El color en las mangueras se debe al refrigerante y facilita la detección de fugas.

3.1. Rueda de filtros

Utilizamos una rueda de filtros de la marca FLI (Finger Lake Instruments) modelo CFW2-7 a motor de pasos para filtros de 2 pulgadas con 7 posiciones para incluir el uso de filtros durante la observación acorde a las necesidades del astrónomo. La rueda original resulta más bien endeble debido a que se localiza entre la cámara y la platina, y pasa a formar parte del soporte estructural. Esto complica la sujeción por el peso de la cámara y su tipo de montura, ya que particularmente la placa que cubre el filtro es delgada y se flexiona ante el esfuerzo que ejerce el resto del sistema sobre ella, además corre el peligro de que el peso pueda vencer la resistencia del aluminio en los tornillos y se desgarre.

Por esta razón, dicha placa fue sustituida por una placa de aluminio de 6 mm diseñada y maquinada en el taller mecánico de precisión del Instituto de Astronomía, mostrada en la Figura 3.8 con la cual se compensa la rigidez de la estructura. El peso no aumenta considerablemente y tampoco el volumen del instrumento.

El control de posición de los filtros se lleva a cabo a través de una conexión USB desde la computadora de adquisición. Debido a que la adquisición puede automatizarse por lotes, el programa de control provisto por el fabricante resulta inadecuado, ya que solamente cuenta con una interacción básica. Como parte de la instrumentación desarrollé un programa en C++ de Borland utilizando el SDK (Software Development Kit) de FLI que recibe los comandos por CLI (Command Line Interface) los cuales son incluidos en el programa de control Andor Solis y enviados a la rueda. De esta manera, la selección de filtros se incluye en el archivo del proceso por lotes del programa de control de la cámara y el posicionado se sincroniza automáticamente entre los diferentes lotes y modos de adquisición sin intervención del usuario, a quien libera de la atención que requiere el ajuste del sistema. Las observaciones fotométricas son particularmente largas, por lo que esta característica es una mejora importante en el instrumento.



Fig. 3.8: Rueda de filtros FLI modificada para soportar el peso de la cámara.

3.2. Control de la cámara

La cámara es controlada y los datos son leídos en una minicomputadora compatible con PC equipada con un procesador Intel i5 con 8 GB de RAM y 256 GB en SSD (Solid State Disk), la cual tiene la velocidad de comunicación y proceso, y capacidad de almacenamiento suficientes para adquirir las imágenes en cuanto a que cumple con los requerimientos mínimos establecidos por Andor. Esta computadora está montada directamente en la platina del telescopio y dado que no cuenta con un ventilador no introduce vibraciones en la misma.

Esta computadora cuenta con el sistema operativo Windows 10 TM y es controlada desde el cuarto de observación mediante sesión remota utilizando el WRD (Windows Remote Desktop). Una vez terminada la noche de observación, los datos son transferidos a un disco duro portátil con conectividad USB 3.0 conectado directamente a la minicomputadora, esto acelera el proceso de transferencia y es más rápido que la transferencia por Ethernet. El programa utilizado para el control es el provisto por el fabricante de la cámara, Andor Solis en su versión para Windows. este programa permite controlar todos los parámetros de la cámara así como los modos de adquisición,

3.2 Control de la cámara

No contamos con el SDK (Software Development Kit) de Andor por lo que el desarrollo de una interfaz propia quedó fuera de consideración por el momento.

El programa permite controlar todos los parámetros de la cámara durante la adquisición, así como ajustar la temperatura y monitorear el estado de la cámara. Es posible adquirir imágenes individuales o hacer capturas periódicas de manera interactiva. Durante la captura se muestra la información de cada imagen con la cual se pueden determinar parámetros como ganancia y tiempo de integración antes de iniciar la adquisición. El formato de los archivos es el estándar FITS (Flexible Image Transport System) que es muy versátil y permite almacenar todos los parámetros de la adquisición. Las imágenes de la observación son almacenadas en un solo archivo como un cubo.

En la Figura 3.9 se muestra una captura de pantalla del programa Andor Solis. El modo interactivo se utiliza principalmente al inicio de una observación para ajustar el campo y determinar parámetros como la ganancia, centrado, exclusión de objetos brillantes, etcétera.

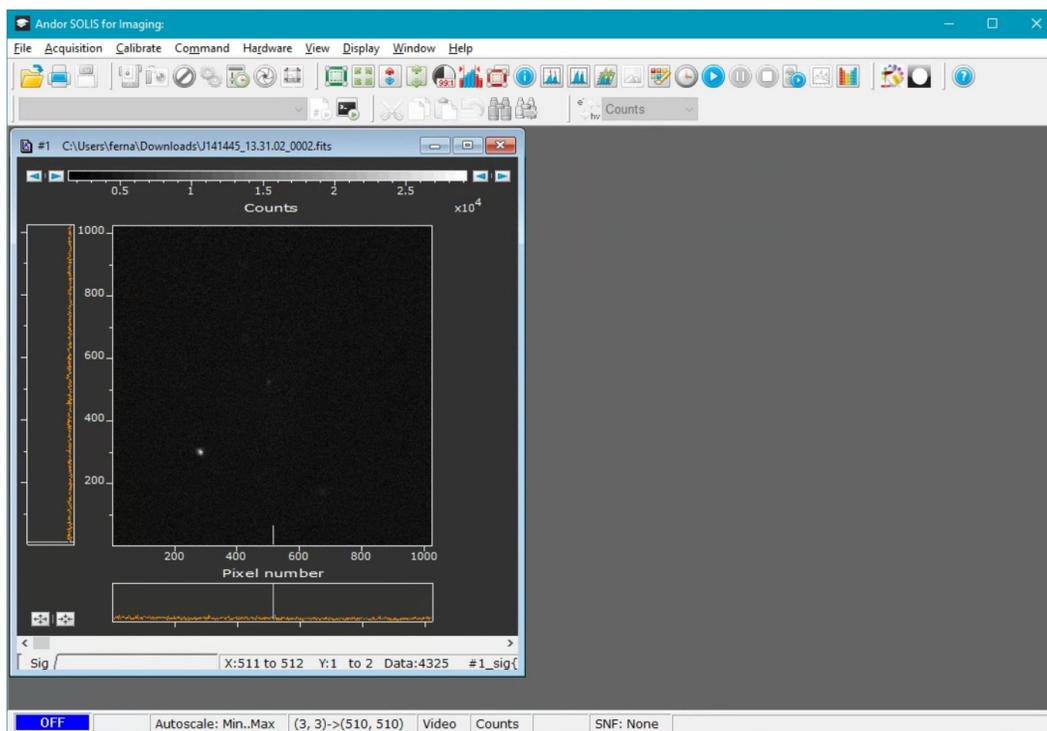
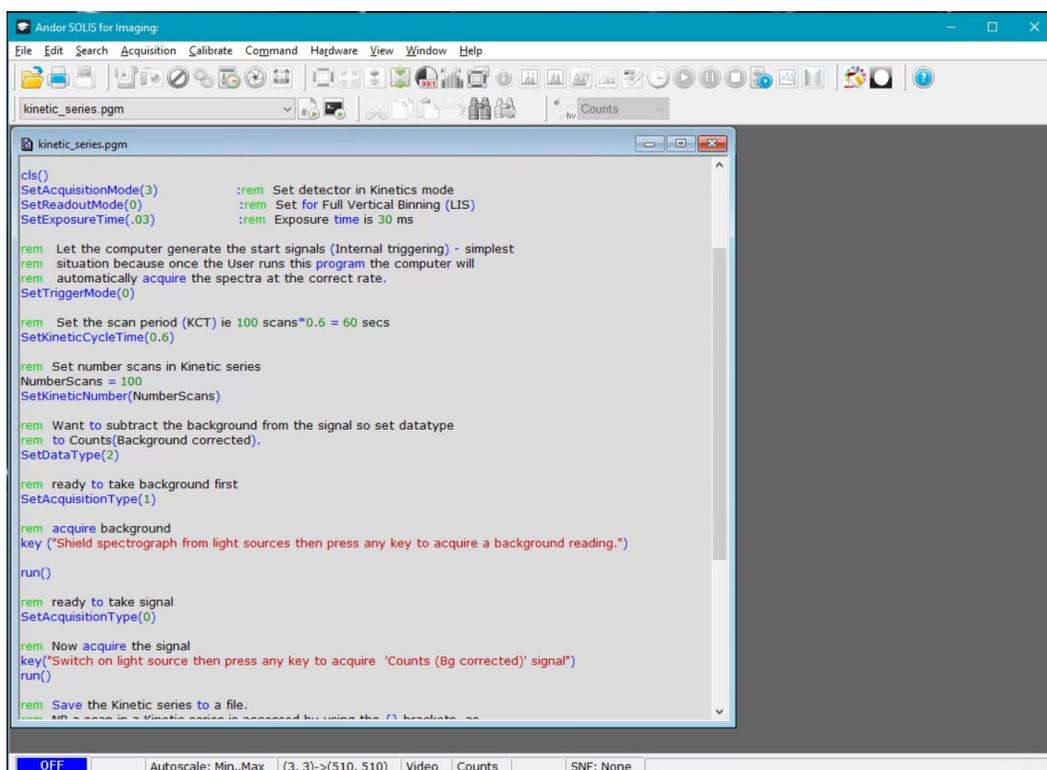


Fig. 3.9: El ambiente de control de la cámara Andor Solis.

El programa Andor Solis admite archivos de entrada para ajustar todos los parámetros de la cámara, y también cuenta con un dialecto programático propio que permite mantener un control del flujo de operaciones en un esquema procedural. En la Figura 3.10 se muestra un ejemplo de dicho dialecto, las instrucciones son almacenadas en un archivo con extensión `pgm` y es en estos archivos donde se incluyen los modos de adquisición, parámetros, temporizados, almacenamiento y comandos de control para dispositivos externos como la rueda de filtros. Esta característica simplifica la automatización del proceso de observación.

3. FOTÓMETRO RÁPIDO



```
Andor SOLIS for Imaging:
File Edit Search Acquisition Calibrate Command Hardware View Window Help
kinetic_series.pgm
kinetic_series.pgm
cls()
SetAcquisitionMode(3)      :rem Set detector in Kinetics mode
SetReadoutMode(0)         :rem Set for Full Vertical Binning (LIS)
SetExposureTime(.03)      :rem Exposure time is 30 ms

rem Let the computer generate the start signals (Internal triggering) - simplest
rem situation because once the User runs this program the computer will
rem automatically acquire the spectra at the correct rate.
SetTriggerMode(0)

rem Set the scan period (KCT) ie 100 scans*0.6 = 60 secs
SetKineticCycleTime(0.6)

rem Set number scans in Kinetic series
NumberScans = 100
SetKineticNumber(NumberScans)

rem Want to subtract the background from the signal so set datatype
rem to Counts(Background corrected).
SetDataType(2)

rem ready to take background first
SetAcquisitionType(1)

rem acquire background
key ("Shield spectrograph from light sources then press any key to acquire a background reading.")

run()

rem ready to take signal
SetAcquisitionType(0)

rem Now acquire the signal
key ("Switch on light source then press any key to acquire 'Counts (Bg corrected)' signal")
run()

rem Save the Kinetic series to a file.
rem MP's save as Kinetic series is accessed by using the F10 keyboard...
```

Fig. 3.10: Ejemplo del dialecto programático del programa Andor Solis.

Procesamiento

El procesamiento se lleva a cabo en tres fases principales:

- determinar y corregir el ruido inherente al detector,
- determinar y corregir el ruido del sistema telescopio-cielo,
- obtener las mediciones fotométricas con base en los datos obtenidos.

Debido a las características peculiares de un EMCCD, el procesamiento fotométrico de datos requiere de un proceso distinto al de un CCD lineal. El hecho de que el proceso de multiplicación sea inherentemente azaroso introduce una incertidumbre en la ganancia, por lo que ésta debe ser calculada con la mayor exactitud posible ya que de esto dependen los resultados de la variabilidad.

Como fue explicado en la sección 2.2, la salida de la cámara puede corresponder a diferente número de eventos de llegada ya que las probabilidades se traslapan dificultando el cálculo de equivalencia entre entrada y salida. Basden, Haniff y Mackay 2003 sugieren que la salida de la cámara debe ser separada para los intervalos en umbrales que corresponden a las intersecciones para probabilidades de n a $n + 1$ que corresponden a diferentes ganancias promedio. Una descripción detallada de la metodología para el proceso fotométrico de datos está dada por Harpsøe, Jørgensen y Grundahl 2012 a partir de la cual podemos encontrar los valores de sesgo $B(x, y, t) = B_p(x, y) + B_t(t)$, la ganancia real G y el ruido de lectura N a partir de una serie de imágenes del campo oscuro.

El ruido inherente del detector es esencialmente aditivo debido a eventos que son registrados pero no son el resultado de la detección de ningún fotón. El detector presenta una respuesta debido a variaciones térmicas y eventos aleatorios que suceden en su seno. Algunos de estos eventos pueden deberse a rayos cósmicos e incluso radiactividad natural del ambiente pero generalmente

son detectados fácilmente debido a su nivel y distribución, por lo que puede ser removido por métodos tradicionales. Este ruido se mide adquiriendo un conjunto de imágenes con el mismo tiempo de adquisición que las imágenes finales y a una temperatura de -95 C y con el parámetro de ganancia en la interfase de usuario de 300. Si calculamos la mediana de variación en todas las imágenes y obtenemos los parámetros estadísticos de la misma obtendremos la variación temporal del nivel base o bias.

En la Figura 4.1 se muestran los valores de la media truncada de ADU medido para 200 imágenes. El promedio de este valor es 468 y la varianza de la distribución es de 1.4 ADU.

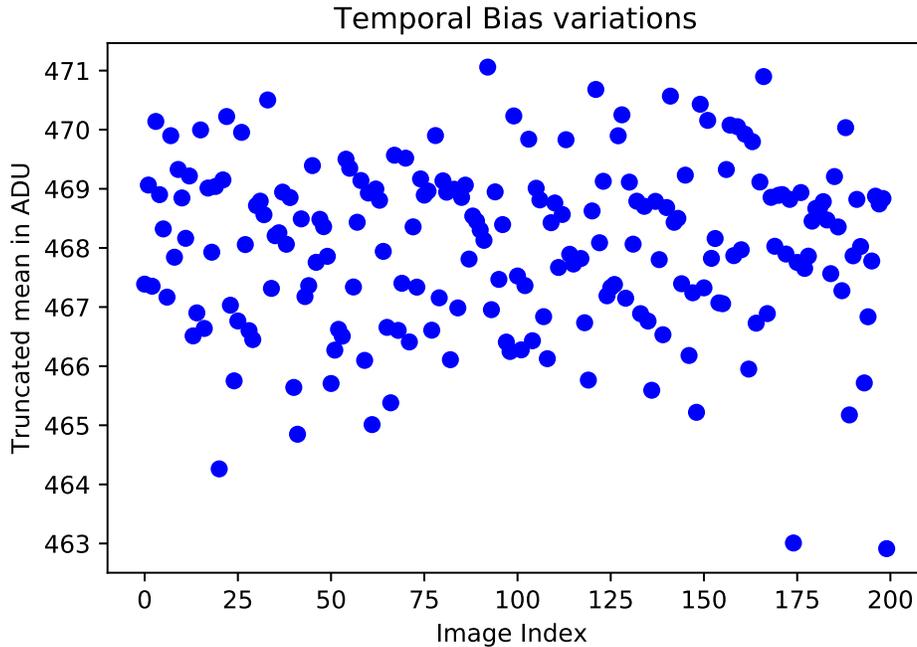


Fig. 4.1: Variación temporal del nivel base (bias) del detector para 200 imágenes.

Por otro lado, la dependencia espacial puede determinarse con las imágenes de campo oscuro individuales. Una vez que el bias ha sido removido, se puede apreciar la distribución de valores en ADU para las imágenes de campo oscuro (Figura 4.3) y determinar el efecto espacial de la ganancia utilizando la relación entre la función de densidad de probabilidad $P(x)$ del número x de electrones resultantes de una cascada generada por un electrón

$$P(x) = Ae^{-\frac{x}{G}}$$

donde A es un factor de normalización que depende de una función escalón de Heaviside.

En la Figura 4.4 se puede apreciar la distribución gaussiana del ruido propio del detector, la cola roja de la distribución es claramente lineal y es la parte atribuible a la detección, lo que permite ajustarla para determinar la ganancia, la cual es 44 ± 1 . Es importante notar que esta es la ganancia real por evento, no el parámetro electrónico.

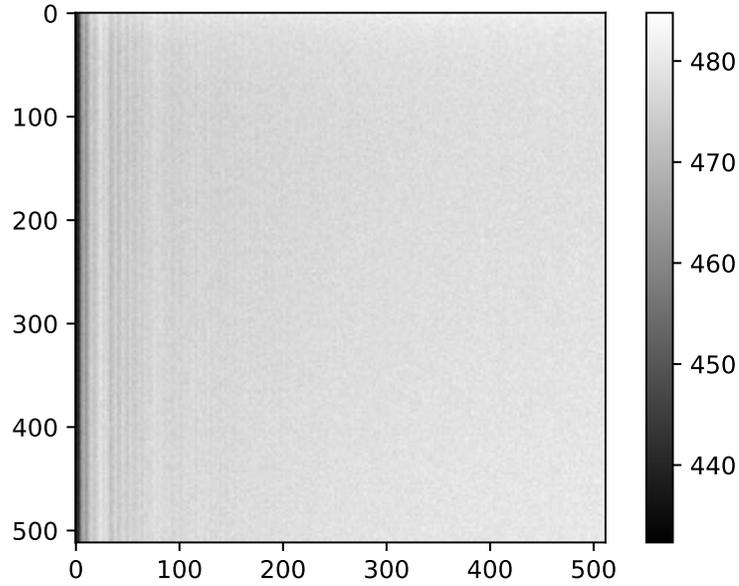


Fig. 4.2: Imagen de bias.

El ruido no permite discernir ningún evento por debajo de los 75 ADU por lo que a cualquier lectura por debajo de este valor se le asigna cero.

