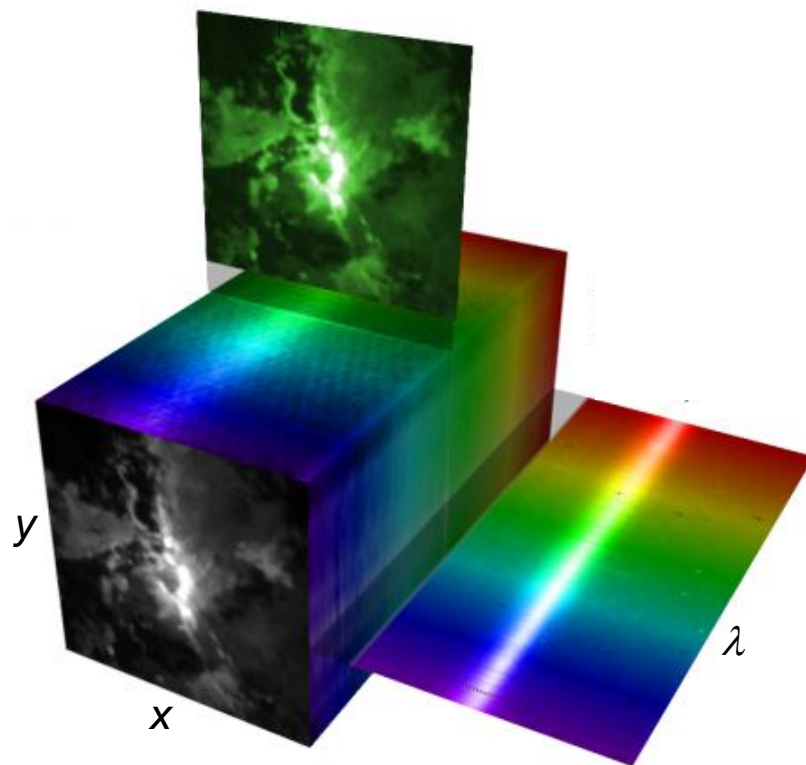


IMPLEMENTACIÓN DE UN MÓDULO DE ELIMINACIÓN DE RAYOS CÓSMICOS EN UNA PLATAFORMA DE PROCESADO DE DATOS DE ESPECTROSCOPIA 3D



Jorge Fernández Hernández

Dirigido por

Oscar Alonso Lasheras

Madrid, 1 de septiembre del 2011

Acrónimos utilizados.

AGN	Active Galactic Nucleus
ADR	Atmospheric Differential Refraction
ASCII	American Standard Code for Information Interchange
CCD	Charged Coupled Device
CAHA	Centro Astronómico Hispano Alemán
CIRPASS	The Cambridge IR PANoramic Survey Spectrograph
DRP	Data Reduction Pipeline
FISICA	The Florida Image Slicer of Infrared Cosmology and Astrophysics
FoV	Field of View
FITS	Flexible Image Transport System
FLAMES	Fiber Large Array Multi Element Spectrograph
FLAMES/GIRAFFE	FLAMES Intermediate Resolution Spectrometer
FLAMINGOS	The Facility Near-Infrared Wid-field Imager and Multi-Object Spectrograph for Gemini
FWHM	Full Width Half Maximun
GMOS	Gemini Multi-Object Spectrograph
GNIRS	Gemini Near Infrared Spectrograph
GTC	Gran Telescopio CANARIAS
GUI	Graphical User Interface
HST	Hubble Space Telescope

IDL	Interactive Data Language
IFS	Integral Field Spectroscopy
IFU	Integral Field Unit
IMAC	Inamori Magellan Cassegrain Spectrograph
IRAF	Image Reduction and Analysis Facility
JWST	James Webb Space Telescope
MPFS	Multi Pupil Field Spectrograph
MOS	Multi-Object Imaging Spectrograph
MPE	Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik
MUSE	Multi-Unit Spectroscopy Explorer
NIR	Near InfraRed
OASIS	Optically Adaptive System for Imaging Spectroscopy
OSIRIS	Optical System for Imaging and low/intermediate-Resolution Integrated Spectroscopy
PSF	Point-Spread Function
QE	Quantum Efficiency
RSS	Row Stacked Spectra
SAURON	Spectrographic Areal Unit for Research on Optical Nebulae
SHM	Shared Memory Server
SINFONI	Spectrograph for Integral Field Observations in the Near Infrared

TIGER	Traitement Intégral des Galaxies par l'Etude de leurs Raies
VIMOS	Vissible Imaging Multi-Object Spectrograph
VIRUS	Visible Imaging-Field Replicable Unit Spectrograph
VLT	Very Large Telescope
VO	Virtual Observatory
ULIRG	Ultri-luminuos Infrared Galaxy
WFPC	Wide-Field Planetary Camera
WHT	William Herschel Telescope
WYFO	Wide-Field Optic Spectrograph
WCS	World Coordinate System

"Si buscas resultados distintos, no hagas siempre lo mismo".

Albert Einstein

1. Agradecimientos.

Este trabajo de investigación se ha llevado a cabo durante los meses de julio, agosto y septiembre en la compañía GMV, bajo la tutela de Doctor Oscar Alonso Lasheras, a quien me gustaría expresar la posibilidad de realizar mi proyecto fin de master en astrofísica, en uno de los proyectos científicos con más futuro en el campo de la instrumentación astronómica. Igualmente me gustaría agradecer a mis compañeros de trabajo Cristina Ariza y José Carlos González por su cálida acogida en su 'pequeño grupo de astrofísicos', así como por los conocimientos que me han transmitido durante estos meses.

Igualmente me gustaría agradecer a los coordinadores del máster en astrofísica, la Profesora Rosa Domínguez y el Profesor Jesús Gallego, por soportar la infinidad de mensajes enviados por mi parte durante el máster, así como agradecerles la respuesta de todo ellos, así como los consejos recibidos para realizar este proyecto y por los conocimientos científicos transmitidos por su parte.

También me gustaría agradecer a mis compañeros del master por haber hecho el máster mucho más agradable e interesante, de lo que ya es. Especialmente a nuestro ingeniero favorito Manuel (*a.k.a* Lolo Aventuras) y a la química del máster Alicia, por todas 'apasionantes' horas compartidas reduciendo datos en varias asignaturas del máster.

Finalmente me gustaría agradecer a mi familia la paciencia y el apoyo mostrados durante el desarrollo del máster. Especialmente a mi Carlitos, a Marquitos y a Martita. Y como no, a nuestro nuevo amigo/a que está por venir.

2. Resumen.

Este trabajo de investigación se centra en la “espectroscopia 3D”: una poderosa técnica de observación astronómica, que se lleva empleando desde hace tan solo un cuarto de siglo. Mientras la espectroscopía de rendija larga es capaz de ofrecer información espectral en dos dimensiones, una espacial, a lo largo de la rendija, y otra espectral, en longitud de onda, la espectroscopía 3D, o espectroscopía de campo integral, permite obtener espectros de un campo de visión bidimensional. A pesar de ser un potente herramienta, aún hoy en día no es considerada de uso común entre la comunidad astronómica.

El principal reto para el desarrollo de software de reducción de datos espectroscopía de campo integral, es la gestión y procesado del gran volumen de información que este tipo de observaciones genera. Normalmente, una única observación puede contener del orden de miles de espectros, que habrá que calibrar, reducir y analizar. Hasta ahora, se han desarrollado numerosas herramientas software que cumplen este objetivo, pero que resultan ser fuertemente dependientes del instrumento para el que fueron diseñadas. De esta manera, la experiencia adquirida en el uso de una de ellas no es directamente aplicable a otras, dificultando la tarea del astrónomo.

A pesar de los avances en estandarización y desarrollo de herramientas que se han hecho hasta el momento, el campo de la espectroscopía 3D sigue siendo un desafío desde el punto de vista del desarrollo software, debido a la aparición de instrumentos con mayor resolución que precisan de una mayor optimización en el procesado de datos, ha desencadenado el desarrollo de procedimientos y sistemas de reducción de datos específicos. Si bien esto podría presentar alguna ventaja en ciertos sistemas, el desarrollo de sistemas propios para cada instrumento es, generalmente, ineficiente, ya que

- Existe una importante duplicidad del código ya que una parte importante de procedimientos son comunes a todos los sistemas
- El astrónomo usuario de los sistemas de reducción de datos debe aprender un nuevo sistema cada vez que realiza observaciones con distintos instrumentos
- Cualquier mejora en los procesos de reducción deben implementarse de manera separada en los numerosos sistemas de reducción. Por lo que no se comparte fácilmente el conocimiento adquirido en el desarrollo del sistema de procesado de un instrumento por estar éste dirigido específicamente a un instrumento en particular.

Uno de los puntos clave en la utilización de datos obtenidos mediante la espectroscopía 3D es la reducción de los datos obtenidos. Como cualquier imagen obtenida mediante CCD, ésta siempre estará contaminada por la presencia de rayos cósmicos, los cuales pueden llegar a afectar considerablemente el análisis posterior de los resultados obtenidos. Por ello, en una segunda parte de este proyecto, nos centramos en el estudio de las diferentes técnicas que se han desarrollado hasta la fecha para la eliminación de rayos cósmicos, y en particular, presentamos la implementación propia de una versión del algoritmo desarrollado por (van Dokkum 2001).

El proyecto de desarrollo de una Plataforma para el Procesado de Datos de Espectroscopía 3D para Astronomía viene motivado por la situación presentada anteriormente, y nace con el propósito de recopilar el conocimiento disperso entre los diversos sistemas actualmente desarrollados y, haciendo abstracción de las características propias de los distintos instrumentos, compilar en una única especificación y diseño las necesidades y solución al problema de reducción de datos de espectroscopía 3D.

En este orden de cosas, cabe destacar como otro aspecto clave para la preparación del proyecto la participación de la UCM, como líder científico e industrial, y de GMV, como soporte de ingeniería SW, en el

proyecto MEGARA (Multi-Espectrógrafo para GTC de Alta Resolución para Astronomía), que ha liderado y preparado UCM para GRANTECAN. El trabajo de definición y diseño de una plataforma de procesamiento genérico de datos de espectroscopía 3D sería de directa aplicación para el desarrollo del sistema de procesamiento de datos de este nuevo instrumento.

La estructura de este trabajo sigue un esquema en el que comenzaremos presentando las características globales de la espectroscopía 3D y terminaremos describiendo brevemente el algoritmo implementado en este trabajo. Así, la **Sección 3** se realiza una presentación somera de las generales de esta técnica, al igual que la sección 4, en la que describimos sus aplicaciones científicas más relevantes. En la sección 5, presentamos con más detalle las tres técnicas más utilizadas hasta la fecha: Las fibras ópticas, los micro-lentes y los rebanadores de imágenes. En la sección 6, presentamos las ventajas principales de la espectroscopía 3D en comparación con las técnicas observacionales “tradicionales”. Así en la sección 7 se presenta un breve repaso de las técnicas de reducción de datos que se deben aplicar a los datos observados. Esta sección está dividida en tres sub-secciones que se basan en la presentación En la sección 7 se presenta de manera un poco más detallada el proceso observacional, la reducción de datos, y la propagación de errores. En la sección 8 presentamos un breve resumen del desarrollo conceptual de la plataforma. En la sección 9 se presentan los detalles de la implementación del módulo de eliminación de rayos cósmicos, y que formaría parte del proceso de reducción de datos. Por último presentamos en la sección 10 un resumen del trabajo presentado.

Jorge Fernández Hernández

Madrid, 1 de agosto del 2011

3. Introducción.

La espectroscopia 3D posee una corta historia, ya que la mayoría de los conceptos instrumentales que hoy en día se aplican fueron desarrollados en los años ochenta. Desde el comienzo de los años ochenta, el deseo de adquirir simultáneamente el espectro y la información espacial en una única exposición, llevaron a varios grupos al desarrollo de los espectrógrafos de campo integral para telescopios astronómicos. Durante estos años de investigación, la mayoría del trabajo se llevó a cabo en laboratorios de óptica en un intento de entender el comportamiento de las fibras ópticas, microlentes o *image slicers* (rebanadores de imágenes). En un comienzo se tenían serias dudas si esta técnica llegaría a ser de utilidad. Sin embargo, los primeros resultados científicos obtenidos en los años noventa produjeron un cambio radical en la percepción de esta técnica.

En los últimos años se ha llevado una enorme inversión en este tipo de instrumentación. Los mayores telescopios a lo largo de todo el mundo están hoy en día equipados con unidades de campo integral (IFU, Integral Field Units). Hoy en día el esfuerzo fundamental se ha centrado en el refinamiento de las técnicas de reducción, análisis y en interpretación de los datos obtenidos mediante la nueva generación de espectrógrafos

La espectroscopia 3D es también conocida como “espectroscopia Integral de Campo” (IFS, Integral Field Spectroscopy), y en ocasiones como espectroscopia tridimensional (“three dimensional” spectroscopy); en otras áreas fuera de la astronomía es conocida como toma de imágenes hiperespectral (Hyperspectral imaging). Por razones prácticas se suele adoptar en la comunidad científica la terminología el término ‘3D’, ya que es intuitivamente descriptiva, aunque conceptualmente erróneo si uno restringe su imaginación a la imagen popular de los ‘datacube’ (ver Figura 2)

Podemos definir la espectroscopia de campo integral como un método de observación astronómico capaz de crear en una única exposición el espectro de cada uno de los elementos espaciales (llamados ‘spaxels’¹) de manera simultánea a lo largo del campo de visión (FoV, Field of View) bidimensional. Debido a este método de muestreo, cada spaxel puede asociarse con un espectro individual. Una vez que se han extraído del detector en el proceso de reducción, es posible reconstruir mapas para una longitud de onda dada. Aunque para instrumentos con una geometría espacial de muestreo ortogonal, el espectro puede disponerse de tal forma que se genere una matriz tridimensional, llamada comúnmente ‘datacube’, el caso en el que el muestreo del cielo no se lleva a cabo bajo estas condiciones geométricas, y debido sobre todo a los efectos atmosféricos en la óptica del sistema hacen inapropiado este término.

Instrumentos capaces de crear conjuntos de datos tridimensionales en el sentido descrito anteriormente, pero no de manera simultánea sino en algún proceso secuencial de adquisición de datos, como puede ser el caso de instrumentos de filtro variable (Fabry-Perot), muestreo a lo largo de rendijas largas, etc., no son estrictamente espectrógrafos 3D según nuestra definición. Pero debido a las similitudes en el análisis e interpretación de los datos que generan, mencionaremos brevemente sus características en este trabajo.

Los elementos ópticos que llevan a cabo el muestreo del cielo normalmente son conocidos como ‘unidades de campo integral’ (IFU, Integral Field Unit), por lo que la IFS es también conocida como ‘espectroscopia IFU’. Los spaxels pueden tomar diferentes formas y tamaños, dependiendo de los detalles instrumentales y el tipo de IFU (ver Figura 2). IFUs no necesariamente muestrean el cielo sobre un grid regular, por ejemplo, los paquetes de fibras debido al proceso de fabricación de las fibras individuales no

¹ El término ‘spaxel’ fue introducido por el consorcio Euro3D con la intención de distinguir los elementos espaciales en el plano de la imagen del telescopio de los píxeles, que son los elementos espaciales en el plano de la imagen del detector (ver (Kissler-Patig 2004)).

se pueden colocar con una precisión arbitraria. Esta es otra de las razones por las que la IFS no se puede considerar como un CCD (Charge Coupled Device) con un espectro en cada pixel. Incluso en el caso en el que la fabricación de la IFU permita un patrón de muestreo perfectamente regular, como es el caso de una red de lentes hexagonales, el muestreo no es necesariamente ortogonal. Es decir, debido a la creación de aberraciones y efectos de distorsión no despreciables del campo por parte de los sistemas ópticos reales, implica que el conjunto de espectros extraídos del detector no muestrean un FoV ortogonal del cielo. Además, el muestreo puede ser continuo (por ejemplo mediante una matriz de lentes) con un factor de llenado muy próximo a la unidad, o discontinuo (por ejemplo, mediante un paquete de fibras) con un factor de llenado significativamente menor que el 100%. En todos los casos, es posible reconstruir mapas a una longitud de onda dada a través de un proceso de interpolación, y mediante la repetición de este proceso para todas las longitudes de onda, convertir los resultados en un cubo. Sin embargo, la interpolación produce muy a menudo artefactos y generalmente implica la pérdida de información.

Como señalamos previamente, con la intención de tener una mejor comprensión de las limitaciones potenciales y naturales de la instrumentación 3D, hemos considerado útil repasar brevemente los diferentes detectores desarrollados hasta la fecha, ya que éstos son los factores limitantes sobre el número de elementos de resolución espaciales y espectrales. Dependiendo del tipo de aplicación, se intenta por lo general maximizar el número de píxeles del detector con la intención de maximizar uno o ambos parámetros. Los CCDs son hoy en día los detectores más comunes para longitudes de onda en el rango del visible, en el intervalo $0.35\text{--}1.0\ \mu\text{m}$, debido a su alta eficiencia cuántica (QE, Quantum Efficiency) y una baja señal de ruido de lectura (read-out noise). Hoy en día se fabrican CCDs con una resolución de 4096×4096 píxeles, lo que representa las características más punteras. Con la intención de obtener un número de píxeles aun mayor, se suelen colocar CCDs formando una configuración de mosaico similar a las modernas cámaras de campo ancho (wide-field imaging camera), como por ejemplo el detector para el IFU del IMAC (Inamori Magellan Cassegrain Spectrograph), que está construido como un mosaico de 2×3 CCDs de dimensiones $2K \times 4K$. En el régimen de longitudes de onda del infrarrojo cercano se ha llevado a cabo un enorme progreso en la fabricación de detectores, proporcionando matrices con una resolución en píxeles de hasta $2K \times 2K$ y con un excelente rendimiento electro-óptico.

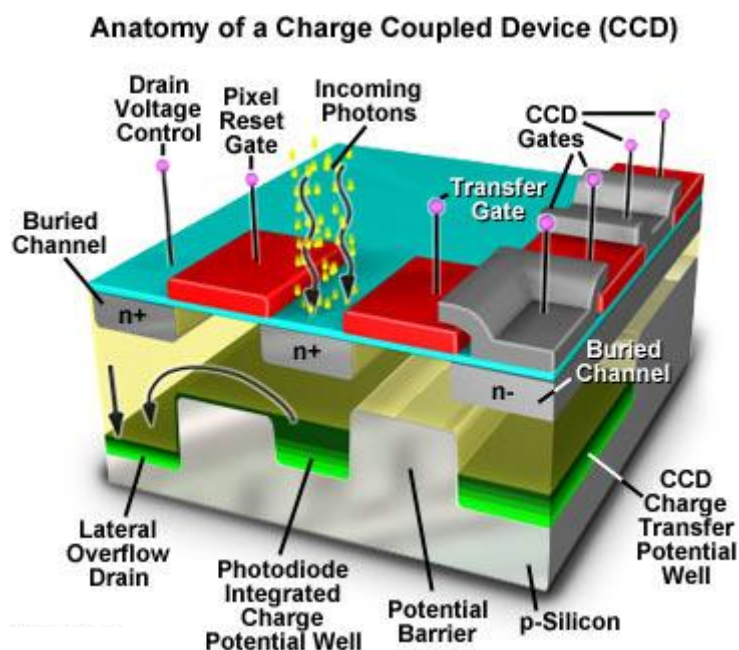


Figura 1. Diferentes componentes que forman la anatomía de un típico CCD. Figura obtenida de: <http://micro.magnet.fsu.edu/primer/digitalimaging/concepts/ccdanatomy.html>

El número de espectro proporcionados hoy en día por los espectrógrafos 3D está en el número de los varios cientos a los poco miles: Por ejemplo, el espectrógrafo VIMOS (Visible Imaging Multi-Object Spectrograph) genera 6400. El número de spaxels es extremadamente pequeño si lo comparamos con los detectores de toma de imágenes ópticas. Por lo tanto, nos podríamos plantear, cual es el factor limitante en el tamaño de un espectrógrafo de campo integral en función del número de elementos espaciales y espectrales.

Lo primero que hay que considerar es el hecho de que la IFS es obviamente más compleja que la toma de imágenes directa: para cualquier elemento espacial, un espectro completo puede ser obtenido. Si n , m y k son el número de los elementos de la resolución espacial en x e y , y los elementos de resolución espectral, respectivamente, entonces el número total N de pixeles requeridos en el detector es $N = n \times m \times k$. En comparación con la toma de imágenes directa, donde $k = 1$, IFS requiere al menos un factor de k pixeles en el detector. Claramente, la instrumentación para la IFS es cara en términos de espacio en el detector. Dado un número total de spaxels de la IFU, se plantea la cuestión crítica de como disponer los espectros correspondientes en el detector. Obviamente, el número total de pixeles del detector está relacionado con el número de elementos de resolución espacial y espectral como $\Sigma_{\text{pixels}} \geq N_{\text{Spaxels}} \times N_{\text{Spectra}}$. En la mayoría de los diseños de espectrógrafos 3D convencionales el espacio del detector no se llena contiguamente con los espectros, básicamente con la intención de evitar el '*cross-talk*' entre los espectros adyacentes y facilitar la reducción de datos. Sin embargo, los diseños más novedosos de slicers como puede ser el caso de SINFONI (Spectrograph for Integral Field Observations in the Near Infrared) o la matriz de lentes del IFU de OSIRIS han demostrado, que esta no es una condición necesaria. La resolución espectral en la mayoría de los instrumentos 3D no alcanza el límite de difracción². Viene determinada en gran medida por la pseudo-rendija proyectada sobre el detector.