Con base en el trabajo de Harpsøe, Jørgensen y Grundahl 2012, Rousset et al. 2014 muestran que aplicar umbrales con técnicas de inferencia Bayesiana entrega los mejores resultados para imágenes tomadas con el sistema EM. En la Figura 4.4 se muestran los valores calculados de estos umbrales mostrados en las intersecciones de las curvas con una ganancia de 45 para $n \in [1..6]$ electrones de entrada.

El post proceso aplicado es:

$$I(x, y, t) = x = \begin{cases} \text{int}[(I'(x, y, t) - B_p(x, y))/G], & \text{si } I'(x, y, t) > Th \\ 0, & \text{si } I'(x, y, t) < Th \end{cases}$$

donde $I'(x, y, t)$ es la imagen plena del cubo e $I(x, y, t)$ la imagen corregida por el factor de exceso de ruido introducido por la etapa multiplicativa del EMCCD.

Una vez que las imágenes han sido corregidas, procedemos al análisis fotométrico aplicando técnicas estándar de fotometría de apertura para obtener las curvas de luz. Se eligió este método sobre el análisis de la PSF debido a que el intervalo dinámico de la cámara correspondería a una razón S/R del orden de cientos para nuestros datos. En esta etapa del procesamiento se utilizaron librerías de Python como Photutils (Bradley y Larry 2016).

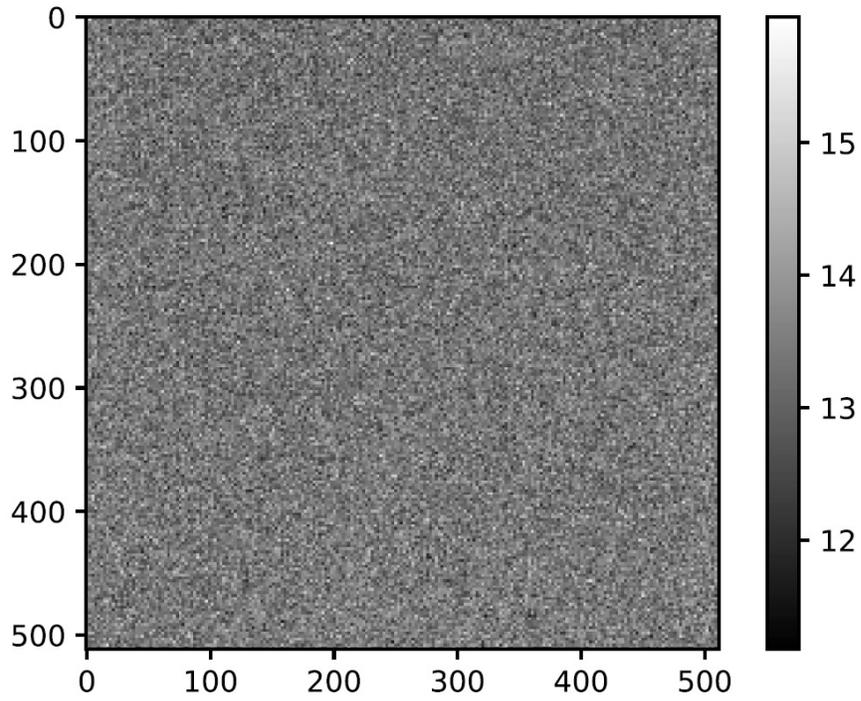


Fig. 4.3: Ruido de lectura del detector.

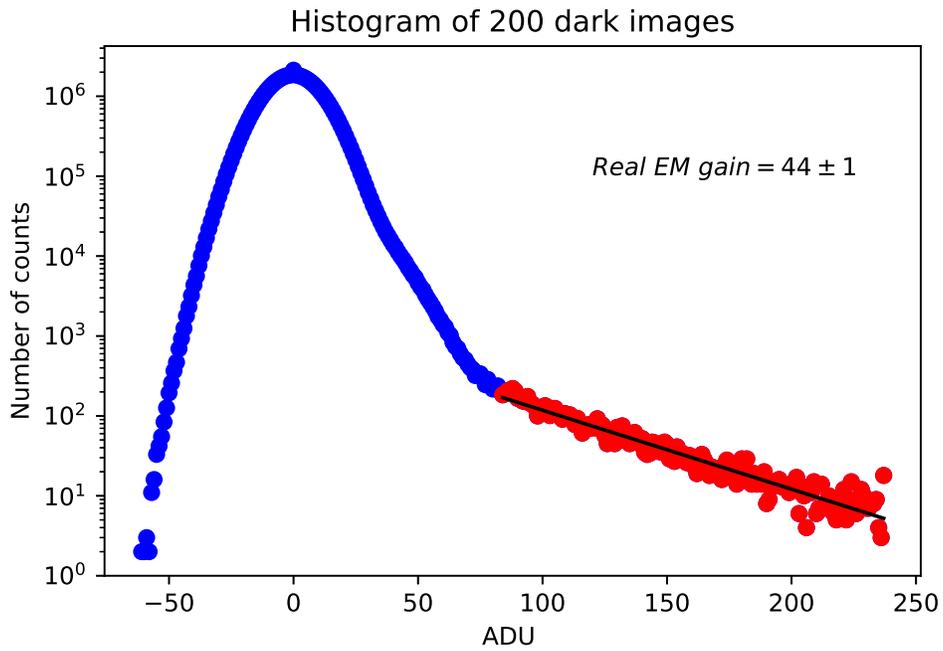


Fig. 4.4: Histograma de 200 imágenes de campo oscuro. Se puede apreciar claramente la cola exponencial debido a las cargas espurias en rojo y el ruido clásico de lectura en azul.

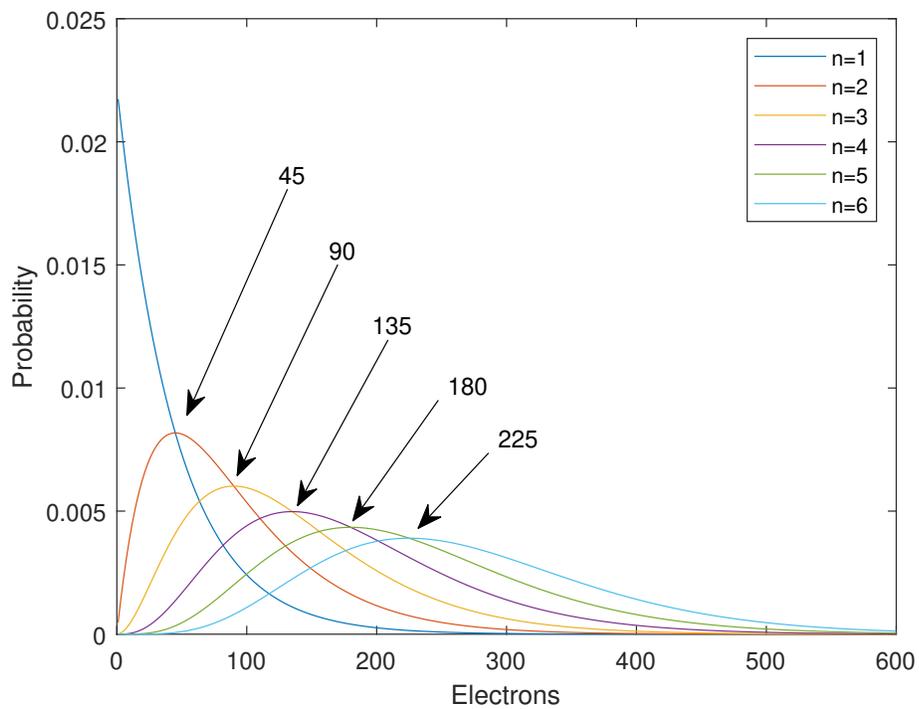


Fig. 4.5: Curva de probabilidad y asignación de umbrales para diferentes números de electrones de entrada n en función del conteo de electrones (abscisa). Los umbrales corresponden a las intersecciones de las curvas.

Resultados

Tuvimos 3 temporadas asignadas en el telescopio 1m del OAN-SPM cuyo resumen es el siguiente:

- temporada de ingeniería,
- temporada de observación (temporada perdida por fallas del telescopio),
- temporada de observación.

Los resultados obtenidos pueden ser divididos en dos categorías principales.

Por el lado de la ingeniería e instrumentación astronómica, la preparación e instalación del equipo que permitieron determinar los procedimientos adecuados para el OAN-SPM. La caracterización y pruebas de la cámara permitieron obtener datos operativos y propiedades que no forman parte de las especificaciones de la misma en la documentación del fabricante o que no son mencionados en la literatura científica. Por otro lado, en el ámbito astronómico, los resultados observacionales que son fundamentalmente la detección de modos de pulsación en enanas blancas diferentes a los reportados previamente y que ofrecen nuevos datos para el modelado astrofísico y la ampliación del conocimiento sobre la evolución estelar.

5.1. Ingeniería e instrumentación

Durante la primera temporada de observación en OAN-SPM instalamos el sistema de enfriamiento. Dado que la cámara se encuentra físicamente en el OAN-SPM y el sistema fue ensamblado en el IA UNAM en la Cd. de México hubo diversas características para las cuales no hubo oportunidad de probar durante el diseño y ensamble. Como es de esperarse, la primera noche fue dedicada completamente a la ingeniería, determinando ubicaciones de instalación para los diversos componentes, procedimientos de ensamble y puesta a punto. La sección eléctrica comprende la ubicación y conexión de la fuente de alimentación de 12 V @ 2 A. La alimentación de AC se halla en el brazo del telescopio y la fuente se fija temporalmente al mismo. La salida de la fuente se conecta directamente al gabinete de disipación donde se derivan conexiones internas

para el ventilador y la bomba impulsora. Estas conexiones internas son fijas y no hay necesidad de manipularlas.

La sección de disipación requiere cuidados especiales ya que, al involucrar el uso de un líquido refrigerante, la probabilidad de fugas en las conexiones o de daños en las mangueras, aún parciales, pueden ser desastrosas en una noche de observación debido a que los instrumentos y el telescopio son dispositivos delicados. Las conexiones deben ser revisadas meticulosamente y todas las fugas deben ser atendidas integrando soluciones que se vuelvan permanentes.

Las medidas de cada uno de los elementos que conforman el sistema recirculante no son estándares comerciales o simplemente es difícil conseguir las interconexiones adecuadas, por lo que hubo que acondicionar acopladores en algunos de los casos. Por ejemplo, las mangueras de silicona son las más flexibles y durables en el mercado, son químicamente inertes y robustas, sin embargo en el mercado mexicano solamente existen aquellas medidas que son de consumo industrial. El mercado más diverso está en China pero la importación a pesar de no representar costos elevados (todo lo contrario) es un proceso que puede llevar hasta 6 meses para culminar, lo cual representa un retraso inaceptable.

En una primera aproximación en el OAN-SPM utilizamos mangueras de silicona de 10 mm de diámetro interior pero de pared delgada (1 mm). El problema que se presentó es que este tipo de manguera, si bien resiste sin problemas los movimientos y la presión, forma ahorcamientos al ser dirigida por la trayectoria de sujeción, lo cual disminuye el flujo del refrigerante y esto va en detrimento de la disipación de calor. La solución posteriormente implementada fue utilizar una manguera de pared gruesa con tejido inmerso de 4mm de grosor en las paredes, lo cual evita los ahorcamientos incluso en radios de curvatura del orden de 15 cm. Las pruebas de enfriamiento fueron satisfactorias, el flujo de refrigerante fue suficiente para mantener el detector a -95 C sin ningún problema y la temperatura ambiental siempre fue menor a 15 C.

En el aspecto instrumental surgieron diferentes aspectos individuales de la cámara que por el modo de operación, se tornan importantes y fue necesario documentar. La cámara y su interfaz de usuario fueron diseñados bajo un esquema de uso general con aplicación en áreas como la microscopía, la medicina y astronomía, por lo que no cuenta con modos de operación específicos.

La sensibilidad de la cámara es adecuada para la detección de variabilidad aún en objetos débiles (magnitud 16 ~ 19) con la respuesta espectral mostrada en la Figura 2.1. En la figura 5.1 se muestra una imagen adquirida con un tiempo de integración de 1.06 s comparada con el campo DSS2 (Digital Sky Survey) correspondiente almacenado en el Aladin Sky Atlas 2021 versión Lite.

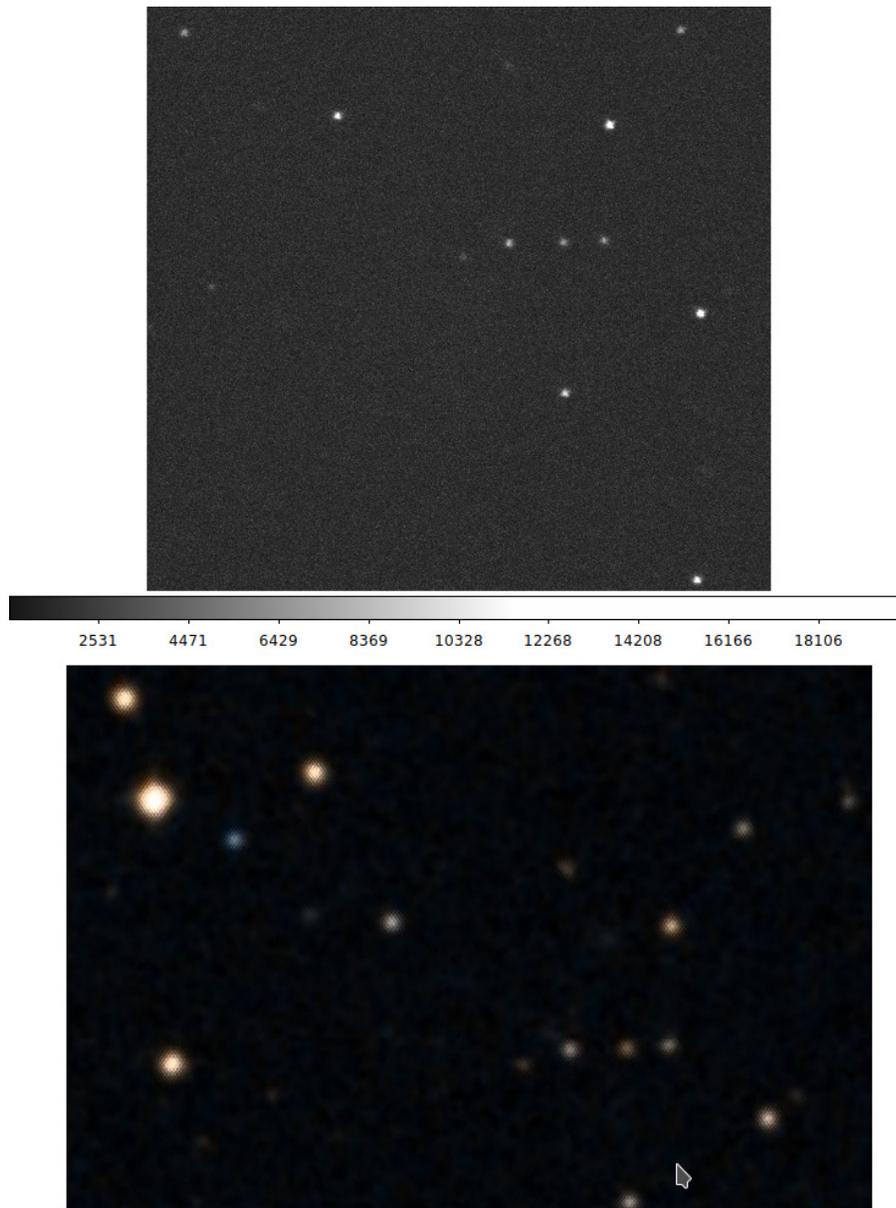


Fig. 5.1: Comparación del campo adquirido de $J072607.91 + 395112.0$ por el sistema de fotometría rápida descrito en este trabajo y la imagen correspondiente del campo del DSS2 en color de Aladin Sky Atlas. El objeto de interés (azul) esta arriba a la izquierda en el campo de nuestro detector ya que la inclusión de los vecinos cercanos satura el detector. El tiempo de integración es 1.06 s.

Demostramos que el método de procesamiento propuesto es adecuado para detectar la variabilidad con la sensibilidad necesaria.

5.2. Astronomía

En la última temporada logramos adquirir datos fotométricos con la finalidad tanto de comparar los resultados arrojados por el sistema fotométrico, como de obtener nuevos datos no reportados. Es importante remarcar que los modos de pulsación en las enanas blancas pueden variar con el tiempo y eventualmente, por procesos evolutivos, aparecerán o desaparecerán modos previamente reportados en diferentes escalas de tiempo, sobre todo períodos debajo de los 10 min.

5.2.1. GD66

Escogimos GD66 (RA 05 h 20 m 38.31 s DEC +30° 48' 24.1" $V = 15.56$) como objeto de prueba para el sistema. GD66 es una variable ZZ Ceti previamente reportada por Dolez, Vauclair y Chevreton 1983 con una temperatura efectiva de 11,768 K y una masa $M_H = 0.621345 M_\odot$ que se encuentra dentro de la franja de inestabilidad de las ZZ Ceti. Adquirimos datos de GD66 por 2.65 h con un tiempo de exposición igual a 1.06 s. En la Figura 5.2 se muestra la curva de luz para 9,000 puntos.