² La resolución de un sistema de obtención de imágenes (microscopio, telescopio o cámara) puede estar limitado por factores tales como imperfecciones en las lentes o un alineamiento inadecuado. Sin embargo, existe un máximo fundamental a la resolución de cualquier sistema óptico debida a la difracción. Un sistema óptico con la habilidad de producir imágenes con una resolución angular tan buena como el límite teórico del instrumento se dice estar limitado solamente por la difracción (**diffraction limited**). La resolución de un instrumento es proporcional al tamaño de su objetivo e inversamente proporcional a la longitud de onda de la luz que está siendo observada. Para el caso de telescopios con aperturas circulares, el tamaño de la menor característica en una imagen que está limitada por la difracción viene dada por el tamaño del disco de Airy (Wolf 1997).

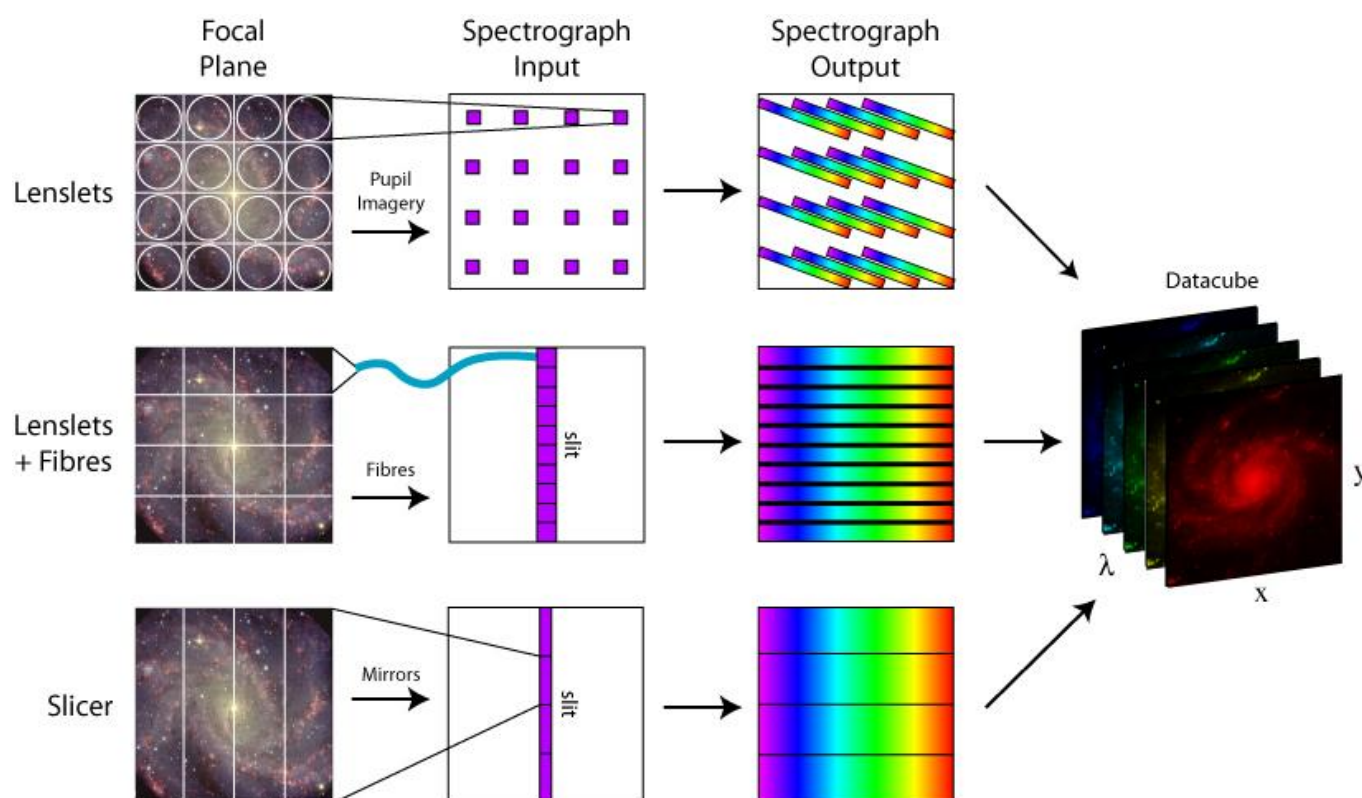


Figura 2. Diferentes técnicas de diseño de la IFU de un espectrógrafo de campo integral. En los paneles izquierdos se muestran los métodos más comunes del muestreo del campo focal. Los paneles centrales se muestran la disposición de la salida de la IFU sobre el espectrógrafo. Los paneles derechos se muestran la disposición de los espectros generados sobre el CCD. Se presentan los casos asociados a la utilización de lentes (paneles horizontales superiores), de fibras acopladas a lentes (paneles centrales) y lentes (paneles horizontales inferiores).

4. Motivación científica.

Existen diversas motivaciones para el desarrollo y aplicación de la espectroscopía de campo integral. Los objetos ‘ideales’ para las observaciones mediante campo integral pueden caracterizarse por su tamaño angular, y sus características de sus subestructuras y su espectro. Como ya señalamos previamente, el desarrollo de la primera generación de espectrógrafos de campo integral fue motivado principalmente por motivaciones ‘experimentales’. Estos instrumentos fueron construidos por pequeños grupos cuyo interés principal era el de inventar una nueva tecnología. La segunda generación de espectrógrafos de campo integral fue motivada por sus aplicaciones astronómicas. Ejemplos típicos son OASIS, SAURON, VIMOS, NIFS, OSIRIS y SINFONI. El desarrollo de una tercera generación de espectrógrafos de campo integral acaba de comenzar. Estos nuevos instrumentos son construidos por grandes consorcios internacionales, como es el caso de MUSE y KMOS. Actualmente, diferentes IFS se han construidos para misiones espaciales, como PACS en el satélite Hershell o NIRSpec en el telescopio JWST.

El espacio de parámetros de los espectrógrafos de campo integral está definido por el número de elementos espaciales y espectrales. Aunque no hay un límite fundamental en el número de estos elementos, la mayoría de los espectrógrafos de campo integral están limitados en la práctica por el número

de los píxeles disponibles en el detector y por su forma más o menos cuadrada. Por lo tanto, resulta que los diferentes espectrógrafos de campo integral son comparables en cuanto al número de elementos espaciales y espectrales. El tamaño de cada pixel espacial sobre el cielo, y por lo tanto el campo de visión total, está también bastante restringido: el límite inferior viene simplemente condicionado por el límite de difracción del telescopio. El típico espectrógrafo de campo integral tiene del orden de 50x50 píxeles espaciales con un campo de visión de 1"x1" a 10"x10", y del orden de 1000 píxeles espectrales (Mediavilla 2009). Estos valores establecen un criterio para seleccionar los objetos 'ideales' para espectroscopía de campo integral. Por lo tanto objetos que cubran una campo de visión muy grande (mayor a un cuadrado de varios arco minutos), u objetos puntuales o dispersos, o que requieran observaciones de un rango espectral muy extenso con una resolución espectral muy alta, no son objetos apropiados para esta técnica. Por ejemplo, *all-sky surveys*, espectroscopía multi-objeto de campos estelares dispersos o nebulosas planetarias extra galácticas o la búsqueda de planetas a partir de medidas en la velocidad Doppler mediante espectroscopía de alta resolución. Los objetos ideales para esta técnica deben cumplir uno o varios de los siguientes criterios: que se puedan resolver en el límite de resolución de difracción y de *seeing*³ de telescopios ópticos, que su posición no se conozca con gran precisión, que no tenga simetría espacial y/o que posea un espectro rico o con un desplazamiento al rojo desconocido. Ejemplos de objetos ideales dentro de nuestro sistema solar, son los planetas, sus lunas y asteroides. La escala de distancias típicas para el Sistema solar es la unidad astronómica. Una separación angular de 1" corresponde aproximadamente ~700 km, por lo que el FoV ideal de un espectrógrafo de campo ideal se corresponde con 700-7000 km, es decir, del tamaño de lunas, continentes en planetas o asteroides. Aunque muchos de estos objetos son en la actualidad observados mediante satélites, la observación terrestre es útil para obtener información espectral de atmósferas así como variaciones temporales estacionales (Ádámkovics, de Pater, y otros 2006, Ádámkovics, Barnes, y otros 2010).

En la actualidad son varios los observatorios que cuentan con espectrógrafos de campo integral. Algunos de ellos son:

- El **observatorio del Roque de los Muchachos**, donde el William Herschel Telescope posee varios instrumentos de este tipo:
 - **INTEGRAL**. Se trata de un espectroscopio de campo integral que opera en el foco Nasmyth del WHT. Consta de tres mazos de fibras que conducen la luz desde el plano focal hasta el espectrógrafo WYFFOS. INTEGRAL es un instrumento especialmente útil para el estudio cinemático de galaxias. Su software está basado en el paquete de reducción y análisis de datos IRAF.
 - **SAURON** (Spectrographic Areal Unit for Research on Optical Nebulae) es un espectrógrafo de campo integral panorámico que hace uso de un array de microlentes para fragmentar la imagen. Consta de un amplio campo de visión, y su diseño está optimizado para el estudio de cinemática estelar y de gases. Cuenta con un software propio para la reducción y análisis de datos, llamado XSAURON.

³ El **seeing** (o *visión*) es el efecto distorsionador de la atmósfera sobre las imágenes de objetos astronómicos. El seeing está causado por turbulencias atmosféricas causando variaciones de densidad que deforman el camino óptico recorrido por los rayos de luz de objetos exteriores a la atmósfera. El seeing se mide mediante la mejor resolución angular posible en unas condiciones dadas. Las mejores condiciones de observación dan un diámetro de seeing de 0.4" segundos de arco en observatorios situados a gran altitud como en Mauna Kea o en La Palma; en los observatorios situados a baja altura es habitual que el seeing nunca descienda de 1" o incluso sea superior, dependiendo de la turbulencia local. El seeing depende fuertemente de la longitud de onda utilizada en la observación, siendo mayor en longitudes de onda cortas y menor e incluso despreciable en longitudes de onda largas (infrarrojo lejano y radio).