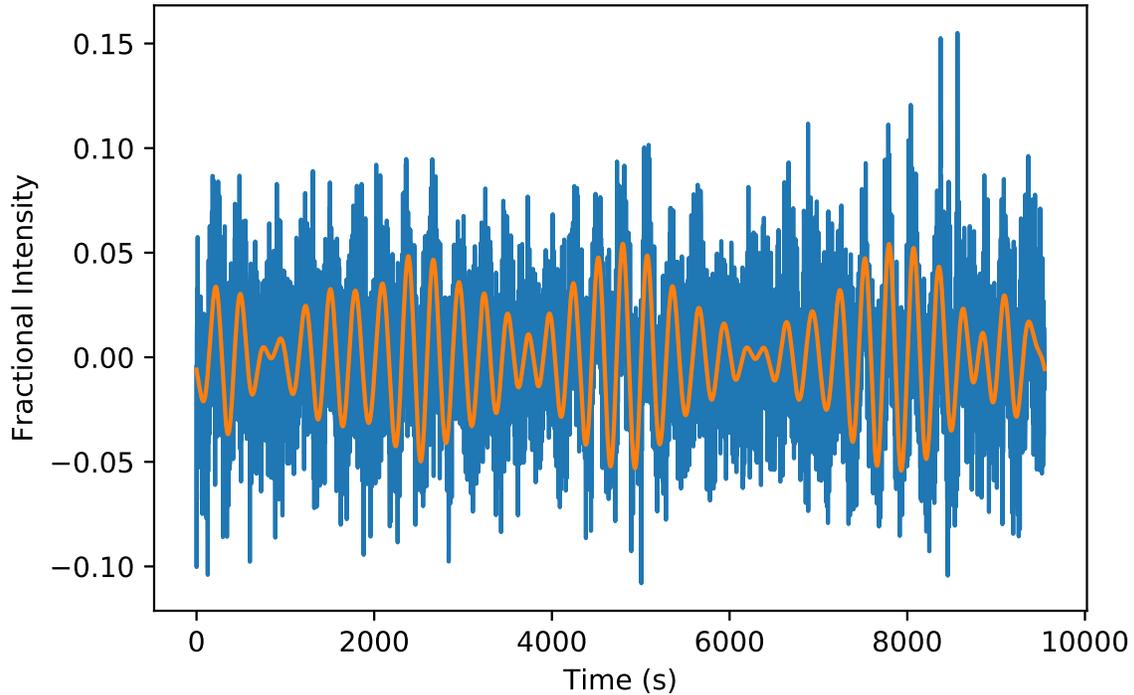


Fig. 5.2: Curva de luz normalizada para GD66.

Utilizando análisis de Fourier encontramos frecuencias intrínsecas a partir del espectro de potencia (Figura 5.3). *ibíd.* reportan 4 frecuencias que confirmamos para estos 4 modos gravitacionales inestables $l=2$ a 251 s ($k=5$), 272 s ($k=6$), 304 s ($k=7$) y un modo adicional gravitacional inestable $l=2$ a 502 s ($k=13$) listadas en la tabla 5.1

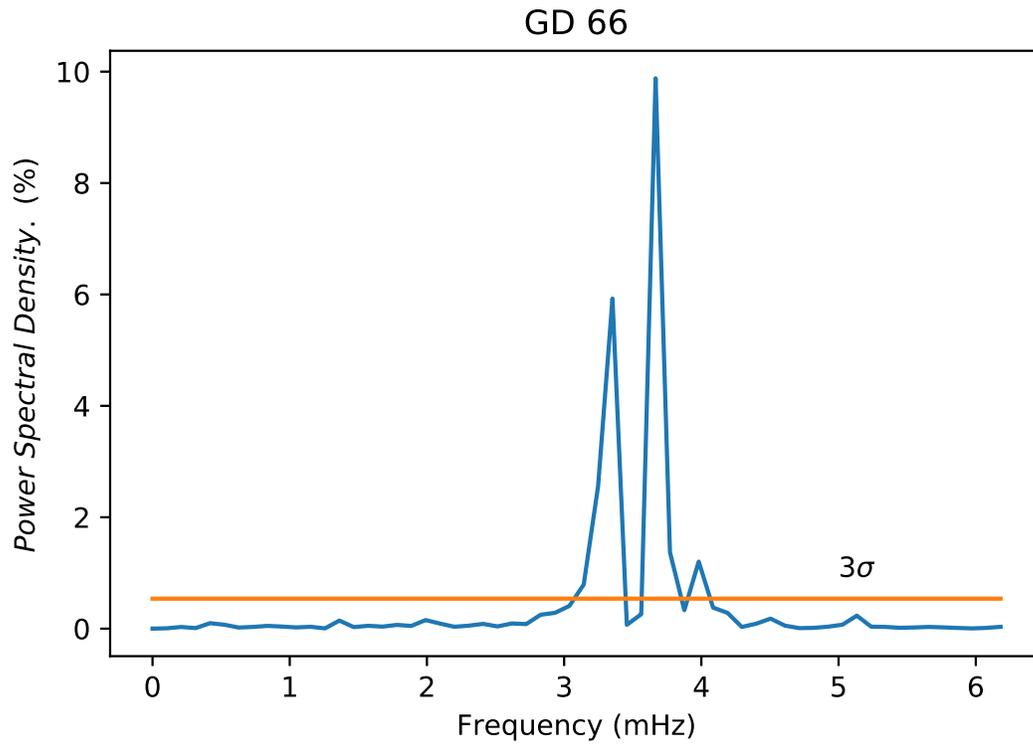


Fig. 5.3: Espectro de potencia de la curva de luz de GD66.

F mHz	Período s	S/σ	%
3.29 ± 0.10	304 ± 9	33.0	5.9
3.68 ± 0.10	272 ± 7	55.0	9.9
3.98 ± 0.10	251 ± 6	6.7	1.2
5.13 ± 0.10	195 ± 4	1.3	0.23
$1.99^* \pm 0.10$	502 ± 25	0.86	0.15

Tabla 5.1: Frecuencias identificadas en la curva de luz de GD66.

5.2.2. LAMOST J004628.31+343319.90

El siguiente objeto de interés es LAMOST J004628.31+343319.90 con una magnitud promedio de 16.4 en la banda visible. Su temperatura efectiva es de 10,395 K (Gentile Fusillo et al. 2018) que es menor a la del límite inferior de la franja de inestabilidad de las ZZ Ceti, sin embargo fue reportada como ZZ Ceti por Su et al. 2017 con un picos en las frecuencias 2,114 μHz (período de 473 s). Observamos esta estrella durante 2 h 20 min y obtuvimos la curva de luz y el espectro de potencia mostrados en las Figuras 5.4 y 5.5

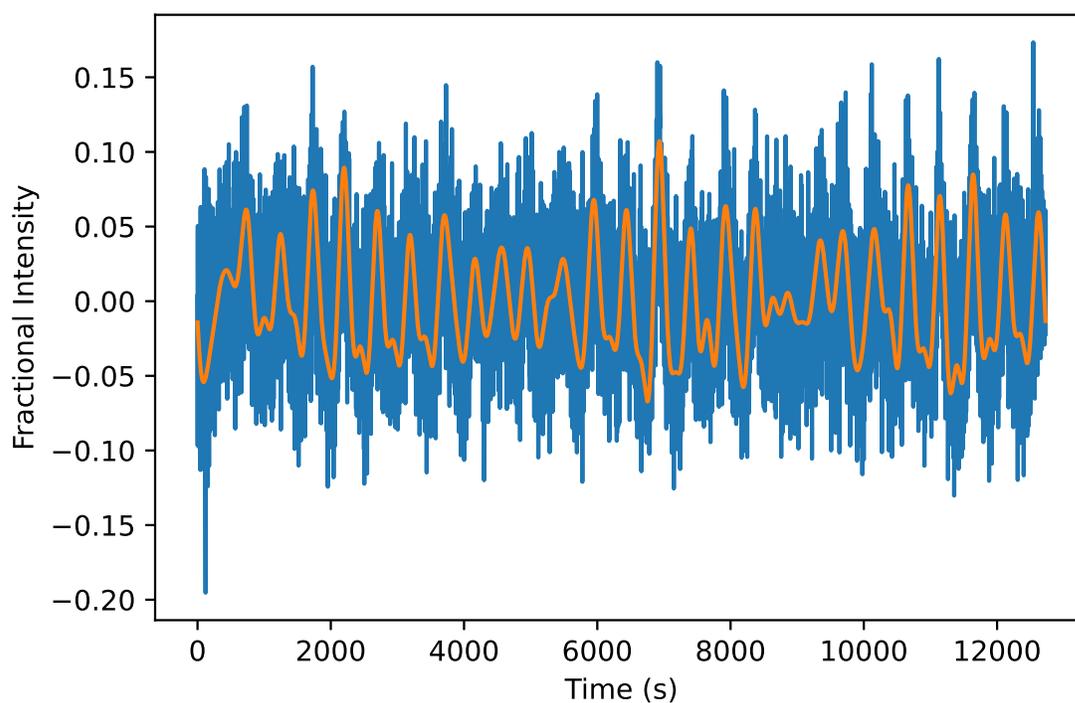


Fig. 5.4: Curva de luz normalizada para LAMOST J004628.31+343319.90.

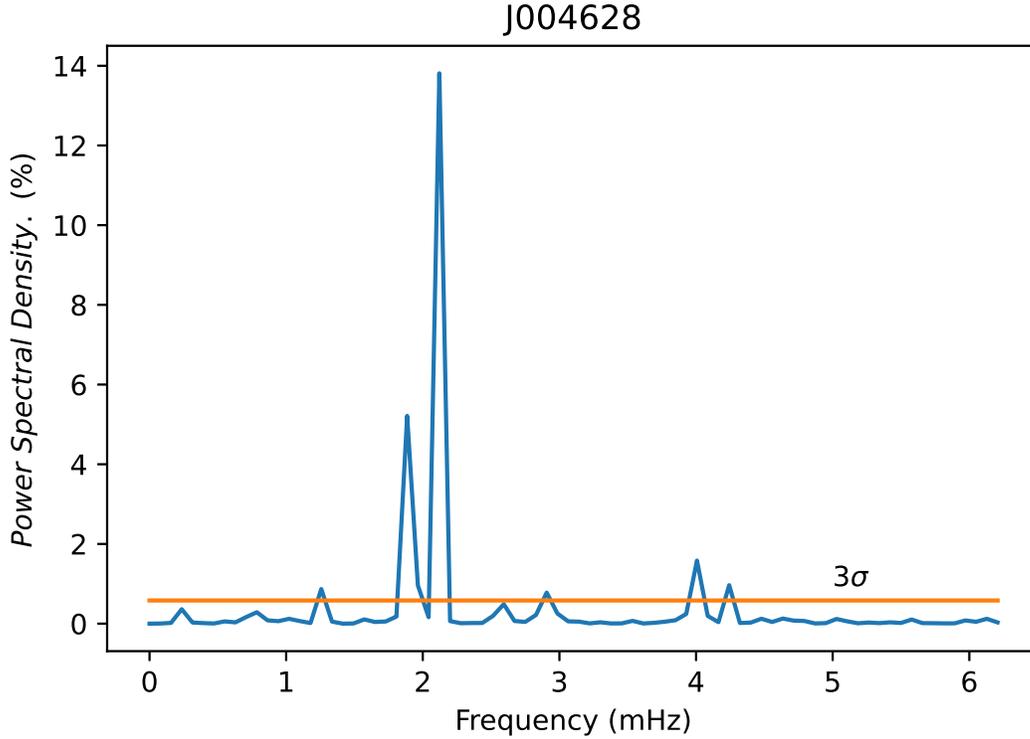


Fig. 5.5: Espectro de potencia para LAMOST J004628.31+343319.90.

En el espectro de potencia se puede apreciar picos de frecuencias intensos con potencias mayores a 3σ listados en la tabla 5.2. El pico a la derecha extrema de la Figura 5.5 corresponde a un armónico (2x) del pico a 1.12 mHz, por lo que no es considerado un modo independiente.

F mHz	Período s	S/σ	%
1.26 ± 0.08	796 ± 53	1.5	0.9
1.89 ± 0.08	530 ± 23	9.0	5.2
2.12 ± 0.08	471 ± 18	23.8	13.8
2.59 ± 0.08	386 ± 12	0.8	0.5
2.91 ± 0.08	344 ± 10	1.3	0.8
4.01 ± 0.08	250 ± 5	2.7	1.6

Tabla 5.2: Frecuencias en el espectro de Fourier de J004628 .

5.2.3. WD 2255-001

El último objeto de interés es WD 2255-001 (AR 22 h 58 m 05.4 s DEC +00° 09' 25") que es una enana blanca común relativamente brillante ($M_v = 16.7$) y nunca ha sido considerada como una variable (Gentile Fusillo et al. 2018). Recientemente, Romero et al. 2020, reportaron la confirmación de una nueva clase de enanas blancas pulsantes con temperaturas efectivas en

5. RESULTADOS

el rango de 25,000 K a 30,000 K. WD 2255-001 tiene una $T_{effH} = 21,637K$. Con los mismos parámetros de observación adquirimos datos de este objeto durante 2 h 20 min.

En la Figura 5.6 se muestran las densidades del espectro de potencia para cuatro estrellas en el campo de WD 2255-001. WD 2255-001 corresponde a la estrella 5. La gráfica muestra varios picos de potencia mayores a 3σ , pero solo algunos de ellos son aislados y tienen suficiente potencia para ser considerados modos de pulsación, los cuales son listados en la Tabla 5.3. No obstante, el pico de potencia es 30 veces menor que el de los objetos considerados anteriormente por lo que no puede asegurar una actividad significativa en WD 2255-001. Una detección futura de un pico a la misma frecuencia pico podría culminar en un estudio astrosismológico de baja actividad.

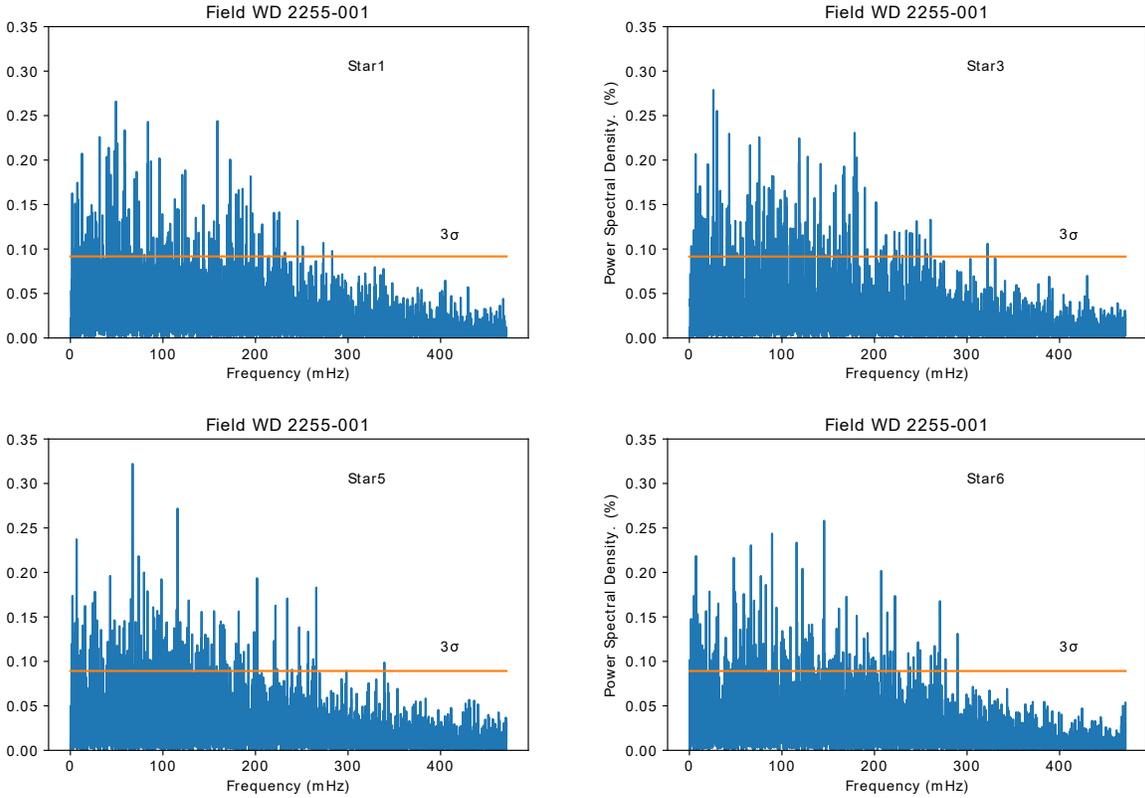


Fig. 5.6: Espectro de potencia para cuatro estrellas en el campo de WD 2255-001.

F mHz	Período s	S/σ	%
6.72 ± 0.12	149 ± 3	8.0	0.24
67.18 ± 0.12	14.89 ± 0.03	10.8	0.32
115.86 ± 0.12	8.631 ± 0.009	9.1	0.27

Tabla 5.3: Frecuencias en el espectro de Fourier de WD2255-001.

Conclusiones

He presentado el diseño, implementación, pruebas y resultados astronómicos de la metodología para llevar a cabo observaciones astronómicas en el ámbito de la fotometría rápida, específicamente aplicado a la detección de variabilidad en objetos tipo ZZ Ceti.

Este sistema fue concebido con la idea de ofrecer a los telescopios astronómicos relativamente pequeños (menores a 2 m de diámetro) la posibilidad de seguir siendo productivos, y el hecho de que se pueda replicar sin complicaciones lo hace ideal para ser considerado como equipo esencial en los observatorios pequeños. El equipo se puede trasladar y almacenar en dos contenedores con un peso máximo de 15 kg. El elemento más costoso es la cámara y aún así la razón costo/beneficio supera el de muchos sistemas clásicos.

Los resultados astronómicos demuestran la factibilidad para obtener nuevos datos sobre los modos de pulsación de las estrellas ZZ Ceti. Una propuesta interesante es dedicar un telescopio robótico pequeño a realizar búsquedas intensivas entre las enanas blancas para descubrir mas objetos de este tipo. Debido a la alta sensibilidad, se puede ampliar el catálogo para la vecindad del sistema solar.

En las mejoras futuras, considero que el procedimiento de instalación es mejorable y el instrumento se puede hacer más robusto para evitar accidentes. El hecho de que no exista una instalación permanente hace difícil la manipulación y cuidado durante la operación. Esto puede implementarse en un futuro dependiendo del número de solicitudes de uso. Por otra parte, las constantes mejoras en los detectores pueden aprovecharse para considerar usar detectores más grandes y extender el alcance astronómico del instrumento. Se debe tomar en cuenta que esta cámara fue fabricada en la década del 2,000 y ya existen cámaras con mejoras sustanciales.

Aún restan detalles para liberar totalmente el instrumento a la comunidad astronómica nacional y algunos de ellos están en función del uso y de que se integre al equipo de observación regular.