- **OASIS** (Optically Adaptive System for Imaging Spectroscopy). Es un espectrógrafo de campo integral optimizado para el uso de óptica adaptativa, ubicado en el foco Nasmyth del WHT. Consta de un array de lentes cuya luz es dispersada por un grisma, produciendo alrededor de unos 1100 espectros. Cuenta con un software propio para la reducción de datos, llamado XOASIS.
- El **Observatorio de Calar Alto**, donde se encuentra el espectrógrafo de lentes y fibras **PMAS** (Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer). Es un instrumento instalado en el telescopio de 3.5m, que en su configuración PPAK será la principal fuente de datos de espectroscopía 3D para el proyecto de observación de galaxias denominado CALIFA. P3d es el software de reducción de datos utilizado para este instrumento.
- El **European Southern Observatory**, donde el VLT también cuenta con varios espectrógrafos:
 - **VIMOS** (Visible Multi-Object Spectrograph). Está montado en el foco Nasmyth del UT3 Melipal, y realiza imagen, espectroscopía multiobjeto y espectroscopía de campo integral. Trabaja en el rango visible, y en modo IFU consta de unas 6400 fibras, cubriendo un campo de hasta 54"x54". Posee dos pipelines para la reducción y análisis de datos: VIPGI y ESO CPL pipeline.
 - **FLAMES+Giraffe** (Fibre Large Array Multi Element Spectrograph). FLAMES es un espectrógrafo multiobjeto de media y alta resolución montado en el UT2 del VLT. Junto con el espectrógrafo Giraffe, es capaz de obtener espectros simultáneos de hasta 130 objetos. Cuenta con dos pipelines diferentes para realizar la reducción de datos: girBLDRS y ESO CPL pipeline.
 - **SINFONI** (Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared), es un espectrógrafo de campo integral que opera en el infrarrojo cercano, instalado en el foco Cassegrain del UT4 del VLT. Sus pipelines de reducción de datos son ESOREX y las librerías CPL.
- El **Gemini Observatory**, también posee varios instrumentos de espectroscopía 3D:
 - **GMOS** (Gemini Multi-Object Spectrographs). Realiza espectroscopía multi-rendija en un campo de visión de 5.5 minutos de arco. Cuenta además con una IFU compuesta por un array de lentes que permiten obtener hasta 1500 espectros de forma simultánea. La reducción de datos se realiza mediante el paquete Gemini IRAF.
 - **NIFS** (Near-Infrared Integral Field Spectrometer) cubre un campo de visión de 3.0"x3.0" en el rango espectral del infrarrojo cercano. Está diseñado para trabajar conjuntamente con el sistema de óptica adaptativa ALTAIR. La reducción de datos se realiza con el paquete Gemini IRAF.
- En el **Keck Observatory** se encuentra el espectrógrafo **OSIRIS** (OH-Suppressing Infrared Imaging Spectrograph), basado en un array de lentes y diseñado para trabajar conjuntamente con el sistema de óptica adaptativa del Keck. Es capaz de obtener hasta 3000 espectros de forma simultánea. Para la reducción de datos cuenta con una pipeline propia, basada en IDL.
- El **Herschel Space Observatory** también cuenta con un instrumento de espectroscopía 3D, denominado **PACS** (Photodetector Array Camera & Spectrometer for Herschel). Se trata de un fotómetro y espectrógrafo de campo integral que opera en el rango de las sub-mm.

Existen también multitud de proyectos futuros relacionados con espectroscopía 3D. Entre ellos destacan los siguientes:

- **Instrumentos de segunda generación del VLT.**

- **MUSE** (Multi Unit Spectroscopic Explorer). Es un instrumento que operará en el rango óptico (465-930 nm), con un campo de visión de 1 minuto de arco y con un número de elementos de resolución espacial de 90000. Estará diseñado para trabajar conjuntamente con un sistema de óptica adaptativa (GALACSI). El campo de visión se dividirá en 24 subcampos, cada uno de los cuales alimentará a una IFU distinta. En frente de cada IFU se colocará un seccionador de imágenes, y cada una de ellas irá equipada con un detector de 4000x4000 píxeles. Todas estas características hacen de MUSE un instrumento astronómico de gran valor científico, que permitirá detectar las galaxias Lyman-alpha del Universo temprano. MUSE verá su primera luz en el año 2012.
- **KMOS**, será un instrumento de espectroscopía de campo integral multi-objeto (24 IFUs) que operará en el rango de longitudes de onda de 0.8-2.5 μm . Permitirá determinar distancias de galaxias con redshifts comprendidos entre 1 y 5.
- **SPHERE** (Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet Research). En su modo IFS hará uso de un array de microlentes, y operará en la banda Y-J (0.95-1.35 μm). Se trata de un instrumento especialmente diseñado para descubrir y estudiar nuevos planetas gigantes extra-solares orbitando en estrellas cercanas.

- **Instrumentos a bordo del telescopio espacial James Webb**

- **MIRI** (Mid-Infrared Instrument) permitirá varios modos de operación, ofreciendo la posibilidad de imagen, espectroscopía de rendija a baja resolución y espectroscopía IFU a media resolución.
- **NIRSpec**, se trata de un instrumento en infrarrojo cercano que también contará con un modo IFS, pudiendo obtener unos 100 espectros de forma simultánea en un campo de visión de unos 9 minutos de arco.

- **Instrumentos de segunda generación del GTC**

- **FRIDA** (inFRared Imager and Dissector for Adaptive Optics). Es un espectrógrafo de campo integral en el infrarrojo cercano, y que permitirá hacer uso del sistema de óptica adaptativa del Gran Telescopio de Canarias. Se estima que el instrumento estará concluido para finales del 2011.

- **Instrumentos de segunda generación del Telescopio Subaru**

- **FMOS** (Fibre Multi Object Spectrograph) cuenta con un sistema de 400 fibras que alimentan a dos espectrógrafos. Opera en el infrarrojo cercano y ofrece un campo de visión de 30 minutos de arco.

También cabe destacar, como proyectos futuros, el Robert Stobie Spectrograph (RSS) del Southern African Large Telescope (SALT), el Visible IFE Replicable Ultra-cheap Spectrograph (VIRUS) del Hobby-Eberly Telescope (HET), el Gemini Planet Imager (GPI) del observatorio Gemini, el 3d-NTT del New Technology Telescope de La Silla/ESO, el Mid-infrared E-ELT Imager and Spectrograph (METIS) del European Extremely Large Telescope (E-ELT) y el Wide Field Spectrograph (WiFeS) del 2.3m de la Australian National University (ANU).

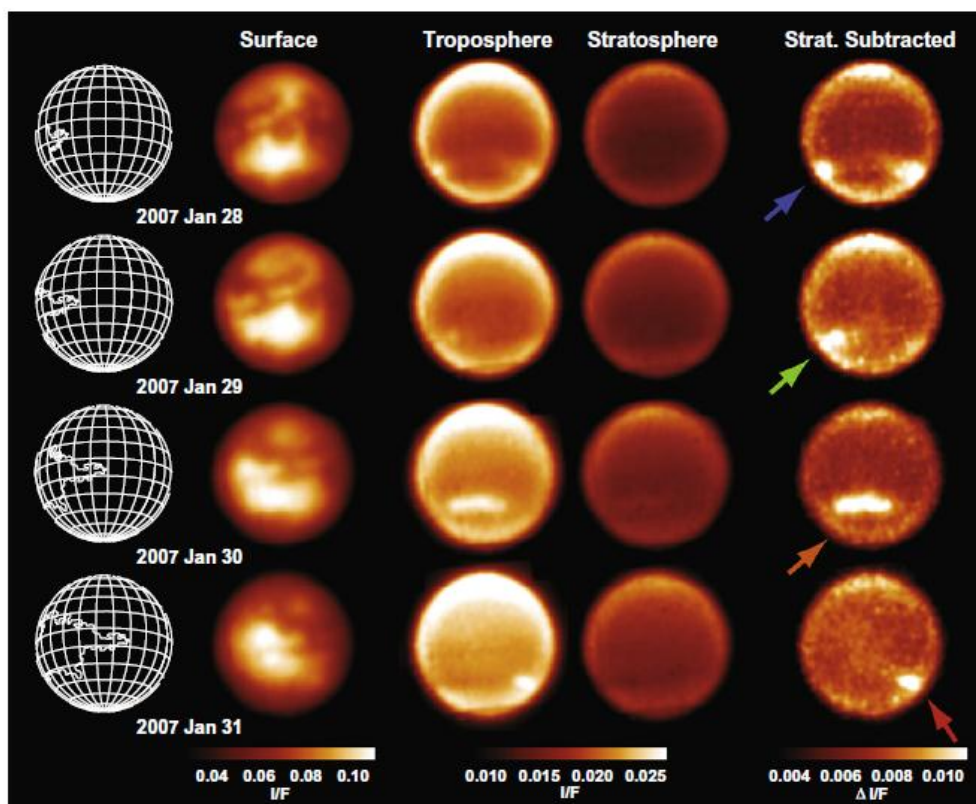


Figura 3. Imágenes obtenidas por VLT/SINFONI usadas para medir la superficie (2.027–2.037 μm), troposfera (2.123–2.128 μm), y estratósfera (2.150–2.160 μm), junto con imágenes de prueba de la troposfera obtenidas mediante la substracción del albedo estratosférico (columna de la derecha) de Titán. La presencia de nubes viene indicada por las flechas en colores. Figura extraída de (Ádámkovics, Barnes, y otros 2010).

Los objetos galácticos ideales serían, por ejemplo, enanas marrones y estrellas de baja masa, discos de acreción estelar, objetos estelares jóvenes (Yong Stellar Objects, YSOs), jets, objetos Herbig-Haro⁴, estrellas AGB, nebulosas protoplanetarias, clusters estelares jóvenes, la región central galáctica con un agujero negro, clusters globulares. Ejemplos de objetos extragalácticos serían poblaciones estelares viejas de galaxias cercanas, agujeros negros masivos próximos, núcleos galácticos activos cercanos (Active Galactic Nuclei, AGN), brotes estelares, galaxias ultra-luminosas infrarrojas (Ultra-luminous Infrared Galaxies, ULIRGs), o galaxias Lyman-break⁵ (McGregor, y otros 2001).

⁴ Los **objetos Herbig-Haro** (denominados comúnmente objetos HH) son nebulosas asociadas con estrellas recién formadas. Estas nebulosas son de muy corta vida, del orden de unos pocos miles de años y se forman por la interacción entre el gas expulsado por la estrella central con nubes de material gaseoso y polvo interestelar colisionando a velocidades de varios kilómetros por segundo ionizando el gas. Los objetos HH son fenómenos altamente variables en el tiempo y pueden evolucionar de manera perceptible en escalas de tiempo muy cortas de unos pocos años tal y como ha sido revelado por numerosas observaciones del Telescopio Espacial Hubble. Estos objetos fueron observados por primera vez a finales del siglo XIX por Sherburne Wesley Burnham, pero no se reconocieron sus peculiaridades entre las nebulosas de emisión hasta la década de 1940. Los primeros astrónomos que los estudiaron en detalle fueron Guillermo Haro y George Herbig. Haro y Herbig trabajaban independientemente en investigaciones sobre formación estelar y fueron los primeros en identificar los objetos Herbig-Haro como productos de la formación estelar y su interacción con el medio interestelar. Ambos astrónomos identificaron los primeros tres objetos de tipo HH en los años 1946 y 1947 en imágenes de la nebulosa NGC 1999 de Orión.

⁵ Las **galaxias Lyman-break** son galaxias con formación estelar a alto desplazamiento al rojo que son seleccionadas mediante el uso de la diferente apariencia de la galaxia en imágenes tomadas usando diferentes filtros debido a la posición del límite Lyman (energía requerida ionizar un electrón en el estado fundamental del átomo de hidrógeno, que se corresponde a 91.2 nm). Esta técnica ha sido usada principalmente para seleccionar galaxias a desplazamientos al rojo de $z = 3-4$ mediante filtros ópticos y en el ultravioleta. Esta técnica se basa en el hecho de

5. Aproximaciones técnicas.

En esta sección planteamos los aspectos más relevantes de las tecnologías que se usan en la instrumentación 3D. La intención principal es la presentar las tres técnicas implementadas en la actualidad: Fibras ópticas, micro-lentes y rebanadores de imágenes.