Bibliografía

- Agency, European Space (2021). “<https://sci.esa.int/s/AMxDlo8l>”. En: *ESA, Science and Technology* (vid. págs. 6, 7).
- Aladin Sky Atlas (2021). “Aladin Lite”. En: <https://aladin.u-strasbg.fr/AladinLite/> (vid. pág. 44).
- Althaus, Leandro et al. (2010). “Evolutionary and pulsational properties of white dwarf stars”. En: *The Astronomy and Astrophysics Review* 18, 471–566. DOI: [10.1007/s00159-010-0033-1](https://doi.org/10.1007/s00159-010-0033-1) (vid. pág. 6).
- Andor, technologies (2021a). “Electron Multiplying CCD Camera”. En: págs. 1-2 (vid. pág. 10).
— (2021b). “iXon EMCCD”. En: págs. 1-24 (vid. págs. 13, 17).
- Angeles, Fernando, Valeri Orlov y Adam Popowicz (2018). “Fast photometry of stars”. En: *Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VII*. Ed. por Alison B. Peck, Robert L. Seaman y Chris R. Benn. Vol. 10704. International Society for Optics y Photonics. SPIE, págs. 918 -924. DOI: [10.1117/12.2311727](https://doi.org/10.1117/12.2311727). URL: <https://doi.org/10.1117/12.2311727> (vid. pág. 20).
- Anguiano, B. et al. (abr. de 2017). “The kinematics of the white dwarf population from the SDSS DR12”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 469.2, págs. 2102-2120. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stx796](https://doi.org/10.1093/mnras/stx796). eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/469/2/2102/19532633/stx796.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stx796>.
- Basden, A. G., C. A. Haniff y C. D. Mackay (nov. de 2003). “Photon counting strategies with low-light-level CCDs”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 345.3, págs. 985-991. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.07020.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.07020.x). arXiv: [astro-ph/0307305](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0307305) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0307305)] (vid. pág. 37).
- Bergeron, P. et al. (2004). “On the purity of the zz ceti instability strip: discovery of more pulsating da white dwarfs on the basis of optical spectroscopy”. En: *The Astrophysical Journal* 600, 404–408. DOI: [10.1086/379808](https://doi.org/10.1086/379808) (vid. págs. 7, 8).
- Bonazzola, S. y M. Chevreton (1982). “X- and gamma-ray superfast photometry”. En: *Astronomy and Astrophysics* 105, 1–5. DOI: [982A&A...105...1B](https://doi.org/10.1051/aa/19821051b).
- Bradley y Larry (2016). “Photutils: Photometry tools”. En: *Astrophysics Source Code Library* 246, págs. 1-5. DOI: [1304.002](https://doi.org/10.1304.002) (vid. pág. 39).
- Breger, M. et al. (abr. de 1993). “Nonradial pulsation of the delta Scuti star BU CANCRI in the Praesepe cluster.” En: *Astronomy and Astrophysics* 271, págs. 482-486.
- Burenin, R., M. Revnivtsev e I. Khamitov (2004). “Fast optical variability of SS 433”. En: *Astronomy Letters* 37, 100–112. DOI: [10.1134/S1063773711010026](https://doi.org/10.1134/S1063773711010026).

- Daigle, O. et al. (2009). “Extreme Faint Flux Imaging with an EMCCD”. En: *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 121, págs. 866-884. DOI: [10.1086/605449](https://doi.org/10.1086/605449).
- Daigle, O. et al. (2014a). “CCCP: A CCD Controller for Counting Photons”. En: *Proc. SPIE 9154, High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy IV* 9154, págs. 1-10. DOI: [10.1117/12.7889297](https://doi.org/10.1117/12.7889297).
- Daigle, Olivier et al. (2014b). “Astronomical imaging with EMCCDs using long exposures”. En: *Proc. SPIE 9154, High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy IV* 9154, págs. 1-8. DOI: [10.1117/12.2056617](https://doi.org/10.1117/12.2056617).
- Daigle, Olivier et al. (2014c). “EMCCDs: 10 MHz and beyond”. En: *Proc. SPIE 9154, High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy IV* 9154, págs. 1-12. DOI: [10.1117/12.2054977](https://doi.org/10.1117/12.2054977).
- Daiglea, Olivier, Pierre-Olivier Quirionc y Simon Lessard (2010). “The darkest EMCCD ever”. En: *Proc. SPIE 7742, High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy IV* 774203, 100–112. DOI: [10.1117/12.856405](https://doi.org/10.1117/12.856405).
- David, Dunham (2021). “<http://iota.jhuapl.edu/exped.html>”. En:
- Davies, S. R. et al. (1989). “Fast photometry of candidates for the optical/IR counterpart of the X-ray pulsar 1E2259 + 586”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 237, págs. 973-977. DOI: [10.1093/mnras/237.4.973](https://doi.org/10.1093/mnras/237.4.973).
- Dickinson, Nathan (jul. de 2012). “The metal content of hot DA white dwarf spectra”. Tesis doct. (vid. pág. 8).
- Disney, M.J. (1977). “Fast photometry”. En: *ESO messenger* 8, págs. 8-9. DOI: [1977Msng...8...8D](https://doi.org/10.1007/BF02690801) (vid. pág. 1).
- Dolez, N., G. Vauclair y M. Chevreton (mayo de 1983). “Identification of gravity modes in the newly discovered ZZ Ceti variable GD 66.” En: *Astronomy and Astrophysics* 121, págs. L23-L26 (vid. pág. 46).
- Gachl, J.-L. et al. (2003). “A New Digital CCD Readout Technique for Ultra-Low-Noise CCDs”. En: *The Astronomical Society of the Pacific*. 115, 1068–1071. DOI: [10.1086/377082](https://doi.org/10.1086/377082).
- Ganesh, Shashikiran et al. (dic. de 2020). “EMPOL: an EMCCD based optical imaging polarimeter”. En: *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*. Vol. 11447. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 114479E. DOI: [10.1117/12.2560949](https://doi.org/10.1117/12.2560949). arXiv: [2012.08768](https://arxiv.org/abs/2012.08768) [[astro-ph.IM](https://arxiv.org/abs/2012.08768)].
- Gentile Fusillo, Nicola Pietro et al. (nov. de 2018). “A Gaia Data Release 2 catalogue of white dwarfs and a comparison with SDSS”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 482.4, págs. 4570-4591. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/sty3016](https://doi.org/10.1093/mnras/sty3016). eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/482/4/4570/26779250/sty3016.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/sty3016> (vid. págs. 48, 49).
- Hamamatsu (2019a). “CCD image sensors”. En: págs. 1-39.
- (2019b). “Si APD”. En: págs. 1-9 (vid. pág. 17).
- Hamden, Erika T. et al. (2015). “Noise and dark performance for FIREBall-2 EMCCD delta-doped CCD detector”. En: *Proc. SPIE 9601, UV, X-Ray, and Gamma-Ray Space Instrumentation for Astronomy XIX* 9601, págs. 1-3. DOI: [10.1117/12.2190679](https://doi.org/10.1117/12.2190679).
- Harpsøe, K. B. W., Andersen, M. I. y Kjægaard, P. (2012). “Bayesian photon counting with electron-multiplying charge coupled devices (EMCCDs)”. En: *A&A* 537, A50. DOI: [10.1051/0004-6361/201117089](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117089). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117089>.
- Harpsøe, Jørgensen y Grundahl (2012). “High frame rate imaging based photometry - Photometric reduction of data from electron-multiplying charge coupled devices (EMCCDs)”. En:

- Astronomy Astrophysics* 525, págs. 1-9. DOI: [10.1051/0004-6361/201219059](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219059) (vid. págs. 37, 39).
- Hill, K. M. y R. D. Giles A. B. and Watson (1989). “Fast Photometry of the crab, SN1987A and Aussa”. En: *Astronomical Society of Australia, Proceedings* 8, págs. 75-77. DOI: [1989PASAu...8...75H](https://doi.org/10.1086/313186).
- Hynes, R. I. et al. (2003). “Fast photometry of quiescent soft X-ray transients with the Acquisition Camera on Gemini-South.” En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 340-2, págs. 447-456. DOI: [10.1046/j.1365-8711.2003.06297.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2003.06297.x).
- Jablonski, F. (1981). “Fast Photometry of the crab, SN1987A and Aussa”. En: *Commission 27 of the IAU, information bulletin on variable stars* 1911, págs. 1-2. DOI: [1981IBVS.1911...1J](https://doi.org/10.1086/313186).
- Kanbach, G., A. Rau y A. Slowikowska (2014). “Fast photometry with small telescopes.” En: *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso* 43, págs. 216-227. DOI: [2014CoSka...43..216K](https://doi.org/10.1086/313186).
- Kepler, S. et al. (feb. de 2007). “White dwarf mass distribution in the SDSS ”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 375.4, págs. 1315-1324. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.11388.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11388.x). eprint: <https://watermark.silverchair.com/mnras0375-1315.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.11388.x> (vid. págs. 7).
- Kepler, S. O. y A. D. Romero (2017). “Pulsating white dwarfs”. En: *Euro. Phys. J. Web Conf.*, 152, págs. 1-9. DOI: [10.1051/epjconf/201715201011](https://doi.org/10.1051/epjconf/201715201011).
- Kurtz, D. W. et al. (abr. de 2013). “Hot DAVs: a probable new class of pulsating white dwarf stars”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 432.2, págs. 1632-1639. ISSN: 0035-8711. DOI: [10.1093/mnras/stt585](https://doi.org/10.1093/mnras/stt585). eprint: <https://academic.oup.com/mnras/article-pdf/432/2/1632/18464764/stt585.pdf>. URL: <https://doi.org/10.1093/mnras/stt585>.
- Luque, A, F. J. Gordillo-Vázquez y E. Pallé (2015). “Ground-based search for lightning in Jupiter with GTC/OSIRIS fast photometry and tunable filters”. En: *Astronomy Astrophysics* 577, págs. 1-5. DOI: [10.1051/0004-6361/201425406](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201425406).
- Luque-Escamilla, P. L. et al. (2008). “Wavelet analysis of fast photometry on Cygnus X-1 with the AstraLux camera”. En: *AIP Conference Proceedings* 1053, págs. 387-390. DOI: [10.1063/1.3009515](https://doi.org/10.1063/1.3009515).
- Mary, D.L. (2006). “A statistical analysis of the detection limits of fast photometry”. En: *Astronomy Astrophysics* 452, págs. 715-726. DOI: [10.1051/0004-6361:20054425](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20054425).
- McCook, George P. y Edward M. Sion (mar. de 1999). “A Catalog of Spectroscopically Identified White Dwarfs”. En: *The Astrophysical Journal Supplement Series* 121.1, págs. 1-130. DOI: [10.1086/313186](https://doi.org/10.1086/313186).
- Menke, J. (2007). “Fast Photometry”. En: *The Society for Astronomical Sciences 26th Annual Symposium on Telescope Science*. Held May 22-24, págs. 111. DOI: [2007SASS...26..111M](https://doi.org/10.1086/313186).
- Mortensen, Kim I. y Henrik Flyvbjerg (2016). ““Calibration-on-the-spot”: How to calibrate an EMCCD camera from its images”. En: *Nature Scientific Reports* 6, págs. 1-6. DOI: [10.1038/srep28680](https://doi.org/10.1038/srep28680).
- Nasiroglu, I. et al. (2012). “Very fast photometric and X-ray observations of the intermediate polar.” En: *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society* 420-2, 3350-3359. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.20256.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.20256.x).
- Occultation, Asteroidal (2021). “<http://www.asteroidoccultation.com/observations/>”. En:

- Orlov, V. G. (2021). “Speckle Interferometry at the Observatorio Astronómico Nacional. VII ”. En: *Rev.Mex. A&A* 57, pág.
- Perrone, Daniele y Paolo Favaro (2014). “A Clearer Picture of Blind Deconvolution”. En: *IEEE Transaction on pattern analysis and machin intelligence* 1, págs. 1-14. DOI: [10.1109/TPAMI.2015.2477819](https://doi.org/10.1109/TPAMI.2015.2477819).
- Piccioni, A. et al. (2002). “A double-head photon-counting photometer for fast timing observations”. En: *Astronomy Reports* 46, 1030–1041. DOI: [10.1134/1.1529261](https://doi.org/10.1134/1.1529261) (vid. pág. 1).
- Rayner, P. T. y R. D. Watson (1974). “A Flexible fast-photometry system”. En: *Astronomical Society of Australia, Annual General Meeting* 2(5), págs. 274-276. DOI: [1974PASAu...2.274R](https://doi.org/1974PASAu...2.274R).
- Rodman, James P. y Harlan J. Smith (1963). “Tests of Photomultipliers for Astronomical Pulse-Counting Applications”. En: *Applied Optics* 2-2, págs. 181-186. DOI: [10.1364/AO.2.000181](https://doi.org/10.1364/AO.2.000181).
- Romanishin, W. (2006). “An introduction to astronomical photometry using CCDs”. En: pág. 1. URL: <http://observatory.ou.edu>.
- Romero, Alejandra D. et al. (sep. de 2020). “Pulsation in the white dwarf HE 1017-1352: confirmation of the class of hot DAV stars”. En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 497.1, págs. L24-L29. DOI: [10.1093/mnrasl/slaa106](https://doi.org/10.1093/mnrasl/slaa106). arXiv: [2006.01008](https://arxiv.org/abs/2006.01008) [astro-ph.SR] (vid. pág. 49).
- Rousset, Nassim et al. (2014). “Comparison of EMCCD post-processing methods for photon counting flux ranges”. En: *High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VI*. Ed. por Andrew D. Holland y James Beletic. Vol. 9154. International Society for Optics y Photonics. SPIE, págs. 143 -152. DOI: [10.1117/12.2055350](https://doi.org/10.1117/12.2055350). URL: <https://doi.org/10.1117/12.2055350> (vid. pág. 39).
- Ryan, Oliver, Mike Redfern y Andy Shearer (2006). “An avalanche photodiode photon counting camera for high-resolution astronomy”. En: *Experimental Astronomy* 21, págs. 23-30. DOI: [10.1007/s10686-006-9056-z](https://doi.org/10.1007/s10686-006-9056-z) (vid. pág. 2).
- Shakhrukhanov, O. S. (2013). “Determination of the stellar scintillation properties with the fast-photometric camera.” En: *Odessa Astronomical Publications* 26, pág. 108. DOI: [2013OAP...26.108S](https://doi.org/2013OAP...26.108S).
- Shaw, Richard A. et al. (jul. de 2018). “Enabling new science with MAST community contributed data collections”. En: *Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VII*. Vol. 10704. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, pág. 1070414. DOI: [10.1117/12.2312810](https://doi.org/10.1117/12.2312810).
- Skottfelt, J. et al. (2015). “Searching for variable stars in the cores of five metal-rich globular clusters using EMCCD observations”. En: *A&A* 573, A103. DOI: [10.1051/0004-6361/201424967](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424967). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201424967>.
- Su, Jie et al. (sep. de 2017). “New ZZ Ceti Stars from the LAMOST Survey”. En: *The Astrophysical Journal* 847.1, 34, pág. 34. DOI: [10.3847/1538-4357/aa88a8](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa88a8). arXiv: [1708.07253](https://arxiv.org/abs/1708.07253) [astro-ph.SR] (vid. pág. 48).
- Teledyne, Imaging (2020). “How a Charge Coupled Device (CCD) Image Sensor Works: 50 YEARS of the CCD”. En: <https://www.teledyneimaging.com>, págs. 1 -8 (vid. pág. 10).
- Triebel, Oliver (jul. de 2012). “Reliability issues in high-voltage semiconductor devices”. Tesis doct., pág. 151 (vid. pág. 14).
- Tulloch, S. (2004). “Photon Counting and Fast Photometry with L3 CCDs.” En: *Ground-based Instrumentation for Astronomy, Proceedings of SPIE* 5492, págs. 1-11. DOI: [10.1117/12.550353](https://doi.org/10.1117/12.550353).

- Van Grootel, V. et al. (2012). “The instability strip of ZZ Ceti white dwarfs - I. Introduction of time-dependent convection”. En: *A&A* 539, A87. DOI: [10.1051/0004-6361/201118371](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118371). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118371>.
- Vanko, M et al. (2015). “Fast photometry”. En: *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso* 45, págs. 99-105. DOI: [2015CoSka...45...99V](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201118371).
- Vauclair, G. y S. Bonazzola (1981). “Fast Photometry Observations of the Variable White Dwarf Gd 385”. En: *The Astrophysical Journal* 246, págs. 947-950. DOI: [10.1086/158987](https://doi.org/10.1086/158987).

Documentos adicionales

- Artículo publicado en el *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 7(3), 038004 (2021). <https://doi.org/10.1117/1.JATIS.7.3.038004>
- Comunicación interna CI-2018-01: Sistema de enfriamiento por flujo recirculante para la cámara Ixon Ultra en el Instituto de Astronomía, UNAM <http://ceptiaunam.blogspot.com/2018/01/ci-2018-01-sistema-de-enfriamiento-por.html>
- Poster exhibido en el Congreso SPIE Observatory Operations: Strategies, Processes, and Systems VII 2018, Austin, Texas. EEUU.
- Poster exhibido en el LXII Congreso Nacional de Física, 2019, Villahermosa, Tabasco. México.

Observational equipment for asteroseismology at the Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir: white dwarfs

Fernando Angeles^{✉*} and Valeri G. Orlov[✉]

Universidad Nacional Autónoma de México, Instituto de Astronomía, Mexico City, México

Abstract. Here, we describe an implementation of an electron-multiplying charge-coupled device camera to search for seismological activity in white dwarfs (WD). The equipment was installed on the 2.12-m telescope at the Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir, Baja California, México. We have determined the proper operational regime to keep a very low noise while maintaining a high gain. We have also developed software for the instrument control system and data processing. Finally, we report the first results on the seismological activity of WD, obtained using photometry with one-second exposure. The results were compared to the known variables LAMOST J004628.31 + 343319.90 and GD 66. The WD 2255-001 showed very weak periodic activity with a dominant frequency of 67 mHz. © 2021 Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) [DOI: [10.1117/1.JATIS.7.3.038004](https://doi.org/10.1117/1.JATIS.7.3.038004)]

Keywords: stars; telescopes; calibration; cameras; digital cameras; digital imaging; image processing; photometry.

Paper 21029 received Mar. 15, 2021; accepted for publication Jul. 27, 2021; published online Aug. 9, 2021.

1 Introduction

Asteroseismology makes it possible to obtain new results on the structural properties of stars based on the analysis of light curves. Space-based astronomical instruments have contributed to the rapid development of this technique. With the help of tools such as MAST Kepler,¹ astronomers have gained access to light curves for millions of stars, and a lot of them exhibit variations. The timescale of pulsations varies from milliseconds to years for different types of stars. The pulsating white dwarfs (WD) show light variations with periods ranging from tens to hundreds of seconds. The light curves provided by Kepler do not have sufficient temporal resolution to study such short-period variations. For this reason, it is necessary to carry out additional observations with shorter exposures. Our system allows relatively small telescopes (0.5 to 3 m) to be used for this type of observation, since most of the larger telescopes are used for other types of observations. Most pulsating WD are known as ZZ Ceti or DAV. Although most of the ZZ Ceti have been active for a long time, some of them have periods of very low activity. Consequently, although variability was not detected in the first observing run, this does not mean that it will not be detected in subsequent runs. The opposite is also true, thus, it is important to monitor them regularly. The Gaia Data Release 2 catalog increased the number of known WD to more than 260,000 high-confidence white dwarf candidates² in the magnitude range $8 < G < 21$. Most of them can be observed by ground-based small telescopes as long as they are equipped with a very sensitive fast photometer, which is the subject of this paper.

2 Instrumentation

Fast photometry involves determining variability of astronomical objects with temporal regions in the order of millisecond to hundreds of seconds. The term “fast,” in this context, also implies the ability to acquire as much data as possible in a single night. A classical photomultiplier tubes

*Address all correspondence to Fernando Angeles, angel@astro.unam.mx

photometer is quite bulky and the preparation for each observation can take precious time, in addition to the efficiency of such systems is very low, limiting the observations to objects with magnitude 12 for a 1-m telescope. To surpass the problems associated with classical photometry, we implemented a methodology for high sensitivity fast photometry encapsulated in such a way that observing time and resources are optimized while offering a way to obtain data and astronomical results that can qualitatively complement the data obtained in large and/or space observatories. There are three key points in the goal for this instrument: fast photometric data acquisition (in the order of ms to s), very high sensitivity, up to the limits established by the brightness of the sky, and simplicity in setting and operation. This development includes an electron-multiplying charge-coupled devices (EMCCD) camera as acquisition system, a compact heat dissipation system for the camera, some software needed for control and communications, and the processing software. The data collection is carried out on a small fan-less computer directly attached to the telescope equipped with a solid-state drive and controlled through a remote session via Ethernet. The full system can be installed and tested in at most a couple of hours. Our goal is to observe very faint stars, with a magnitude in the order of 15 to 17, as our objects of interest are basically DAV WD, whose temperature on the surface is about 20,000 K, which is more than 3 times higher than the sun, but their size is about 6000 km in radius, so they are inherently weak. A typical pulsating DAV WD exhibits a magnitude variation in the order of 0.001 to 0.2. One image of WD with magnitude 17 taken at the 2.1-m telescope with exposure of one second allows us to measure its magnitude with error 0.03.³ This is sufficient for observing most typical pulsating DAV.

2.1 Camera

The main element of our instrument is an Andor's Ixon 888 Ultra EMCCD camera. EMCCDs are widely integrated into astronomical instruments. They are used to search for variable stars in globular clusters,⁴ and to the speckle interferometry⁵ and to the polarimetry,⁶ and so on. The sensitivity and speed of this kind of detectors are very helpful to implement a new observation technique to study the variability of astronomical objects with time scales from milliseconds to hundreds of seconds. The CCD of this camera is an array of 1024×1024 pixels with a pixel size of $13 \times 13 \mu\text{m}$ and a maximum pixel readout rate of 30 MHz, cooled by a stack of thermoelectric coolers up to -95°C and a thermostatic precision of $\pm 0.01^\circ\text{C}$. The dark current is 0.00025 e/pix/s at -80°C and 0.00011 e/pix/s at max cooling. The camera is mounted on the 2.1-m Ritchey–Chretien telescope with a $f/13.5$ secondary, which means that the field of view (FOV) is about $3' \times 3'$.

The electron multiplier (“EM”) prefix of the detector refers to a special amplifier stage before the Q-V conversion and linear amplification that effectively multiplies the number of electrons stored in each cell of the CCD during the reading, increasing significantly the gain and the signal-to-noise ratio (S/N) ratio up to 1000:1, and is this feature what makes it possible to use it as a photon counter which is crucial to obtain good photometric data, and therefore the operation mode we are interested in (Fig. 1).

When the EM stage is on, a phenomenon called clock-induced charge, which is usually considered a source of noise, is used during the readout right after the transfer frame but before the output amplifier that promotes the creation of secondary charges on the well multiplying the number of electrons. This factor is controlled by adjusting the voltage level of the reading clock. This process effectively increases the gain by very high factors while maintaining very low noise as the number of electrons is multiplied before the linear amplifier, which is the main source of noise. The processing of the data requires special considerations and will be discussed ahead.

There are three different operation modes for an EMCCD camera and one should choose the appropriate mode to recover information about the photon flux; the linear mode is out of consideration as its limitations have been already discussed.

While photon counting mode is very sensitive (G 1000) and offers the best S/N ratio, care must be taken as usually one or more reference stars must be included into the field of observation and their brightness level can rapidly saturate the detector, making the image useless as saturation is spread along the columns during reading. A lower gain offers good sensitivity and S/N ratio while allowing it to acquire several stars into the field without saturation, but when EM

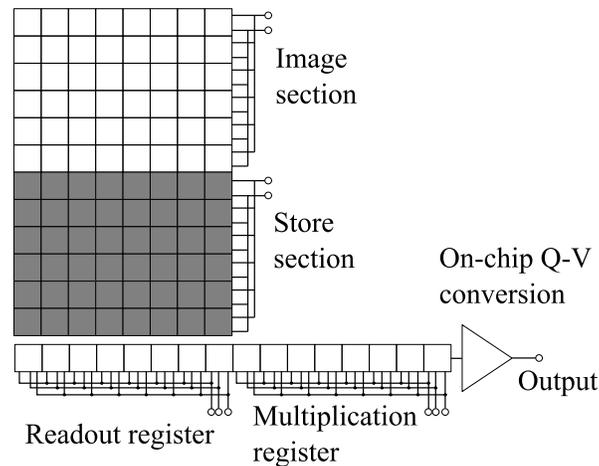


Fig. 1 Schematic of the EMCCD detector. It is noteworthy that the multiplication (EM) register is located right before the Q-V conversion.

mode is turned on, naturally the events follow a Poisson distribution. This implies that the probability curves overlap making it difficult to recover the flux from the acquired data (Fig. 9).

Several methods have been proposed for recovering this information, which usually requires knowing the value of the real gain for every pixel. The fact that the multiplying process is stochastic makes this task more difficult.

2.2 Heat Dissipation

By itself, the features of the camera would allow us to detect variability for very faint objects, but there are some restrictions for its operation. In the EM section of the detector, the probability of charge multiplication varies with temperature, the lower the temperature of the detector, the higher the gain. However, it is not enough to cool it down, since its temperature must be kept constant as the gain of the EM stage is highly sensitive to temperature variations. The camera is equipped with a closed-loop control system to maintain the temperature of the detector highly stable (around 0.001°C), but the heat generated by the hot plate of the coolers must be removed to allow the electronic circuits of the camera to control the temperature. To accomplish this, we designed and implemented a circulating refrigerant system by introducing some components—of systems used to cool down the CPU on personal computers, and others—which facilitate the installation and maintenance, as shown in the schematic in Fig. 2.

The camera is equipped with connectors for the hoses, which are two long silicone hoses with 10 mm of inner diameter and 18 mm of outer radius which complete the circuit among the elements. We replaced the original pump, which is best suited to cool down a microprocessor, by an external pump with a 12-V brushless motor which impels the refrigerant—a mix of ethylene glycol and water with no additives—through the circuit at a speed of 2 lt/min. Although the manufacturer suggests the use of water, this mix allows us to operate the system at temperatures under the freezing point of water, a desirable feature since the temperature in the observatory can reach values as low as -20°C during a winter. We built a spinning flow indicator with laser cut acrylic and 3D-printed elements which serves as a visual debugging device to detect problems in the system. A small (28×12 cm) radiator with a magnetically levitated fan is used to dissipate the heat to the environment. Usually, the environmental temperature is low enough to turn on the fan, which may induce vibrations on the telescope, but during the summer the temperature in the night reaches 16°C , so the fan must be turned on. The silicone hose is long enough to attach the radiator to the pump far from the telescope stage to avoid vibrations and EM noise. There is a faucet and an open hose where a funnel can be placed to fill the circuit during installation. The EMCCD with the cooling system is attached to the telescope right after the filter wheel, as shown in Fig. 3.

Once the heat is removed by the radiator, the control electronics can easily stabilize the temperature of the detector, whose status can be verified on the GUI of the control software.

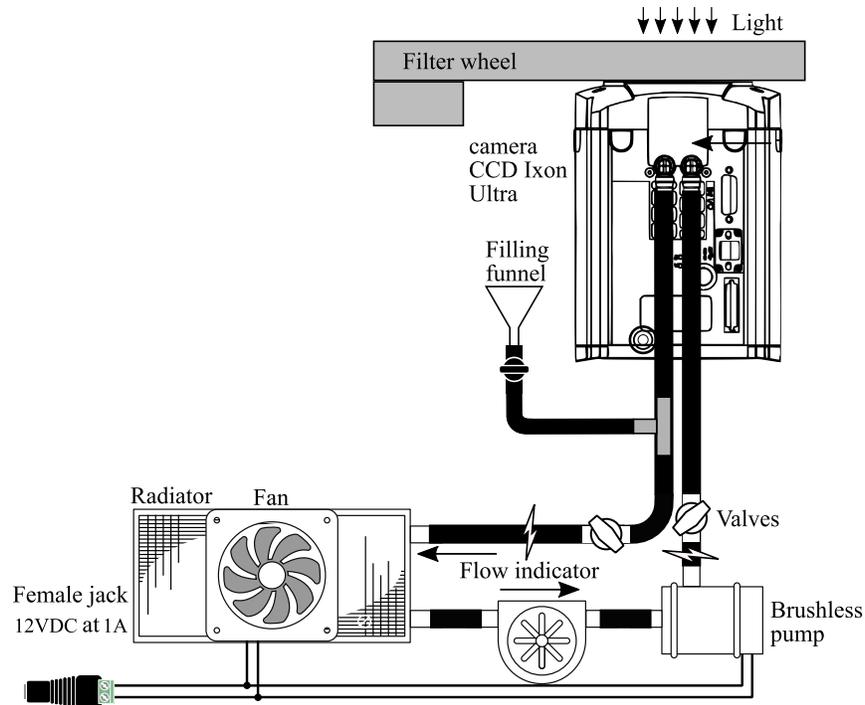


Fig. 2 Schematic of the configuration for the refrigerating system.



Fig. 3 In this picture we show the physical distribution of the system. To the right, the camera is attached to the telescope and the hoses run to the pump and the radiator which are also attached to the telescope. Once installed, the hose is filled using the green faucet.

Additionally, a good practice to ensure thermal stability is to operate the camera in acquisition mode for a few minutes before starting image recording to reach its final operating temperature.

2.3 Filter Wheels

A Finger Lakes Instrumentation (FLI) filter wheel is placed right above the camera to obtain photometric data at a specific color band. This wheel is motorized and its position is controlled via USB by a custom microcontroller circuit. The FLI filter wheels are not rigid enough and cannot support the weight of the camera, so we replaced the filter wheel cover with a harder one (Fig. 4).

2.4 Software

FLI provides a proprietary library to interface with the filter wheel. The observation room is located about 20 m below the telescope, so the use of a USB cable is out of consideration.



Fig. 4 FLI filter wheel mounted on EMCCD.

We developed our own system with an additional microcontroller that includes Ethernet connectivity to receive commands via Ethernet and pass them to the filter wheel and developed a command line interface program in the C language to include its operation in the Andor Solis software.

3 Test of EMCCD

Due to the stochastic nature of the impact ionization events, the number of electrons in a cascade from one photoelectron is not constant. The gain of the electron-multiplying register is essentially random. Several methods have been proposed to recover this information, which usually requires knowing the value of the real gain for every pixel. Basden et al.⁷ suggest that the output of the camera must be thresholded to the values that correspond to the points where probabilities are equal for n to $n + 1$, which would correspond to different mean gains. The methodology of photometric reduction of data from EMCCDs is described in detail by Harpsøe et al.⁸ According to this methodology, we can find bias $B(x, y, t) = B_p(x, y) + B_t(t)$, real gain G , and readout noise N from a series of dark images.

These dark images are acquired simply by reading the detector with the shutter closed using the same operating parameters as those used for the astronomical image. These images include the intrinsic noise of the detector and the noise due to external factors.

3.1 Bias

We assumed the bias as an additive part of the signal which does not depend on the light flux. The bias can depend on EM gain and the temperature of the detector. Therefore, in all experiments, we maintained a temperature of -95°C and the parameter GAIN was chosen to be 300. The bias consists of two parts: the fixed part is a pattern over the pixel coordinates, which do not change during observations, and the part, which does not depend on the pixel coordinates, but changes over time. The variable part of bias can be estimated as the truncated mean of dark images. As one can see in Fig. 5, the bias has small temporal variations with standard deviation of about 1.4 ADU. The fixed part of the bias is shown in Fig. 6.

After removing the fixed part of bias we can estimate the readout noise of the camera. As one can see in Fig. 7, the readout noise is the random flat with mean of standard deviation of less than 14 ADU.

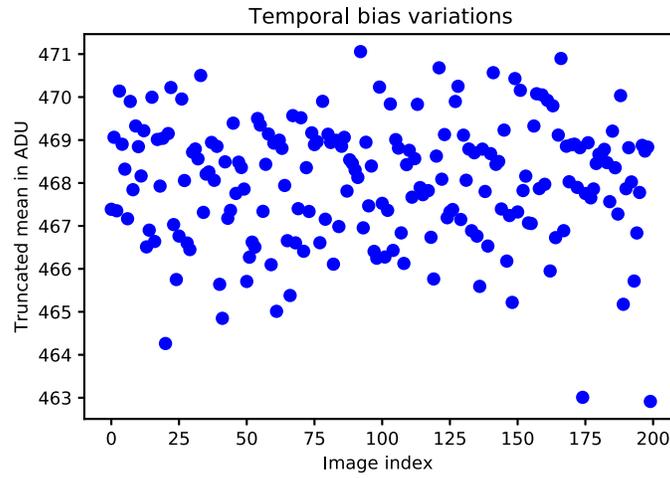


Fig. 5 The average bias is 468 ADU. It has a small temporal variation with standard deviation of about 1.4 ADU.

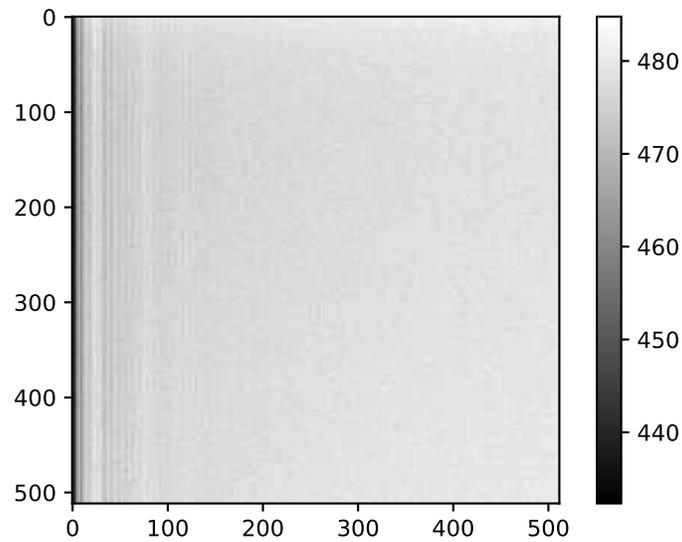


Fig. 6 Bias pattern.

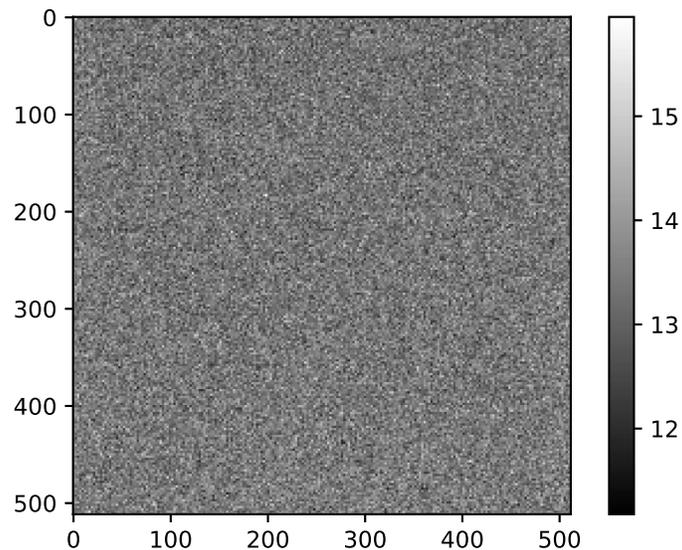


Fig. 7 Readout noise.