Fibras ópticas.

Históricamente los paquetes de fibras ópticas representó la primer y más simple de las tecnologías creadas para la construcción de IFUs, muchas veces utilizadas como entrada a espectrógrafos de rendija existentes. Las fibras ópticas multimodo estándares son guías de onda finas que básicamente consisten en tres componentes:

1. El núcleo (*core*) de la fibra hecha de un cristal con un gran índice de refracción;
2. El recubrimiento (*cladding*) de un índice de refracción bajo rodeando el núcleo; y
3. Un protector (*buffer*) normalmente hecho de algún tipo de material plástico, como la poliamida.

La fibra óptica actúa como guías de ondas debido al efecto de la reflexión interna total, lo que significa que los rayos a incidencia rasante sobre la interfaz core-buffer será reflejado de vuelta al core. Reflexiones múltiples dentro del núcleo lleva al codificado (*scrambling*) del patrón de la luz de entrada. Todos los rayos que inciden sobre la entrada de la fibra con ángulos de inclinación mayores que el dado por un cierto ángulo crítico (la apertura numérica (*numerical aperture*, NA)) no experimentan la reflexión interna total requerida, y es absorbido por el buffer.

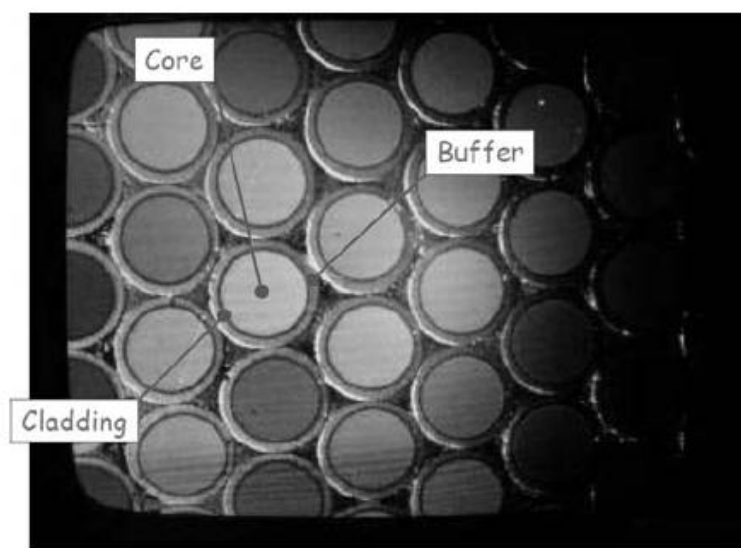


Figura 4. muestra una vista microscópica de un paquete de fibras.

que la radiación a energías mayores que el límite de Lyman es completamente absorbida por el gas neutro que se haya en regiones de formación estelar de las galaxias. En el sistema de referencia de la galaxia, el espectro emitido es brillante a longitudes de onda mayores a 912 \AA , pero tenue o impredecible a longitudes de onda más corta –esta brusca caída (o ‘break’) puede ser usada para encontrar la posición del límite de Lyman. La luz con una longitud de onda más corta a 912 \AA está en el rango del ultravioleta lejano y está bloqueado por la atmósfera terrestre, pero para el caso de galaxias lejanas las longitudes de onda de la luz se estrechan considerablemente debido a la expansión del universo. Para una galaxia con un desplazamiento al rojo de $z=3$, el Lyman break aparecería a unas longitudes de onda de 3600 \AA , la que es lo suficientemente larga para ser detectada por los telescopios terrestres.

Hay que señalar que los paquetes de fibras que forman una IFU tienen un factor de llenado incompleto, por lo que sólo una fracción del área actúa como una apertura de recolección de luz. Una de las mayores desventajas de las fibras es su propiedad de no conservar normalmente el número f^6 del haz de entrada, por lo que el cono de la luz saliente posee un ángulo de apertura mayor que el del haz de entrada. Este efecto es conocido como degradación del cociente focal (*Focal Ratio Degradation*, FRD). Este efecto produce el llenado del colimador del espectrógrafo por encima de su capacidad y la pérdida de luz. Además debido al hecho de que el valor del FRD depende de variables externas, como puede ser el estrés térmico y mecánico inducido en las fibras, por lo que el valor del número f de salida puede no ser constante con el tiempo.

Matriz de lentes.

La idea de utilizar una disposición de lentes para la observación astronómica se remonta a los años sesenta (Courtès 1960), pero no fue hasta que la primera implementación se llevó a cabo en los años noventa (Bacon y al. 1995). El primer espectrógrafo con una colección de lentes fue TIGER. A primera vista, las lentes tienen una ventaja significativa sobre los paquetes de fibras, concretamente la ausencia de grandes vacíos entre los *spaxels*. Aunque incluso para el caso de las lentes existen zonas muertas en las interfaces entre lentes adyacentes, el área afectada en proporción al número total de lentes es despreciable para la mayoría de colecciones de lentes. Por lo tanto, la colección de lentes son dispositivos superiores para estudios de alta resolución espacial de objetos en pequeñas escalas. Otra de sus grandes ventajas de este diseño es el principio de las imágenes de micropupila. En lugar de formar imágenes en los *spaxels* dispersos de la IFU, es la entrada microscópica de la pupila situada detrás de cada lenstle (= spaxel) de una colección de lentes la que forma la imagen sobre el detector. El tamaño de las micropupilas está diseñado para ajustarse al tamaño óptimo de la anchura de la rendija de un espectrógrafo de toma de imágenes con un FoV lo suficientemente grande como para abarcar el tamaño físico de la colección de lentes. La disposición es muy similar a un espectrógrafo de rendija multiobjeto, exceptuando que no es necesario utilizar una lámina perforada, ya que las rendijas están definidas por las micropupilas. Con la intención de evitar el solapamiento de los espectros procedentes de micropupilas vecinas, la cobertura espectral por espectro debe ser truncada hasta aproximadamente el extremo de la colección de lentes. Además, con la intención de hacer más eficiente el uso del área del detector y maximizar la cubierta espectral, un elemento dispersor (rejilla, grisma) es ligeramente rotado, resultando una disposición diagonal de espectros en el plano focal del espectrógrafo.

⁶ En óptica, la abertura de una lente puede expresarse en términos absolutos como el diámetro D de la misma, o en relación a su longitud focal f , como la expresión D/f , también llamada *apertura relativa*. El **número f** es el recíproco de la apertura relativa. Es la medida cuantitativa de la *velocidad de la lente*. De modo más concreto, es una cantidad adimensional N que resulta de dividir la longitud focal f por el diámetro de la pupila de entrada D de un sistema óptico cualquiera: $N=f/D$.



Figura 5. Distribución de microlentes del detector SNIFS.

Hibrido matriz de lentes – fibras.

Existen aplicaciones en las que se requiere las propiedades de muestreo del conjunto de lentes, pero, con una extensión mayor en el rango de las longitudes de onda de lo que puede acomodar mediante un espectro truncado generado por un IFU clásico del tipo TIGER. Una posible solución es la de combinar una colección de lentes con un paquete de fibras, donde cada fibra óptica está centrada en una micropupila del plano de salida de la matriz de lentes. La versatilidad de las fibras puede ser convenientemente usada para reformatear la geometría de la matriz de lentes a una pseudo-rendija. En la Figura 6 se muestra un paquete de fibras acopladas a la parte posterior de la matriz de lentes del instrumento CIRPASS (The Cambridge IR PANoramic Survey Spectrograph).

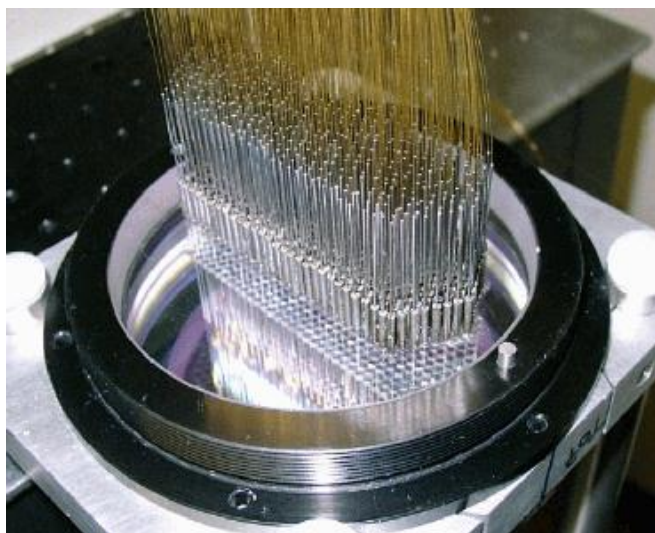


Figura 6. Paquete de fibras de la IFU de CIRPASS.

En contra de la utilización de una IFU formada puramente por una matriz de lentes o por un paquete de fibras, la solución híbrida está afectada por pérdida adicionales de luz que depende en gran medida de en la calidad de la imagen de la matriz de lentes, la precisión del alineamiento de las fibras con respecto a las posición de micropupila, la luz dispersada, difracción, cociente de degradación focal, etc.

Rebanadores de imágenes (*imaging slicers*).

Todas las IFU discutidas anteriormente poseen una característica en común: no utilizan el espacio del detector de una manera eficiente. Este hecho tiene que ver con la formación de la imagen secundaria que llevan a cabo la parte final de las fibras, o micropupilas, respectivamente, lo que provoca una imagen de calidad finita, y, de hecho, una imagen ensanchada de aquellos objetos de tipo rendija, hacen necesario proporcionar un mínimo espacio entre los espectros, a no ser que no se considere como algo crítico el cross-talk procedente del ensanchamiento. Si este es el caso, cada espectro cubriría cuatro líneas de píxeles en la dirección espacial, asumiendo que el muestreo de Nyquist era proporcionado por el diseño. Tal configuración consume un factor de 2 píxeles adicionales del CCD que el requerido en el caso óptimo, donde un spaxel es críticamente muestreado, es decir, hace uso únicamente de dos líneas de píxeles. Si la maximización del número de spaxels es el objetivo principal en el diseño, entonces el concepto del rebanador es significativamente el más eficiente de los tipos de IFUs. Las IFUs con rebanadores son conceptualmente basadas en los elementos ópticos diseñados para circunvalar las pérdidas de rendijas en los espectrógrafos convencionales. El rebanador de imágenes fue introducido por primera vez en la espectroscopía 3D por el instrumento MPE (Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik) en su instrumento 3D. El rebanador al poseer un elemento óptico relativamente pequeño está bien adaptado para adaptarlo a un criostato a bajas temperaturas. El principio de funcionamiento de un rebanador de imágenes viene dado en la Figura 7. La luz procedente del telescopio es deflactada por una pila de espejos inclinados (el rebanador propiamente dicho), que son muy estrecho en una dirección y muy extensos en la otra. Estos pequeños espejos funcionan como rendijas, o, en otras palabras, como *spaxels*, diseccionando el plano focal en unas tiras estrechas y alargadas. Otro conjunto de espejos aceptan los haces deflactados correspondientes a cada rebanada y proyectan las haces de salida tal que una disposición (casi) lineal de las rebanadas es creado a la entrada del espectrógrafo. El beneficio de tal configuración es que la imagen del plano focal del telescopio es directamente proyectado sobre el detector de tal manera, que con la elección de la escala adecuada, un pixel del detector puede ser interpretado como un *spaxel* del cielo. De todos los tipos de IFU, este esquema proporciona la mayor densidad de empaquetamiento en el detector. Sin embargo, a diferencia de los espectrógrafos 3D basados en micropupilas o en paquetes de fibras, las IFUs basadas en rebanadores no proporcionan la codificación (*scrambling*) de la imagen y por lo tanto no comparte los beneficios citados anteriormente.