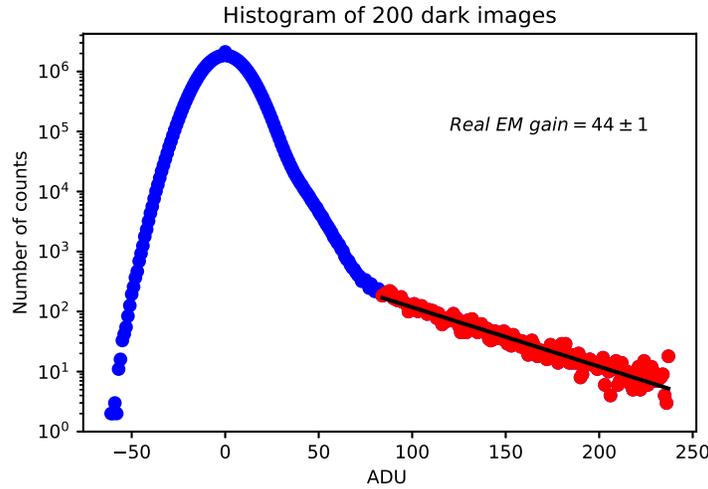


Fig. 8 The histogram of 200 dark images on a log scale. The red tail is related to the EM gain. The real EM gain can be found by fitting to an exponential model (black line).

3.2 Real Gain

The real gain can be found directly from the set of bias-corrected dark frames by analysis of averaged histograms. The histogram of 200 such frames on a log scale is shown in Fig. 8. The exponential tail from the spurious charge can be easily seen. By fitting this tail to the exponential function [Eq. (1)], we found that the real gain G is 44 ± 1 .

$$P(x) = Ae^{-x/G}. \tag{1}$$

Also, the first threshold Th can be found from histogram. In our case, $Th = 75ADU$, it means that all values less than Th we put to zero.

3.3 EMCCD Post-Processing

Rousset et al.⁹ show that Flux (photon /pixel /frame) ≥ 1 thresholding with Bayesian inference technique provides the best results of EMCCD post-processing methods for images taken with EM gain switched on. Based on Harpsøe,¹⁰ Fig. 9 shows the calculated values for the probabilities for $n = 1$ to 6 input electrons while the gain is fixed at 45. The intersections are indicated as their values are used to establish the thresholds for the ADU values during the reading to calculate the real gain.

Finally, we chose the following EMCCD post-processing:

$$I(x, y, t) = \begin{cases} \text{int}[(I'(x, y, t) - B_p(x, y))/G], & \text{if } I'(x, y, t) \geq Th; \\ 0, & \text{if } I'(x, y, t) < Th, \end{cases} \tag{2}$$

where $I'(x, y, t)$ —raw image cube, $I(x, y, t)$ —image cube corrected for excess noise factor induced by EMCCD multiplication register, $\text{int}[\]$, integer part.

4 Observations

The fields of around three WD were taken during three nights starts on November 15, 2017, at the 2.1-m Ritchey-Chretien telescope of the Observatorio Astronómico Nacional (OAN) which is located at the astronomical site Sierra San Pedro Mártir, México.

For every object of interest, an image is taken every second. To reach a high gain and S/N ratio the CCD is operated in the EM mode.

To build up sufficient S/N, we have used CCD binning 2×2 and the 1.06-s exposure time. The exposure time ensures a temporal resolution of 0.5 Hz. For observations, we used broadband

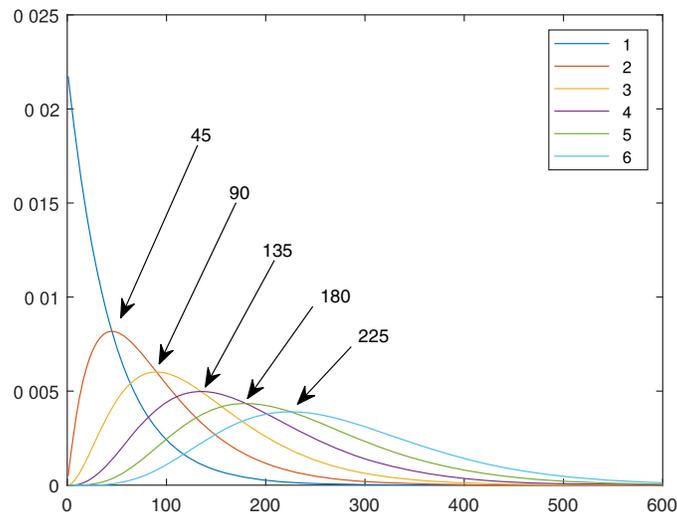


Fig. 9 The probability curves for recovering the flux from the data acquired. Based on Harpsøe, the figure shows the calculated values for the probabilities for $n = 1$ to 6 input electrons while the gain is fixed at 45. The intersections are indicated as their values are used to establish the thresholds for the ADU values during the reading to calculate the real gain.

filters B(445/102 nm) or V(538/98 nm) from the standard Johnson-Cousins set. The secondary mirror $f/7.5$ provides FOV 3×3 arcmin. This relatively small FOV allows the exclusion of very bright stars from the frame to avoid saturation. On the other hand, we need several other objects in the field to use them as a reference while measuring variability on the object of interest. The acquired data was stored as several cubes of 1000 images 512×512 pixels. The acquisition program (Andor-Solis) is provided by the manufacturer and it only runs under the Windows OS. The manufacturer also provided an SDK for Linux. However, the operation modes of the EMCCD are numerous, so porting the control program to Linux, for the moment, out of consideration.

5 Data Processing

After EMCCD post-processing, we have to recenter all of the images. We use a common algorithm for the centering based on cross-correlation of images. Initially, we chose one random image as the reference image. If during observation the telescope guiding system has a notable trend, we choose frame from the middle of the set. This will keep a large common area. To get better results, we perform image centering two times. For the second pass, we use the mean the previously centered images as reference. Centering the images (Fig. 10) reduces the influence of atmospheric turbulence and telescope guiding.

We used simple aperture photometry to get light curves for bright stars in the fields. The search for periodic variability was carried out using Fourier analysis. High peaks in the Fourier spectrum were taken as intrinsic when its amplitude exceeded 4σ .¹¹

6 Results of Observations

6.1 GD 66

The GD 66 is a ZZ Ceti variable that was discovered by Dolez et al.¹² According to the Gaia Data Release 2,² the GD66 has the effective temperature $11768K$ and mass $M_H = 0.621345M_o$. The GD66 is found within the ZZ Ceti instability strip.¹³ We chose this object as a test of our instrument. We observed GD66 for 2.65 h, with exposition of 1.06 s. The light curve containing 9000 data points is shown in the figure ref fig: GD66Curv. We find the intrinsic frequencies of this object using Fourier analysis of the light curve. The intrinsic frequencies derived from the power

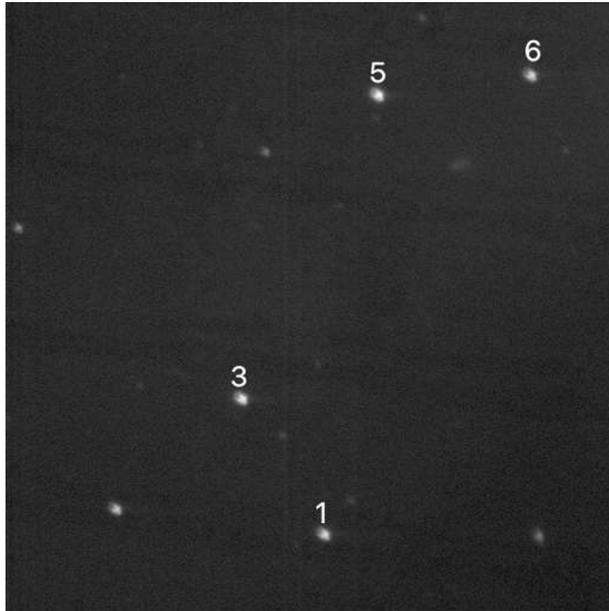


Fig. 10 The sum of the aligned images of the field WD 2255-001. The four bright stars in the frame are marked.

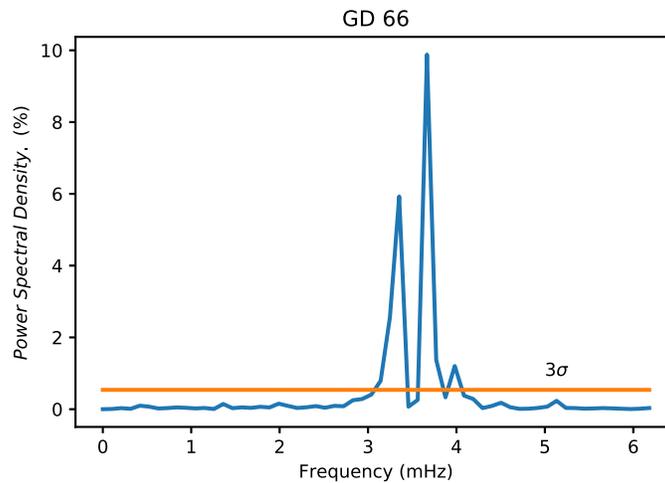


Fig. 11 The power spectrum density for GD 66.

spectral density (Fig. 11). Dolez et al.¹² report four strong frequencies in power spectral density. We confirm these four unstable gravity modes: $l = 2$ at 251s ($k = 5$), 272s ($k = 6$), 304s ($k = 7$) and an unstable mode $l = 3$ at 195s ($k = 5$). Also we identify one more unstable gravity mode $l = 2$ at 502 ($k = 13$). These frequencies are listed in Table 1 (Figs. 11 and 12).

6.2 LAMOST J004628.31+343319.90

The LAMOST J004628.31+343319.90 (hereafter refers to J004628) is relatively bright WD, with a mean magnitude of about 16.4 in the visible band. It has an effective temperature (10395K)² less than the lower edge of the instability strip of ZZ Ceti.¹³ However, J004628 was reported as ZZ Cety by Su et al.¹⁴ They reported the highest peak at the frequency of 2114 μ Hz (the period of 473 s) only. We have observed this star for 2 h 20 min. The power spectral density (Fig. 13) shows some strong peak with power $\geq 3\sigma$. Table 2 presents parameters for six of these modes. The power of the main peak is 13.8% of total power. The last peak to the right on the

Table 1 Frequencies identified in the light curve of GD66. Frequencies in the Fourier spectrum of GD 66.

F mHz	Period s	S/ σ	%
3.29 ± 0.10	304 ± 9	33.0	5.9
3.68 ± 0.10	272 ± 7	55.0	9.9
3.98 ± 0.10	251 ± 6	6.7	1.2
5.13 ± 0.10	195 ± 4	1.3	0.23
$1.99^* \pm 0.10$	502 ± 25	0.86	0.15

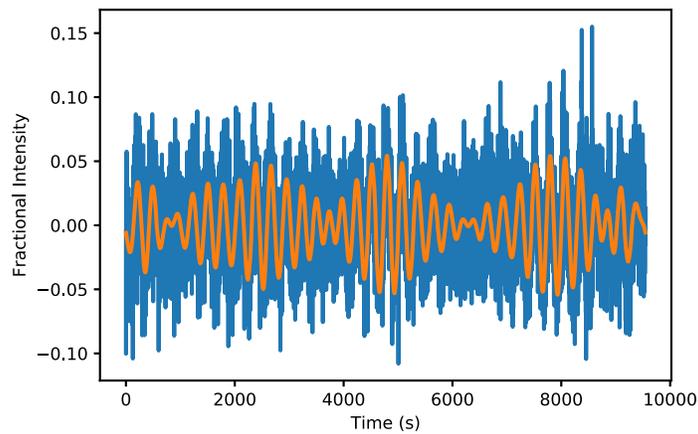


Fig. 12 The normalized light curve for GD 66.

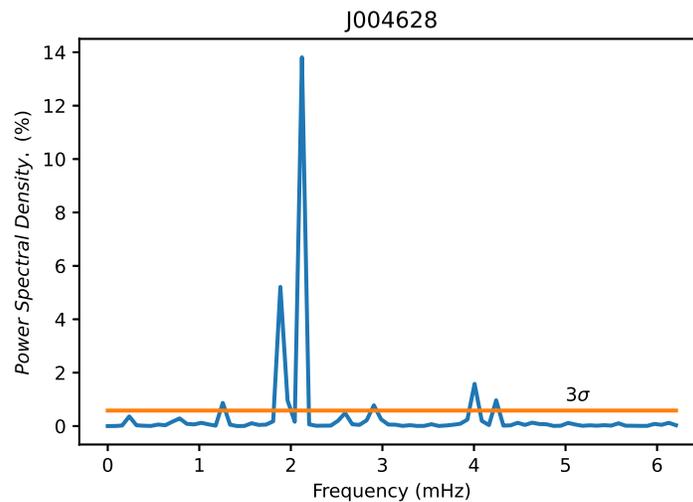


Fig. 13 The power spectrum density for J004628.

graph corresponds to an harmonic value ($2\times$) of the frequency 2.12 mHz, so it is not considered as an independent mode.

6.3 WD 2255-001

The WD 2255-001 is a usual white dwarf (DA), it is also relatively bright ($M_v = 16.7$) and it has never been considered variable.^{2,15,16} Recently, a new class of pulsating DA white dwarf stars

Table 2 Frequencies in the Fourier spectrum of J004628.

F mHz	Period s	S/ σ	%
1.26 ± 0.08	796 ± 53	1.5	0.9
1.89 ± 0.08	530 ± 23	9.0	5.2
2.12 ± 0.08	471 ± 18	23.8	13.8
2.59 ± 0.08	386 ± 12	0.8	0.5
2.91 ± 0.08	344 ± 10	1.3	0.8
4.01 ± 0.08	250 ± 5	2.7	1.6

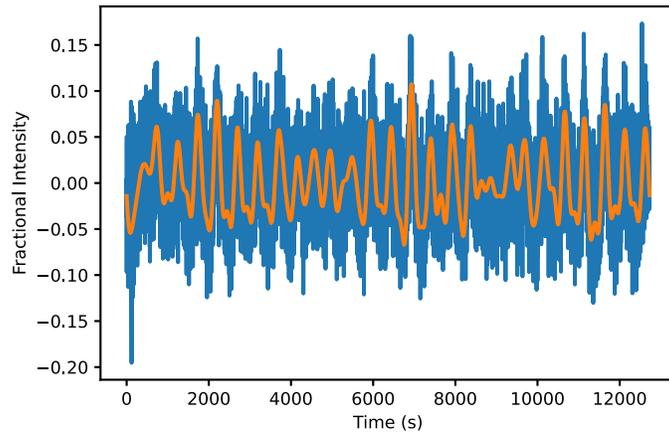


Fig. 14 The normalized light curve for J004628.

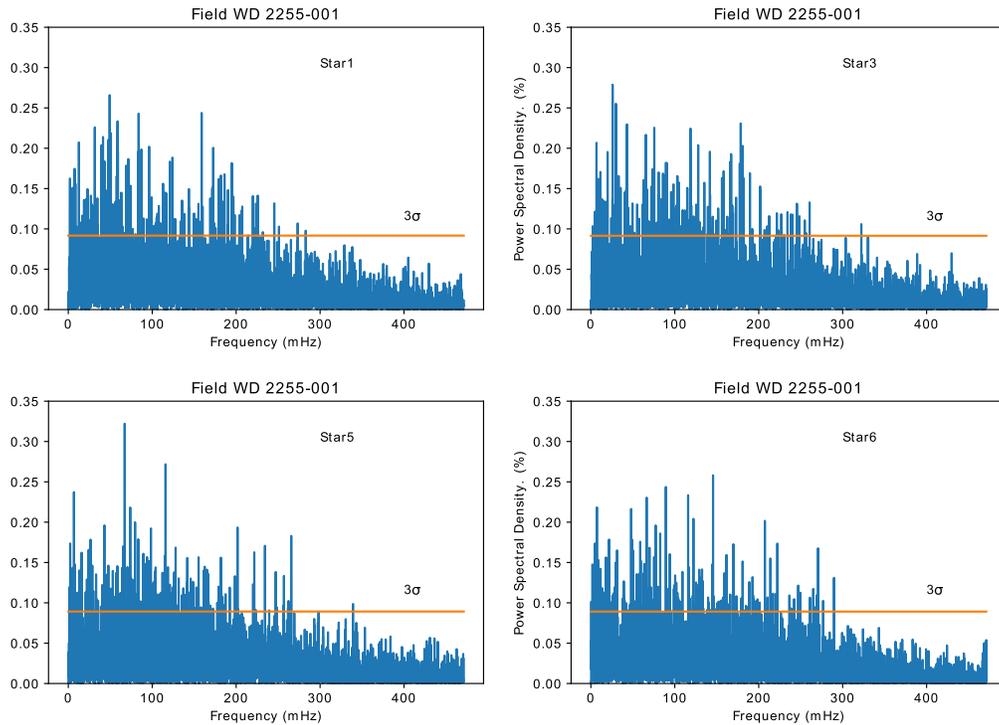


Fig. 15 Power spectra of four stars in field WD 2255-001.

Table 3 Frequencies in the Fourier spectrum of WD2255-001.

F mHz	Period s	S/ σ	%
6.72 ± 0.12	149 ± 3	8.0	0.24
67.18 ± 0.12	14.89 ± 0.03	10.8	0.32
115.86 ± 0.12	8.631 ± 0.009	9.1	0.27

was confirmed by Romero et al.¹⁷ They confirm pulsations in hot DA white dwarf stars, with effective temperatures in the range of $25000K \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 30000K$. The WD 2255-001 is the DA white dwarf with effective temperature $T_{\text{effH}} = 21637K$.² We observed this star to see if WD with different effective temperatures also has some pulsations. We have observed WD 2255-001 using the same settings of the camera as two previous stars for 2 h 20 min. Figure 15 shows power spectral densities for four stars in WD 2255-001 field (Fig. 10). The Star 5 corresponds to WD 2255-001. The power spectral density of this star shows a lot of frequencies with power $\geq 3\sigma$. However, only a few of them are isolated and have enough power to be considered as pulsating modes. Table 3 presents parameters for three of these modes. The power of the main peak is 30 times weaker than that of the two stars considered above, so we cannot talk about any significant activity in FWD2255-001. However, if future observation confirms the existence of a major peak at the same frequency, an asteroseismological study of low-active WD can be performed.

7 Conclusion

Here, we presented an instrumental solution for asteroseismology of WD at the 2.1-m telescope of OAN-SPM. The two stars GD66 and LAMOST J004628.31 + 343319.90 indicate that our equipment makes it easy to detect and measure ZZ Ceti modes of pulsations.