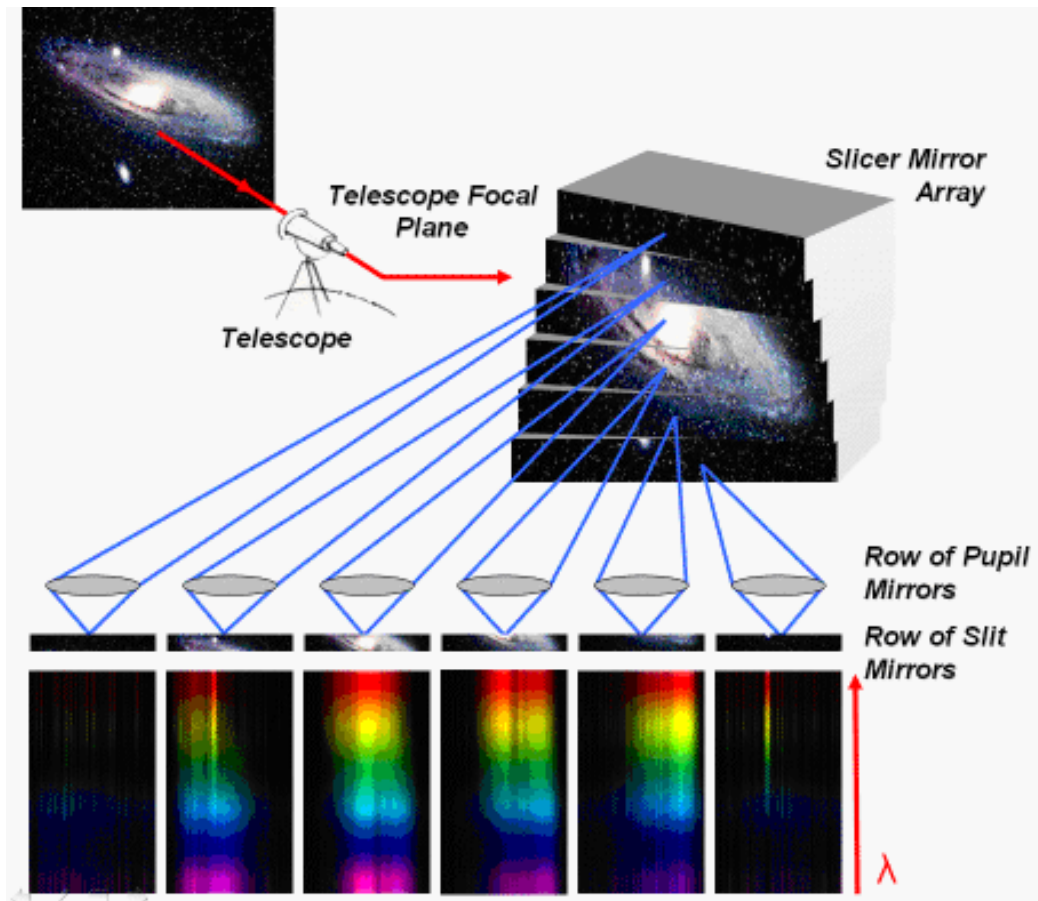


Figura 7. Esquema del funcionamiento de una IFS que hace uso de la técnica de rebanadores de imagen (imaging slicing).

6. Características principales de la espectroscopía 3D.

La espectroscopía 3D, en contraste con la espectroscopia convencional de rendija, posee un número de ventajas únicas, las que se pueden resumir como:

a. Guiado.

La IFU dentro de su FoV útil no posee apertura física, por lo que no es necesario centrar de manera precisa el objetivo de interés de estudio (ver Figura 8). La importancia de esta propiedad se ha puesto de manifiesto en el estudio del doble núcleo de la galaxia M31 (Bacon 1995) o en el estudio del desplazamiento del AGN (Active Galactic Nucleus) en la galaxia NGC 3227 (Mediavilla y Arribas 1993) donde la característica físicamente importante, como la cinemática o la región de líneas de emisión, no coincidían con el pico de intensidad en el ancho de banda de la luz, lo que con una cámara convencional de un telescopio estándar se sugeriría que se centrar el centro de la rendija.

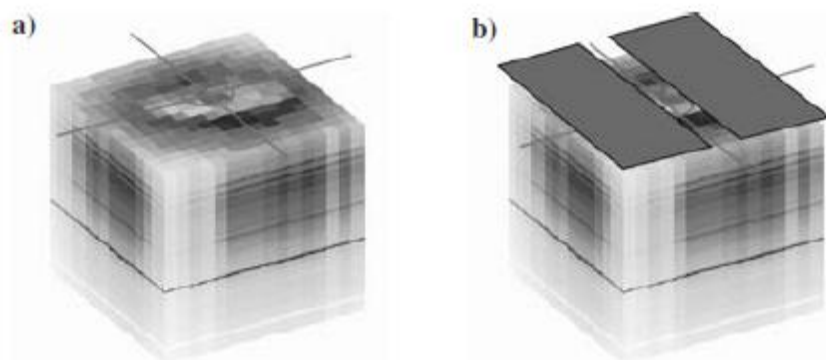


Figura 8. a) Ventaja de la espectroscopía 3D en el guiado; b) a diferencia de la espectroscopía de rendija, no es necesario centrar el objeto exactamente en la apertura del instrumento. Figura extraída de (**Mediavilla 2009**).

b. Ausencia de efectos de rendija.

Los efectos de rendija implican básicamente la pérdida de luz causada por el ancho limitado de la rendija del espectrógrafo. Por ejemplo, (Jacoby y Kaler 1993) señalaron uno de los efectos más severos es la dependencia de la del tamaño del *seeing* atmosférico, es decir su FWHM, en relación con la anchura de la rendija y en relación con la longitud de onda. Esto implica la aparición de un gradiente del brillo de superficie a lo largo de la rendija en la dirección de dispersión que causa un *bias* en el perfil instrumental, que se refleja como un error en la escala de longitudes de onda (ver (Bacon y al. 1995). En el caso de la espectroscopía 3D basada en micropupilas no se ven afectados por este problema (ver Figura 9).

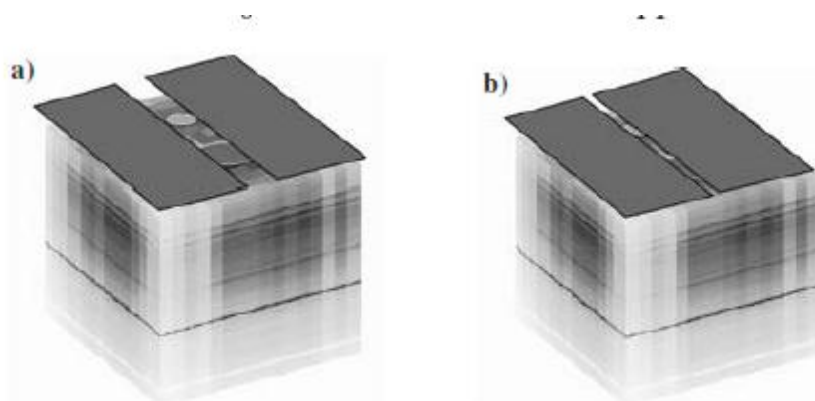


Figura 9. Efectos de rendija: a) una rendija ancha recoge una gran fracción de flujo del objeto de estudio; sin embargo, también recoge una gran cantidad de luz de fondo. b) Una rendija estrecha minimiza el flujo de fondo. Este efecto no ocurre en una IFU. Figura extraída de (**Mediavilla 2009**).

c. Refracción atmosférica.

La refracción atmosférica es originada por la dispersión en la atmósfera, que causa diferentes ángulos de deflación en función de la longitud de onda para rayos con ángulos de incidencia oblicuos, es decir para objetos con una masa de aire⁷ > 1. Este fenómeno hace que el sol (y las

⁷ La masa de aire es la longitud del camino óptico a través de la atmósfera terrestre de la luz procedente de una fuente celeste. Al pasar a través de la atmósfera, la luz es atenuada por efectos de dispersión y absorción; cuanto mayor es la capa de atmosfera atravesada, mayor la atenuación. Por lo tanto, los cuerpos en el horizonte aparecen menos brillantes que cuando están en el zenit. Normalmente el término masa de aire se refiere a masa de aire relativa, la longitud de camino relativo al del zenit al nivel del mar, y por definición, la masa de aire al nivel del mar es

estrellas) se vea siempre por encima de su posición *real* y por eso se denomina en astronomía a la posición de los astros *posición aparente* (modificada por la refracción) o *posición real* (considerando que no hay atmósfera). Para objetos puntuales, el efecto es equivalente a crear un espectro extenso en lugar de un punto bien definido en el plano focal del telescopio. Este espectro se extiende en la dirección del ángulo paraláctico, es decir, un gran círculo a través del zenit y el objeto, como si estuviera proyectado en el cielo. La refracción atmosférica es función de la temperatura, presión y humedad relativa. El efecto viene descrito cualitativamente por (Filippenko 1982), donde se describe las razones detalladas por las que la orientación de la rendija debe situarse a lo largo del ángulo paraláctico o, en otras palabras, que toda la luz del espectro atmosférico caiga dentro de la apertura de la rendija. Ya que, sin embargo, el seeing es una función de la longitud de onda, diferentes fracciones del flujo total son recogidos a lo largo del espectro atmosférico. Debido a este hecho, las calibraciones espectrofotométricas mediante un flujo estándar está afectado por errores sistemáticos⁸ siempre que la estándar sea observada a una masa de aire diferente que la masa de aire del objeto. Ninguno de estos problemas es un inconveniente para la espectroscopía 3D, al menos siempre que se emplee un IFU con un factor de llenado próximo a la unidad (ver Figura 9). A diferencia de la espectroscopía de rendija, el efecto de la refracción atmosférica se traslada principalmente en un desplazamiento en x , y en función de la longitud de onda en la imagen familiar del cubo de datos; sin embargo, no se pierde flujo debido a luz que cae fuera de la apertura (ver por ejemplo, (Arribas y al 1999) y (Emsellem y al. 1996)). Debido a que la translación inducida por la difracción atmosférica varía para una serie de exposiciones tomadas en diferentes instantes, la combinación de un conjunto de datos para aumentar la relación señal/ruido (S/N , Signal/Noise), se convierte en un ejercicio nada trivial, implicando el *rebinning*⁹ y la utilización de técnicas de *dithering*.