Acknowledgments

This research is supported by the Dirección General de Asuntos del Personal Académico (UNAM, México) under the project IN107818. Based upon observations acquired at the Observatorio Astronómico Nacional in the Sierra San Pedro Mártir (OAN-SPM), Baja California, México. We thank the daytime and night support staff at the OAN-SPM for facilitating and helping us obtain our observations. We have made extensive use of the SIMBAD and ADS services, for which we are also thankful.

References

1. R. A. Shaw et al., “Enabling new science with MAST community contributed data collections,” *Proc. SPIE* **10704**, 1070414 (2018).
2. N. P. Gentile Fusillo et al., “A Gaia data release 2 catalogue of white dwarfs and a comparison with SDSS,” *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **482**, 4570–4591 (2018).
3. F. Angeles, V. Orlov, and A. Popowicz, “Fast photometry of stars,” *Proc. SPIE* **10704**, 107042I (2018).
4. J. Skottfelt et al., “Searching for variable stars in the cores of five metal-rich globular clusters using emccd observations,” *Astron. Astrophys.* **573**, A103 (2015).
5. V. G. Orlov, “Speckle interferometry at the Observatorio Astronómico Nacional. VII,” *Rev. Mex. Astron. Astrophys.* **57**, 67–80 (2021).
6. S. Ganesh et al., “EMPOL: an EMCCD based optical imaging polarimeter,” *Proc. SPIE* **11447**, 114479E (2020).
7. A. G. Basden, C. A. Haniff, and C. D. Mackay, “Photon counting strategies with low-light-level CCDs,” *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **345**, 985–991 (2003).

8. K. B. W. Harpsøe et al., “High frame rate imaging based photometry—photometric reduction of data from electron-multiplying charge coupled devices (EMCCDs),” *Astron. Astrophys.* **542**, A23 (2012).
9. N. Rousset et al., “Comparison of EMCCD post-processing methods for photon counting flux ranges,” *Proc. SPIE* **9154**, 91540F (2014).
10. K. B. W. Harpsøe, M. I. Andersen, and P. Kjægaard, “Bayesian photon counting with electron-multiplying charge coupled devices (emccds),” *Astron. Astrophys.* **537**, A50 (2012).
11. M. Breger et al., “Nonradial pulsation of the delta Scuti star BU CANCRI in the Praesepe cluster,” *Astron. Astrophys.* **271**, 482–486 (1993).
12. N. Dolez, G. Vauclair, and M. Chevreton, “Identification of gravity modes in the newly discovered ZZ Ceti variable GD 66,” *Astron. Astrophys.* **121**, L23–L26 (1983).
13. V. Van Grootel et al., “The instability strip of zz ceti white dwarfs—I. Introduction of time-dependent convection,” *Astron. Astrophys.* **539**, A87 (2012).
14. J. Su et al., “New ZZ Ceti Stars from the LAMOST survey,” *Astrophys. J.* **847**, 34 (2017).
15. B. Anguiano et al., “The kinematics of the white dwarf population from the SDSS DR12,” *Mont. Not. R. Astron. Soc.* **469**, 2102–2120 (2017).
16. G. P. McCook and E. M. Sion, “A catalog of spectroscopically identified white dwarfs,” *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **121**, 1–130 (1999).
17. A. D. Romero et al., “Pulsation in the white dwarf HE 1017-1352: confirmation of the class of hot DAV stars,” *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **497**, L24–L29 (2020).

Fernando Ángeles is a senior engineer at the Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México. He develops astronomical instrumentation mainly in the areas of electronics, detectors, and computing.

Valeri G. Orlov is a senior researcher at the Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México. He received his PhD in physics and mathematics from the Special Astrophysical Observatory of the Russian Academy of Sciences, Leningrad, Pulkovo, in 1992. His current research interests include high space and time resolution astronomy.

Comunicación Interna

CI-2018-01

Recibido: 05-12-2017

Recibido con revisión: 15-01-2018

Aceptado: 15-01-2018

Disponible en línea: 17-01-2018

Sistema de enfriamiento por flujo recirculante para la cámara Ixon Ultra.

Fernando Ángeles Uribe, Valeri Orlov.

Instituto de Astronomía. Universidad Nacional Autónoma de México.
Avenida Universidad 3000, Coyoacán, Ciudad Universitaria, CDMX, México.

RESUMEN:

En este documento se describe el sistema de enfriamiento por flujo recirculante para la cámara Ixon Ultra usada principalmente para llevar a cabo observaciones de tipo *speckle* diferencial y fotometría rápida, que acondicionamos y adaptamos en el IAUNAM.

Se presentan sus elementos, los esquemas de conexión y los procedimientos para su ensamble y puesta a punto previos a la observación.

Las pruebas iniciales se realizaron en el telescopio de 2m en el OAN-SPM.

Contenido

1. INTRODUCCIÓN	2
2. DESCRIPCIÓN	3
3. ALIMENTACIÓN	5
4. INSTALACIÓN	6
5. CONEXIONES	6
6. LLENADO	7
7. BIBLIOGRAFÍA	9
APÉNDICE A. ANDOR IXON ULTRA SPECIFICATIONS SHEET	10
APÉNDICE B. HYDRO SERIES H100i GTX QUICK STARTER GUIDE	11

1. INTRODUCCIÓN

La cámara CCD Ixon Ultra utilizada para fotometría rápida y *speckle* diferencial cuenta con un apilado de TECs como sistema de enfriamiento adherido al respaldo del detector. Este apilado es interno y no es alcanzable, sólo se cuenta con dos conexiones para entrada y salida del flujo refrigerante. A continuación se muestran las condiciones que impone el fabricante sobre el sistema de enfriamiento para las diferentes velocidades de lectura [1].

TABLA 1

Condiciones sobre el sistema de enfriamiento.

Tasa de lectura de píxeles	10MHz	30 MHz
Temperatura ambiental mínima enfriado por aire a 20°C	-80°C	-60°C
Enfriado por líquido refrigerante @ 10°C, >0.75l/min	-95°C	-75°C

La cara fría puede alcanzar temperaturas mínimas de hasta -95°C y una estabilidad termoeléctrica de 0.01°C, pero para mantener esta estabilidad y asegurar un ruido térmico bajo durante la lectura en algunos modos de operación, la cara caliente debe mantenerse lo más fría posible debido a que la temperatura diferencial máxima para cada TEC es del orden de 70°C.

Adicionalmente, el fabricante anota [1] (T. del A.):

“A una velocidad de lectura de píxeles en overlocking de 30 MHz, la disipación térmica del sensor es mayor ya que se pasa una mayor proporción de tiempo en el desplazamiento vertical, y es necesario establecer una temperatura de enfriamiento del sensor más alta a este ritmo. Además, el rendimiento y la estabilidad de refrigeración dependerán de otras variables, como la velocidad del reloj vertical, el tamaño de la región de interés (modo estándar o crop) y temperatura ambiente. Como tal, se recomienda que el usuario realice pruebas para determinar la temperatura de enfriamiento estable del sensor para las condiciones seleccionadas. El estado de la estabilidad de la temperatura es visible a través del software de adquisición.”

Con el fin de alcanzar los modos de lectura más rápidos y la máxima ganancia posible así como disminuir los ruidos térmicos, hemos adaptado al detector un sistema de enfriamiento por flujo recirculante. En este manual describimos la disposición de dicho sistema y el procedimiento de llenado como referencia para su uso y mantenimiento.

2. DESCRIPCIÓN

El sistema de enfriamiento consiste de un sistema comercial H100iGTX (ver *Figura 1*) de Corsair® modificado para adecuarse a los requerimientos instrumentales del detector.



Figura 1: Sistema de enfriamiento Corsair H100iGTX

Este sistema está diseñado originalmente para enfriar CPUs en sistemas de cómputo, principalmente con la finalidad de someter el CPU a *overclocking* para aumentar su desempeño, pero cumple con los requisitos de disipación que impone el detector.

Originalmente, cuenta con un radiador, dos abanicos, una bomba y la placa de disipación, estas dos últimas en el mismo encapsulado. El sistema se provee llenado, sellado y listo para operar.

La placa de disipación se encuentra bajo la bomba y en su proyección original esta placa se coloca contra el CPU que se desee enfriar.

También en el módulo de la bomba se encuentra la electrónica de control y monitoreo, la cual es necesaria ya que los abanicos operan mediante pulsos PWM. El monitoreo se lleva a cabo mediante un cable micro USB.

El vendedor ofrece el programa *Corsair Link v2.4* en su página web, no obstante, sólo funcionó una vez y se perdió la comunicación después de 20 minutos de operación. Este problema está bien documentado en diversos foros de Internet y no es una falla aislada, por lo que se desestimó su uso.

El fabricante no especifica en la documentación el gasto de flujo en el sistema. Las pruebas en el laboratorio arrojaron un gasto de 1.27 l/min medidos con las mangueras y el fluido originales, usando un vaso de precipitados como almacén temporal. No obstante, notamos que esta cantidad varía (hasta 1.0 l/min en nuestras pruebas) dependiendo de una serie de factores como la longitud total de las mangueras, la diferencia de altura entre cada elemento y la viscosidad del fluido. No se hicieron pruebas exhaustivas ya que no contamos con las instalaciones para probar cada situación y se optó por aceptar como prueba de funcionamiento la estabilidad térmica del detector.

Las mangueras originales son removidas y desechadas para abrir el circuito del fluido e incluir el detector en la trayectoria. Esto debe hacerse con cuidado para no maltratar las conexiones del radiador o la bomba, que son bastante frágiles. Solamente utilizamos uno de los abanicos provistos en el sistema para evitar vibraciones en el telescopio. Por otra parte, la temperatura ambiente en una noche de observación típica no supera los 5°C, lo cual ayuda a mantener aún más baja la temperatura del flujo. Si bien es recomendable utilizar mangueras de silicón lo más transparentes posible para vigilar el llenado de los conductos al ensamblar el sistema, no fue posible conseguir las medidas adecuadas con los proveedores disponibles, por lo cual en primera instancia utilizamos manguera de vinilo.

El diámetro de los conectores en el radiador y la bomba es de 10 mm. Algunos conectores como los de la conexión en T son mayores por lo que se debe calentar la manguera para poderla acoplar. La manguera de llenado es de 15 mm de diámetro interior.

Solamente deben removerse las conexiones del detector para retirar el sistema, ninguna otra conexión debe ser removida por seguridad.

A continuación se muestra el diagrama de conexiones.

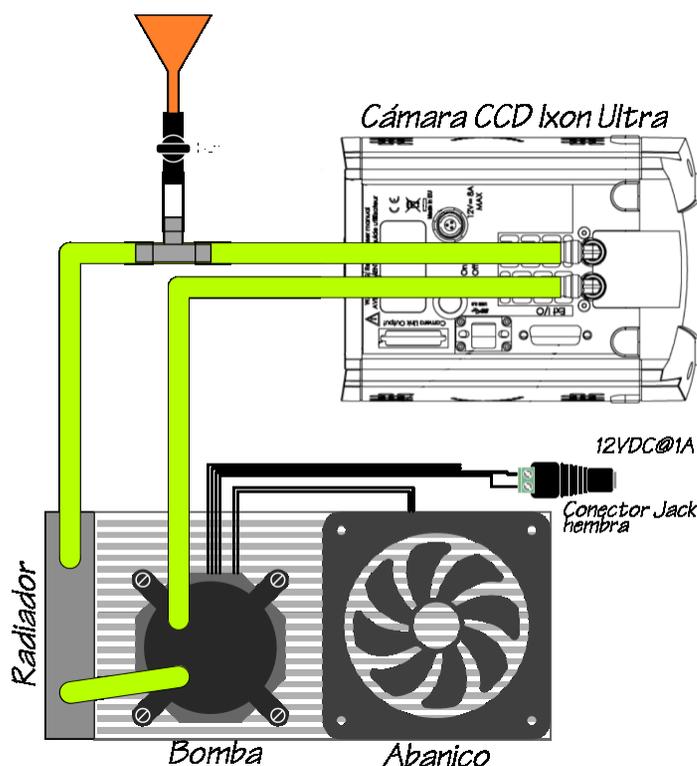


Figura 2: Esquema de conexiones. (Fuera de escala).

Los elementos pueden conmutarse siempre y cuando el flujo circule por todos ellos. Los ductos en color verde limón indican el paso del líquido refrigerante.

3. ALIMENTACIÓN

El sistema requiere un voltaje de 12V@1A que es provisto por un convertidor AC-DC. El conector original fue removido y sustituido por un conector *jack* hembra. El conector original cuenta con conexiones para la señal PWM provenientes de la tarjeta madre pero pueden ser omitidas sin problemas y sólo se utilizan las entradas de alimentación, indicadas en la *Figura 3*.

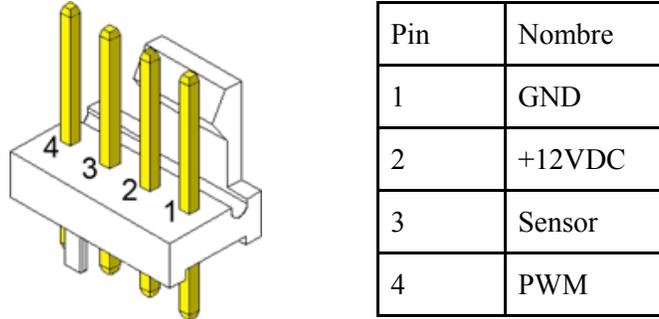


Figura 3: Conector de abanico de motherboard y asignación de pines.

El *jack* se conecta acorde a la fuente de alimentación que se utilice. En el caso particular de la fuente que utilizamos, el polo positivo va al conector central como indica la *Figura 4*.

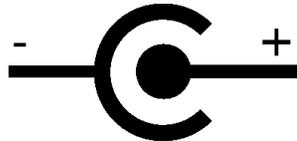


Figura 4: Polaridad del conector de alimentación.

Para encender el sistema, simplemente se conecta la fuente de alimentación al *jack*.

En una primera prueba de evaluación, utilizamos un TEC 12706 de 56W en la placa de enfriamiento y aplicamos la máxima corriente permisible (6A). La cara caliente no superó los 5°C sobre la temperatura ambiente con el sistema de flujo recirculante encendido.

Una instalación correcta asegura que el sistema de enfriamiento pueda mantener la temperatura del detector estable hasta -95°C. En las pruebas iniciales realizadas en el telescopio de 2m, la temperatura ambiente era de 10°C.

A continuación describimos el proceso de instalación del sistema.

4. INSTALACIÓN

Revisar la siguiente lista de materiales antes de iniciar la instalación:

1. Radiador
2. Ventilador
3. Bomba
4. Mangueras
5. Conexión T
6. Llave
7. Fuente de alimentación 12V@1.2A con el polo positivo en la terminal central

Adicionalmente, preparar los siguientes materiales y herramientas:

1. ½ litro de líquido refrigerante (EGW)
2. Cinchos de nylon para asegurar las conexiones
3. Pistola para tensar cinchos
4. Embudo
5. Navaja o *cutter*
6. Toallas de papel (*Sanitas*)

Este procedimiento es más fácil de ejecutar si se lleva a cabo entre dos personas.

5. CONEXIONES

1. Si las mangueras presentan irregularidades en los extremos, cortar con la navaja o *cutter*.
2. Conectar las mangueras al detector con cuidado para no golpear el detector, el orden no importa.
3. Asegurar con cinchos de nylon para evitar que se desconecte y apretar con el tensor de cinchos. Pruebe con un tirón suave en cada manguera para verificar que la conexión es robusta



Figura 5: Conexión de las mangueras al detector.



Figura 6: Conexiones al radiador y bomba.

6. LLENADO

1. Colocar el detector y el radiador en el piso lo más bajo posible. Sostener la llave de llenado en la parte más alta.
2. Colocar el embudo en la llave de llenado. Cuidar que el embudo no se asiente totalmente sobre la entrada de la llave para permitir la salida de aire y evitar escurrimientos.

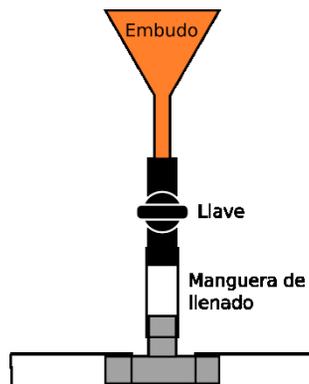


Figura 7: Llave de llenado y embudo.

3. Llenar muy lentamente. Use la manguera de entrada como indicador para saber si el llenado es demasiado rápido. Si esta manguera se llena puede haber escurrimiento



Figura 8: Ubicación de cada elemento durante el llenado.

4. Una vez que el fluido refrigerante haya subido hasta la válvula de llenado, y cuidando de no desconectar las mangueras, mover el detector de un lado a otro para expulsar cualquier burbuja que haya quedado atrapada en la cámara de enfriamiento. Dirigir las burbujas hacia la válvula de llenado directamente sin pasar por el radiador y la bomba.



Figura 9: Remoción del aire en el detector.

5. Repetir el procedimiento con el radiador y la bomba. Tener en cuenta que el radiador es un serpentín y es necesario mover horizontalmente de un lado para otro lentamente para asegurar la salida del aire.
6. Es particularmente difícil vaciar el aire de la bomba y hay que golpearla ligeramente para que expulse todas las burbujas. Al igual que con el detector, tratar de dirigir las burbujas directamente a la válvula de llenado sin pasar por el detector.
7. Dirigir todas las burbujas a la válvula de llenado, una vez que estén ahí, llenar sobrepasando ligeramente la llave. Cerrar la llave y secar con toallas de papel.
8. Verifique repetidas veces que no queden burbujas atrapadas y de ser necesario repita los pasos anteriores. Una vez completado este procedimiento, mantener la llave en la parte más alta, encender la bomba para verificar que no queda aire atrapado en los conductos. Si hay aire, la bomba romperá las burbujas grandes en burbujas minúsculas. Permita que fluya al menos $\frac{1}{2}$ hora. Apague la bomba y deje reposar el Sistema un par de horas para que las burbujas de aire se congreguen. Con este procedimiento las burbujas quedan atrapadas en la manguera de llenado. Repetir el último paso para eliminar la mayor cantidad de aire de los conductos.
9. Conecte el sistema a la fuente de alimentación. Si el ventilador está operativo, la bomba también funciona.
10. Durante la operación es recomendable que el detector quede a una altura menor a la de la llave de llenado y del radiador, esto con la finalidad de evitar que, en caso de que queden burbujas de aire en los conductos, estas se acumulen en el detector, lo cual disminuiría la eficiencia del sistema refrigerante.

7. BIBIOGRAFÍA

Se incluyen ambos documentos como apéndices de este documento para futuras referencias.

[1] ANDOR Ixon Ultra specifications sheet

[2] Hydro Series H100i GTX Quick Starter Guide Getting Started with Raspberry Pi. Raspberry Pi Foundation.



Fast Photometry of stars

Fernando Angeles¹

Valeri Orlov¹

Adam Popowicz²

Abstract: We are currently working on the development of a fast photometric system based on a emCCD to measure variability of white dwarfs, specifically of ZZ Ceti object. Various aspects of the instrumentation, acquisition and data process must be addressed to ensure the SNR, high sensitivity and reliable results. Our system is based on a emCCD Andor IXON Ultra

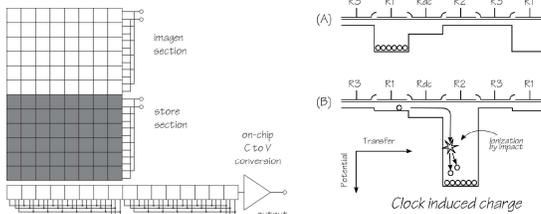
Photometric techniques have been well known for quite some time. For historical reasons [Disney 1977] the general tendency of observational astronomers has been to limit measurement to relatively slow flow variations ranging from hours to days.

Since the discovery of optical oscillations of 5 minutes in the Sun and rapid fluctuations in pulsars and in BL Lacs in X-rays, a new interest in rapid photometry has awakened. The existence of better instruments and technologies allows systematic observations of similar phenomena.

The required observational equipment can be as simple or as complex as the budget can allow. The basic requirements are a sensitive and fast detector, very massive persistent storage media and a precise and accurate clock to mark the recording times of each image.

The fast photometry in the optic in the interval of 1/2 second to hundreds of seconds for weak objects is a region of temporal variation that is not completely covered, although very specific problems must be faced to implement it, among which are the low amount of photons received from the objects weak astronomical, the acquisition speed of the systems used, the reliability of the temporary marks and the data processing.

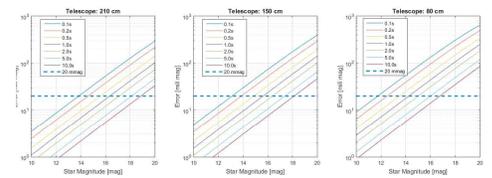
For our observations, we use a bidimensional CCD manufactured with an electron multiplying phase (emCCD) operating in photon counting mode (non-analog), we developed the peripheral infrastructure and the data reduction and analysis programs to carry out the measurement of rapid flow variations (rapid photometry), particularly of a specific set of ZZ Ceti type white dwarfs from which is expected to determine its period and amplitude of pulsation.



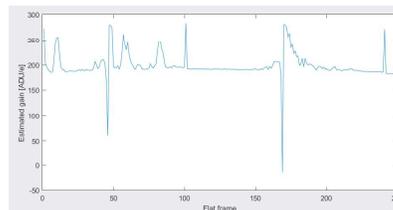
Schematic diagram of the dissipation system. This dissipation device is mounted on the 1 m. telescope of the OAN, Sn. Pedro Mártir.

Among the problems to overcome is the variability with the temperature of the gain of the detector in emCCD mode (figure 2) that must be stabilized within 0.01 C to improve the S / R ratio.

This is accomplished with a recirculating liquid cooling which is mounted on the telescope. It consists of a pump with a brushless motor, a radiator, a fan and



Calculation of the error in the determination of the magnitude for different objects in the telescopes of the San Pedro Mártir OAN.



Variation of the gain (vertical axis) during the consecutive acquisition of flat fields (number of fields on the horizontal axis) due to temperature variations of the detector.

The instrument operates to its detection limits to extend observational data for astronomical objects that are too faint to be observed with classical photometric techniques. Our methodology and instrumentation allows us to use small and/or medium sized telescopes while acquiring enough data even for short observation periods. This technique can easily be extended to other kind of observations like occultations,

Data processing is of vital importance for the data acquired with this system. The selected astronomical objects are very dimm (mag ~17) and a 512x512 pixels image is acquired every second during 3 hours. Files with sizes in the order of 3GB file are common. The process is separated into several command line routines which are executed from a script using the Andor Solis acquisition program. Among the processes that must be calculated are global gain, blind deconvolution, noise, etcetera. All routines are written in Pascal in the Embarcadero implementation under de Windows OS(r).

Electron Multiplying
Adapted from ANDOR Learning Multiplying CCD Cameras

Unlike a conventional CCD, emCCD cameras avoid noise problems at high speeds by amplifying the load signal before it reaches the load amplifier while maintaining high sensitivity at high speeds.



ANDOR Ixon Ultra emCCD camera.

Quantum efficiency up to 96 percent
Detector size: 1024x1024 pixels
Pixel size: 13.3x13.3 microns
Reading speed: 26 images / second.

The fast photometry program at the OAN Telescopes is supported by the Dirección General de Asuntos del Personal Académico (UNAM, México) under project IN107818.

¹: Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México Cd. Universidad, Cd. de México, Coyoacán, CP 04510

²: KP Labs / FP Space, Institute of Automatic Control, Silesian University of Technology, Akademicka, 16, Gliwice, Poland.

[1] Tulloch, S. "Photon Counting and Fast Photometry with L3 CCDs. Ground-based Instrumentation for Astronomy", edited by Alan F. M. Moorwood, Masanori Iye. Proceedings of SPIE Vol. 5492.
[2] A. Piccioni, et al. "A Double-Head Photon-Counting Photometer for Fast Timing". Observations. Astronomy Reports, Vol. 46, No. 12, 2002, pp. 1030-1041.
[3] Menke, J. Fast Photometry. "The Society for Astronomical Sciences 26th Annual Symposium on Telescope Science". Held May 22-24, 2007 at Big Bear, CA. Published by the Society for Astronomical Sciences, p.111.
[4] Disney, M. J. "Fast Photometry". The Messenger, vol. 8, p. 8-9. ESO, 1977
[5] Diagle, O. et al. "Extreme Faint Flux Imaging with an EMCCD". Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 121:866-884, (2009).
[6] Rousseta, N. et al. "Comparison of EMCCD post-processing methods for photon counting flux ranges. High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VI, edited by Andrew D. Holland, James Beletic, Proc. of SPIE Vol. 9154, 91540F-1 (2014) [7] Vanko, M. et al. "Fast photometry". Contrib. Astron. Obs. Skalnat'e Pleso 45, 99 - 105, (2015).
[8] Kambach, G. et al. "Fast photometry with small telescopes". Contrib. Astron. Obs. Skalnat'e Pleso 43, 216 - 227, (2014).
[9] Hynes, R. L. et al. "Fast photometry of quiescent soft X-ray transients with the Acquisition Camera on Gemini-South". Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, Volume 340, Issue 2, pp. 447-456 (2003).
[10] Roussset, N. et al. "Comparison of EMCCD post-processing methods for photon counting flux ranges". High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VI, Proc. of SPIE Vol. 9154 91540F-1 (2014).
[11] Burenin, R. A. et al. "Fast optical variability of 55 433". Astronomy Letters, 2011, Vol. 37, Issue 2, pp 100-112.
[12] Shakhrukhanov, O. S. "Determination of the stellar scintillation properties with the fast-photometric camera". Odessa Astronomical Publications, vol. 26/1 (2013)
[13] Bonazzola, S., Chevrotin, M. "X- and y-ray Superfast Photometry". Astron. Astrophys. 105, 1-5 (1982)
[14] G. Vaucilar and S. Bonazzola, "Fast Photometry Observations of the Variable White Dwarf Gd 385". The Astrophysical Journal, 246:947-950, 1981 June 15
[15] David Dunham <http://iota.jhuapl.edu/exped.htm>
[16] Asteroidal Occultation <http://www.asteroidoccultation.com/observations/>
[17] S. R. Davies, M. J. Coe and B. J. Payne, C. G. Hansen, "Fast photometry of candidates for the optical/IR counterpart of the X-ray pulsar J2259 + 586". Mon. Not. R. astr. Soc. (1989) 237, 973-977
[18] Gaultschy, A. Sain, H. Stellar Pulsations Across The HR Diagram: Part II". Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Vol. 35:511-606, 1996

Fotometría rápida de objetos ZZ Ceti

Fernando Angeles¹

Valeri Orlov¹

Resumen: En el instituto de Astronomía de la UNAM trabajamos en el desarrollo y pruebas de un sistema fotométrico rápido basado en un emCCD para medir la variabilidad de las enanas blancas, específicamente del objeto ZZ Ceti. Se deben abordar varios aspectos del proceso de instrumentación, adquisición y datos para garantizar la relación S/R, alta sensibilidad y resultados confiables. Nuestro sistema se basa en un emCCD Andor IXON Ultra, un detector que puede funcionar en modo de conteo de fotones,

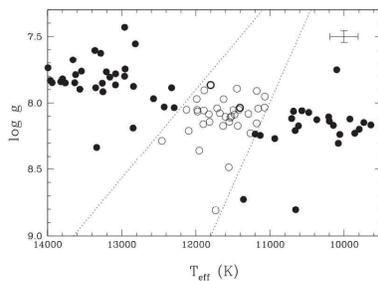
Las técnicas fotométricas se conocen desde hace bastante tiempo. Por razones históricas [Disney 1977], la tendencia general de los astrónomos observacionales ha sido limitar la medición a variaciones de flujo relativamente lentas que varían de horas a días.

Desde el descubrimiento de las oscilaciones ópticas de 5 minutos en el Sol y las rápidas fluctuaciones en los pulsares y en los BL Lacs en rayos X, se ha despertado un nuevo interés en la fotometría rápida. La existencia de mejores instrumentos y tecnologías permite observaciones sistemáticas de fenómenos similares.

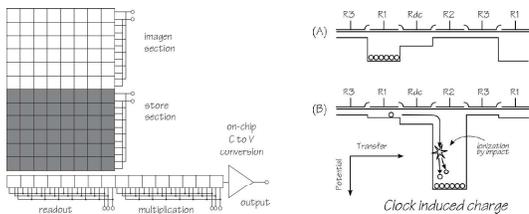
El equipo de observación requerido puede ser tan simple o complejo como lo permita el presupuesto. Los requisitos básicos son un detector sensible y rápido, medios de almacenamiento persistentes muy masivos y un reloj preciso para marcar los tiempos de registro de cada imagen.

La fotometría rápida en la óptica en el intervalo de 1/4 segundo a cientos de segundos para objetos débiles es una región de variación temporal que no está completamente cubierta, aunque se deben enfrentar problemas muy específicos para implementarla, entre los cuales se encuentra la baja cantidad de fotones recibido de los objetos astronómicos débiles, la velocidad de adquisición de los sistemas utilizados, la fiabilidad de las marcas temporales y el procesamiento de datos.

Para nuestras observaciones, utilizamos un CCD bidimensional fabricado con una fase de multiplicación de electrones (emCCD) que opera en modo de conteo de fotones (no analógico). Desarrollamos la infraestructura periférica y los programas de análisis y reducción de datos para llevar a cabo la medición de variaciones rápidas de flujo. (fotometría rápida), particularmente de un conjunto específico de enanas blancas tipo ZZ Ceti de las cuales se espera determinar su período y amplitud de pulsación.



Existen pocas enanas blancas variables detectadas y los objetos ZZ Ceti caen todos en la franja de inestabilidad del diagrama H-R- Esto abre una oportunidad para la astronomía observacional utilizando telescopios de tamaño mediano o pequeño para lograr nuevos descubrimientos en astrofísica.



Multiplicación de electrones
Adaptado de ANDOR Learning Multiplicando cámaras CCD

A diferencia de un CCD convencional, las cámaras emCCD evitan problemas de ruido a altas velocidades al amplificar la señal de carga antes de que llegue al amplificador lineal, manteniendo una gran sensibilidad a altas velocidades.



Cámara ANDOR Ixon Ultra emCCD.

Eficiencia cuántica hasta 96 por ciento
Tamaño del detector: 1024x1024 píxeles
Tamaño de píxel: 13.3x13.3 micras
Velocidad de lectura: 26 imágenes / segundo.

El procesamiento de datos es de vital importancia para los datos adquiridos con este sistema. Los objetos astronómicos seleccionados son muy tenues (mag ~ 17) y se adquiere una imagen de 512x512 píxeles cada segundo durante 3 horas. Los archivos con tamaños en el orden de los archivos de 3 GB son comunes. El proceso se divide en varias rutinas de línea de comandos que se ejecutan desde un script utilizando el programa de adquisición de Andor Solis. Entre los procesos que deben calcularse están la ganancia global, la deconvolución ciega, el ruido, etc.

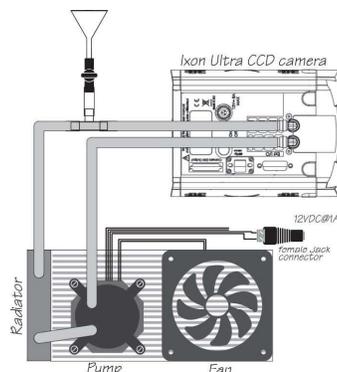
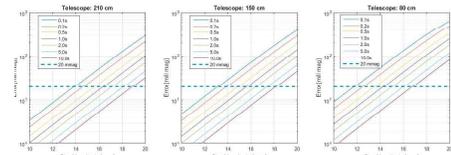
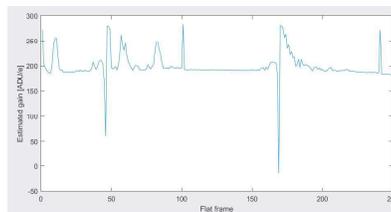


Diagrama esquemático del sistema de disipación. Este dispositivo de disipación está montado en el 1 m. telescopio de la OAN, Sn. Pedro Mártir.

Entre los problemas a superar está la variabilidad con la temperatura de la ganancia del detector en modo emCCD (figura 2) que debe estabilizarse dentro de una variación máxima de 0.01 C para mejorar la relación S / R. Esto se logra con un enfriamiento por recirculación de líquido que se monta en el telescopio. Se compone de una bomba con motor sin escobillas, radiador y un ventilador



Cálculo del error en la determinación de la magnitud para diferentes objetos en los telescopios del San Pedro Mártir OAN.



Variación de la ganancia (eje vertical) durante la adquisición consecutiva de campos planos (número de campos en el eje horizontal) debido a variaciones de temperatura del detector.

El programa de fotometría rápida en los telescopios del OAN cuenta con el apoyo de la Dirección General de Asuntos del Personal Académico (UNAM, México) en el marco del proyecto IN10718.

[1] Tullich, S. "Photon Counting and Fast Photometry with Li CCDs: Ground-based Instrumentation for Astronomy", edited by Alan F. M. Moorhead, Manserviz Inc. Proceedings of SPIE Vol. 5490.

[2] A. P. Willner, et al. "A Double-Road Photon-Counting Telescope for Fast Timing", Observations Reports, Vol. 46, No. 12, 2002, pp. 1039-1044.

[3] Mikić, J. Fast Photometry: "The Society for Astronomical Science 2003 Annual Symposium on Telescope Science", Held May 22-24, 2003 at Big Bear, CA. Published by the Society for Astronomical Science, p.111.

[4] Disney, M. J. "Fast Photometry". The Messenger, vol. 4, p. 4-8, 1977.

[5] Dighe, D. et al. "Extreme Pulse Flux Imaging with an emCCD". Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 113:966-984, (2001).

[6] Bouwens, R. et al. "Comparison of emCCD and conventional methods for photon counting flux ranges". High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VI, Proc. of SPIE Vol. 4134, 13-18 (2000).

[7] Bouwens, R. et al. "Fast optical variability of SS 433". Astronomy Letters, Proc. of SPIE Vol. 4134, 15-18 (2000).

[8] Shalvickovskoy, D. S. "Determination of the stellar oscillation properties with the fast photometric camera". Obsvra Astronomical Publications, vol. 24/1, 103-110.

[9] Hynes, R. L. et al. "Fast photometry with small telescopes". Contrib. Astron. Obs. Skalnat' Plesk 43, 216 - 221, (2004).

[10] Hynes, R. L. et al. "Fast photometry of quiescent soft X-ray transients with the Acquisition Camera on Gemini-South". Monthly Notice of the Royal Astronomical Society, Volume 345, Issue 3, pp. 487-494 (2003).

[11] Bouwens, R. et al. "Comparison of emCCD and conventional methods for photon counting flux ranges". High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy VI, Proc. of SPIE Vol. 4134, 13-18 (2000).

[12] Bouwens, R. et al. "Fast optical variability of SS 433". Astronomy Letters, Proc. of SPIE Vol. 4134, 15-18 (2000).

[13] Shalvickovskoy, D. S. "Determination of the stellar oscillation properties with the fast photometric camera". Obsvra Astronomical Publications, vol. 24/1, 103-110.

[14] Bouwens, R., Claret, M., and Yung Superfast Photometry, Astron. Astrophys. 375, 1-5 (1992).

[15] C. Vignier and S. Baranovic, "Fast Photometry Observations of the Variable White Dwarf GD 367", The Astrophysical Journal, 248:947-955, 1985, June 15.

[16] David Graham <http://www.hawaii.edu/~dgraham>

[17] Asteroid Occultation <http://www.asteroidoccultation.com/observations/>

[18] S. B. Davies, M. J. Cas and B. J. Payne, "Fast photometry of candidates for the optical/IR counterpart of the X-ray pulsar J2259+386", Mon. Not. R. Astr. Soc. 319:103-110, 2001.

[19] Gurevich, A. N. et al. Stellar Pulsations Across The HR Diagram Part II", Annual Review of Astronomy and Astrophysics, Vol. 34:561-606, 1996.

1: Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México Cd. Universitaria Cd. de México, Coyoacán CP 04510