1. La masa de aire aumenta al aumentar el ángulo entre la fuente y el zenit, alcanzando un valor aproximado de 38 en el horizonte.

⁸ Un **error sistemático** es aquél que se produce de igual modo en todas las mediciones que se realizan de una magnitud. Puede estar originado en un defecto del instrumento, en una particularidad del operador o del proceso de medición, etc. Se contrapone al concepto de error aleatorio.

⁹ **Binning** es un procedimiento por el cual varios píxeles son agrupado en un único píxel, que tiene el efecto de reducir el impacto del ruido de lectura en el cociente S/N . En un *binning* 2x2, por ejemplo, una matriz de 4 píxeles forman un "superpíxel" funcional, acumulando la misma señal que los 4 píxeles individuales, pero asociado con el ruido de lectura asociado a uno sólo (ya que el superpíxel es leído como una unidad). Sin embargo, cuanto mayor es el tamaño de *binning* menor es la resolución de la imagen final.

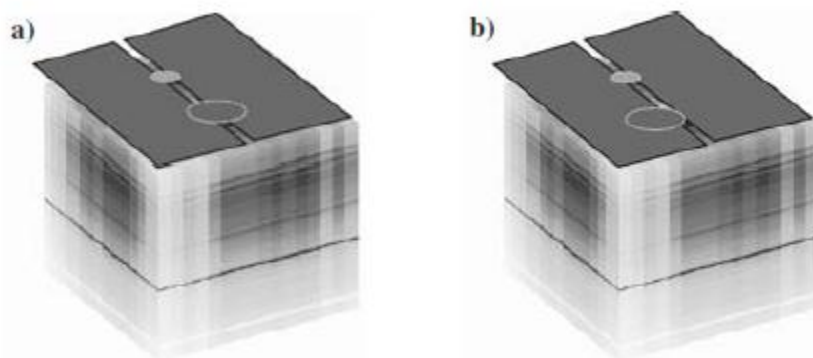


Figura 10. En la espectroscopía de rendija, el efecto de la refracción atmosférica puede minimizarse mediante el alineamiento de la rendija del espectrógrafo con el espectro atmosférico (ángulo paraláctico¹⁰). b) Debido a la variación de la FWHM del *seeing* en función de la longitud de onda, la calibración en flujo se ve afectada por errores sistemáticos; este no es el caso para las IFUs. Figura extraída de (Mediavilla 2009).

d. *Binning* espacial.

Es sabido por la toma de imágenes directa que en regiones donde se tiene una pobre relación S/N debido a un brillo superficial bajo puede mejorarse mediante el binning de píxeles en un superpíxel, que contienen más señal y, por lo tanto mejor S/N. Este mismo método puede aplicarse a la espectroscopía 3D mediante el *binning* de *spaxels* en regiones de bajo brillo superficial, donde no se espera ninguna variación drástica. La ganancia se escala con la raíz cuadrada del número de *spaxels* que son combinados (co-add) en un superpíxel. Este técnica se conoce como '*binning adaptative*' (Cappellari y Copin 2003), que es un algoritmo que automáticamente genera grupos de *spaxels* sumados mediante una teselado de Voronoi. Estas regiones toman una determinada forma bajo la condición de compartir el mismo nivel S/N (ver Figura 17). La principal dificultad proviene del hecho de que el cociente señal ruido no es uniforme dentro del cubo de datos. Como consecuencia, si el *binning* es útil en una región del campo de visión (como en las partes externas de una galaxia) puede que en otras no lo sea (como en el núcleo de la galaxia de la misma observación). Y, ya que el binning espacial reduce la resolución espacial, puede que el binning esté fuera de lugar. Esto ha propiciado la técnica llamada binning adaptativo (Cappellari y Copin 2003). El término adaptativo hace referencia ya que el tamaño de los *bins* se ajusta con la intención de mantener el cociente de la señal ruido lo más uniforme posible.

e. Espectrofotometría diferencial.

La espectroscopía 3D es, en principio, el método ideal para llevar a cabo espectrofotometría, aunque es una técnica que depende las condiciones fotométricas de observación. Siempre que el observador sea capaz de encontrar el flujo de una fuente estándar secundaria, se puede aplicar la técnica de espectroscopía diferencial (Barwig, Schoembs y Buckenmayer 1987). Los espectrógrafos con un gran FoV son los instrumentos óptimos para utilizar esta técnica.

f. Espectroscopia 3D de campo lleno (crowded field).

La espectroscopía aplicada a fuentes individuales imbuídas en un campo estelar altamente poblado, o en nebulosas brillantes de emisión, es una empresa muy compleja, donde la sustracción de la componente de fondo se presenta como un reto técnico. La estimación del fondo en la posición de la fuente es particularmente difícil para espectroscopía de rendija, donde sólo se tiene información en una dimensión sobre la distribución de brillo de superficie bidimensional, que puede

¹⁰ Ángulo formado por los arcos celestes perpendiculares al ecuador y al horizonte que pasan por la posición del objeto astronómico.

variar considerablemente en el dominio espacial, y también en el de la longitud de onda. Basado en técnicas bien establecidas de ajuste de la función espectral puntual en fotometría de CCD (*PSF-fitting CCD photometry*), se ha demostrado que los mismos métodos aplicados al cubo de datos proporciona resultados superiores cuando se intenta desentrañar las fuentes puntuales de un fondo brillante (Roth, Becker, y otros 2004) (Becker, Fabrika y Roth 2004).

g. Espectroscopía 3D de objetos débiles ultra-profundos (*ultra-deep faint objects*).

Sin ninguna duda entre las imágenes más espectaculares de la astronomía observacional se encuentran las imágenes del Hubble Deep Field, proporcionando la visión más profunda nunca obtenida del universo (Williams y team 1996). Estas imágenes profundas con una exposición total de ≈ 100 horas sólo se han podido conseguir gracias a la linealidad de las imágenes de CCD, que fueron reprocesadas y apiladas (*stack*) mediante el sofisticado algoritmo '*drizzle*' (Fruchter y Hook 2002). Aunque se ha propuesto realizar similares observaciones profundas mediante espectroscopía 3D (Toth, Becker y Schmoll 2000), en este caso el proceso de reducción de datos y apilado es mucho más complejo.

7. Procedimientos observacionales y reducción de datos.

Una vez presentadas, de manera somera, las características principales de las diferentes técnicas desarrolladas hasta la fecha que generan un espectro 3D, nos centramos ahora en las diferentes técnicas que se deben llevar a cabo para la extracción de los espectros generados. A diferencia de la obtención de imágenes de manera directa (de la que el observador puede obtener generalmente algunas propiedades fundamentales), la espectroscopía 3D produce datos sin tratar (*raw data*) que son muy difíciles de comprender, ni mucho menos interpretar incluso solamente cualitativamente. En esta sección presentamos una introducción a la observación con las unidades de campo integral y las técnicas de reducción de datos básicas necesarias para poder llegar a realizar un análisis científico de las imágenes obtenidas.

El análisis de los datos 3D comprende la inspección de la calidad de los datos y la determinación de las variables físicas útiles científicamente. Por lo ésta debe distinguirse claramente de la reducción de datos, que se puede considerar bastante instrumental, y por lo tanto parte del proceso de adquisición de datos.. Algunos de los objetivos convencionales del análisis de datos 3D son: reconstrucción de mapas para ciertas longitudes de onda, line-ratio maps, campos de velocidad, co-adding/binning del espectro, substracción del cielo/fondo, espectrofotometría, etc. Existe un considerable nivel de complejidad si se compara con las técnicas de observación astronómicas. Aunque se ha realizado un progreso considerable en los últimos años, se puede asegurar que hoy en día que la espectroscopía 3D como una técnica general está todavía en su infancia. Como un intento de popularizar la espectroscopía 3D en la comunidad astronómica, el consorcio Euro3D ha hecho el esfuerzo de desarrollar los conceptos necesarios para facilitar el proceso de generar resultados científicos a partir de datos 3D. Un instrumento clave para este propósito es la herramienta de visualización 3D, que puede describirse como una interfaz gráfica genérica para datos 3D.

Las técnicas para la correcta utilización de la espectroscopía de campo integral se llevan desarrollando desde las tres últimas décadas (Vanderriest 1980). La IFS se ha convertido en una técnica observacional disponible en los mayores telescopios solamente desde los últimos diez años, siguiendo la experiencia adquirida de dos siglos de espectroscopía de rendija. Podríamos asegurar que la experiencia de la

utilización de las diferentes IFUs así como el procesamiento de los datos adquiridos acaba de comenzar a ser algo común para dentro de la comunidad científica.

En términos de reducción de datos y análisis, la IFS posee algunos requisitos no triviales. El factor más obvio es la introducción de datos 3D a la establecida astronomía en el óptico y en el infrarrojo cercano (Near InfraRed, NIR). Aunque métodos más antiguos, tales como el interferómetro de Fabry-Perot produce conjunto de datos de más alta dimensionalidad, estas técnicas son demasiado especializadas en comparación. La IFS es una extensión de la espectroscopía tradicional, que cubre un rango de regímenes de muestreo espacial y espectral. Esto crea la necesidad de para los no especialistas el aplicar técnicas de procesamiento espectroscópicas y de imagen a los datos 3D. Pero quizás el punto más importante que la dimensionalidad, sin embargo, sea el hecho de que las IFUs codifican (scramble) la información espacial en el proceso de mapeo de las tres dimensiones sobre un detector 2D. Además, los píxeles espaciales de una IFU raramente forman una red cuadrada. Por lo tanto se requiere del desarrollo de un software específico para recuperar las imágenes espaciales o 3D. Dependiendo de la estrategia de procesado, esto puede afectar a varias etapas de reducción de datos. Aunque hoy en día instrumentos con IFUs se han convertido en algo común en los últimos años, la capacidad de crear programas de uso general se ha demorado hasta hace muy poco. Por ello el proyecto Euro3D Research Training Network se planteó como objetivo fundamental crear herramientas de visualización y análisis para ayudar en este punto, además de establecer los criterios de un formato de fichero estándar para trabajar con datos reducidos de las diferentes IFUs.

Las actuales IFUs funcionan en el rango de longitudes de onda del óptico ($\sim 0.4 - 1.0 \mu\text{m}$, con CCDs) o en el NIR ($\sim 1.0 - 2.5 \mu\text{m}$ con detectores de HgCdTe o $\sim 1 - 5 \mu\text{m}$ con matrices de InSb). En un futuro próximo está planeado incluir IFUs en el infrarrojo medio y lejano en el James Webb Space Telescope (JWST) y Sofia, respectivamente.

Procesos básicos de observación.

En la Figura 11 presentamos un diagrama con el método típico de observación del cielo en el rango de longitudes de onda del óptico. Tras centrar el objetivo en la IFU, se toman algún número de exposiciones de su espectro, normalmente intercalado con espectros de calibración de flat y/o de lámparas de arco¹¹ (donde la *flexure*¹² sea importante). Si el objeto es lo suficientemente extenso para cubrir todo el campo, puede ser necesario el observarlo alternativamente con un cielo en vacío; sin embargo, esto es evitable si se dispone de fibras o lentes separadas del centro del campo, registrando el fondo simultáneamente con el objeto.

En la Figura 12, es un esquema de procediendo de una observación de cielo en el NIR. A diferencia del caso en el óptico, es usual alternar exposiciones del objetivo científico con espectros del cielo vacío, con la intención de muestrear el objeto y el fondo con el mismo camino óptico y los mismos píxeles. Dada la

¹¹ Una **lámpara de arco** es un tipo de lámpara que emite luz producida por un arco eléctrico (también llamado arco voltaico). La lámpara está formada por dos electrodos, normalmente de Wolframio, que están separados por un gas. El tipo de lámpara se nombra según el gas que contiene el bulbo que puede ser; neón, argón, xenón, kriptón, sodio, haluros metálicos y mercurio.

¹² En ingeniería se denomina **flexión mecánica (flexure)** al tipo de deformación que presenta un elemento estructural alargado en una dirección perpendicular a su eje longitudinal. El término "alargado" se aplica cuando una dimensión es dominante frente a las otras. Un caso típico son las vigas, las que están diseñadas para trabajar, principalmente, por flexión.

abundancia de emisión de líneas telúricas¹³ en el infrarrojo cercano, hay una menor necesidad de tomar el espectro de lámparas de arco para realizar la calibración en longitudes de onda. Normalmente se toma separadamente una observación de una estrella estándar (cerca del objetivo científico tanto en masa de aire como en tiempo) con la intención de calibrar las características de la absorción telúrica encontradas a longitudes de onda más largas.

Independientemente de la longitud de onda observada, tras un número de horas (dependiendo de la flexión o el guiado del telescopio), se necesita llevar a cabo una re-acquisición para mantener un buen centrado del objeto, lo que es más importante si el guiado del telescopio no compensa el cambio de la dispersión atmosférica.

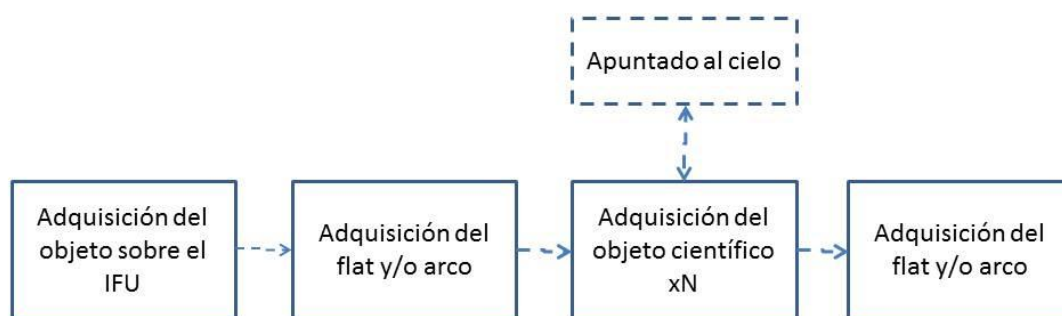


Figura 11. Diagrama de una observación típica en el rango de longitudes de onda del óptico. Figura adaptada de (Mediavilla 2009).

Además se necesitan datos de calibración adicionales que no necesitan ser tomadas en el cielo con el objeto. Estas incluyen flat-fields o arc-lamp frames si la flexión no hace que la iluminación dependa del momento y posición del apuntado del telescopio. Para CCDs en el óptico, se necesitan exposiciones de *bias*, con la intención de encontrar el punto cero de los datos. Las exposiciones de *dark* pueden utilizarse para las cuentas debidas a los electrones excitados térmicamente. Los *flats* de crepúsculo de cielo proporcionan la fuente más plana posible con una fuerte iluminación si la fuentes artificiales no son adecuadas por si mismas. Si la calibración en flujo absoluto no es necesaria, se puede observa una estrella estándar de flujo espectrofotométrico dentro de un tiempo razonable de la adquisición de los datos científicos con la intención de calibrar la sensibilidad del espectro del telescopio + instrumento. Dependiendo del proyecto, observaciones estelares adicionales pueden necesitarse como plantillas espectrales para las medidas de velocidad o índice de línea. Finalmente, calibraciones adicionales se requieren para algunos instrumentos, por ejemplo, para calibrar el alineamiento de la IFU con el detector.

¹³ Las moléculas presentes en la atmósfera terrestre absorben y emiten su propia luz, especialmente en la porción del espectro visible y en infrarrojo cercano, por lo que cualquier observatorio terrestre está sujeto a la contaminación de estas fuentes **telúricas**. Las moléculas más importantes responsables de la contaminación telúrica son el vapor de agua, oxígeno y OH. Es posible corregir los efectos de la contaminación telúrica en los espectros astronómicos mediante la preparación de una función de corrección telúrica, mediante la división de un espectro modelo de una estrella por una observación de una estrella estándar fotométrica. Esta función es multiplicada posteriormente mediante una observación astronómica en cada punto de longitud de onda. Mientras este método puede restaurar la forma original del espectro, las regiones afectadas pueden tener altos niveles de ruido debido al bajo número de cuentas en el área del espectro.

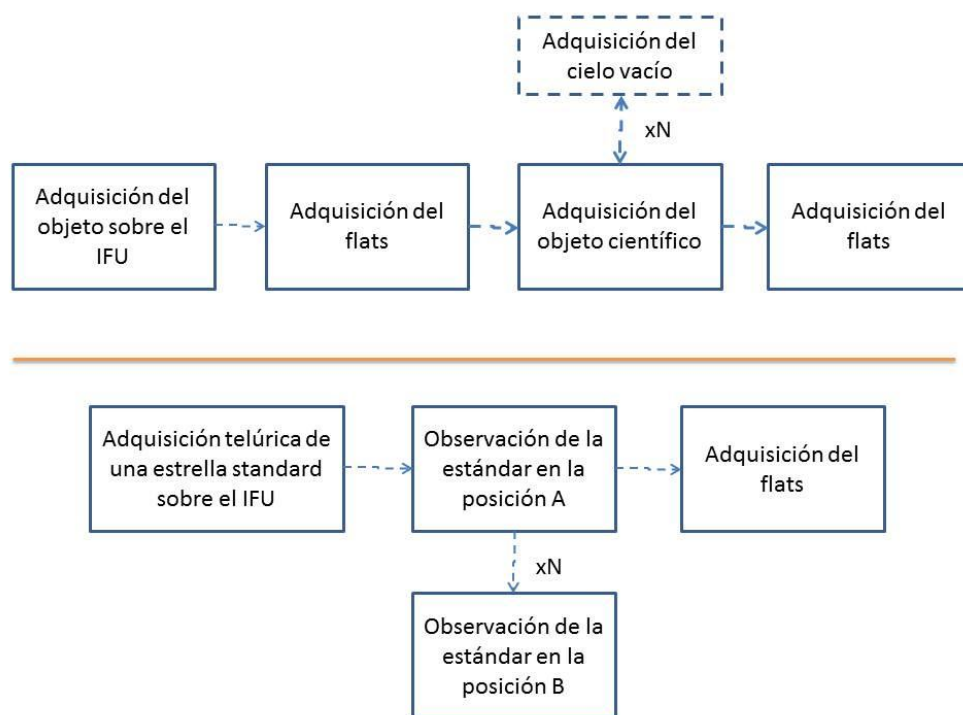


Figura 12. Diagrama de una observación típica en el rango de longitudes de onda del óptico. Figura adaptada de (Mediavilla 2009).

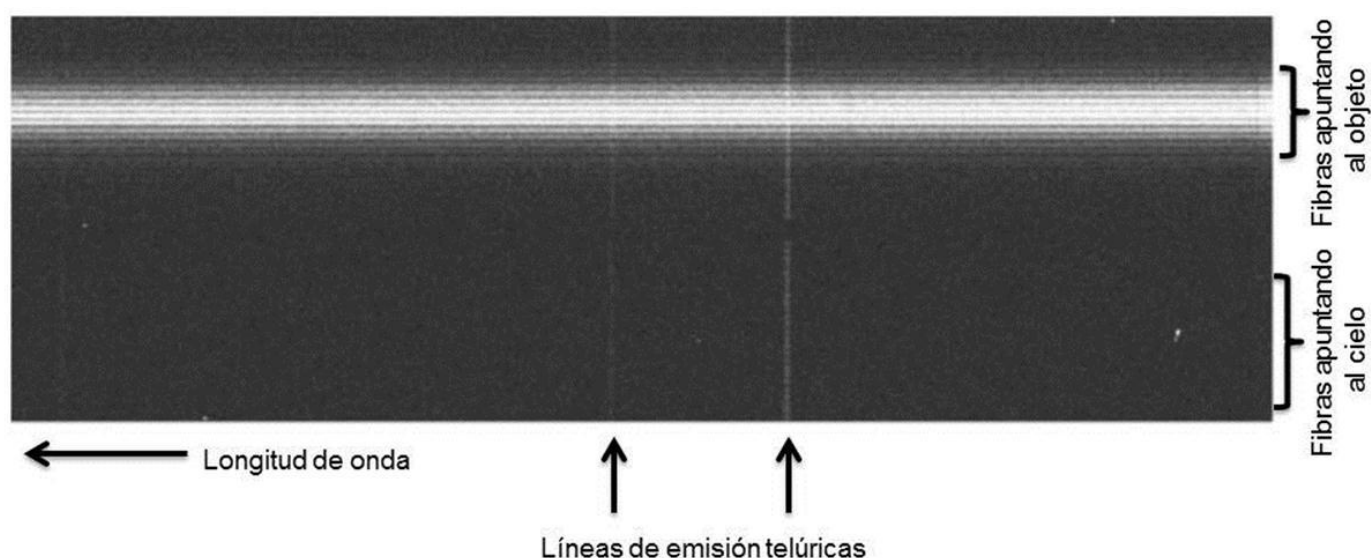


Figura 13. Espectro obtenido a partir de la intercalación de fibras apuntando al cielo y apuntando a un objeto en la IFU del detector GMOS. Figura adaptada de (Mediavilla 2009).

Una vez que se ha centrado el objeto a estudio en el campo de la IFU, ya sea, por ejemplo, mediante la utilización de una cámara externa o mediante la reconstrucción de una imagen 2D que esté observando la IFU, se realiza la toma de los espectros hasta que se alcanza el nivel de señal ruido requerido. Dado que las dimensiones de la IFU son típicamente más pequeñas que las longitudes de la rendija, se tiene una gran probabilidad de tener que realizar una inclinación total fuera de la posición del objeto con la intención de obtener un cielo vacío. Para longitudes de onda en el óptico, el cielo puede ser muestreado simultáneamente al mismo tiempo que el objeto. Por ejemplo si el objeto es lo suficientemente compacto, se pueden usar los bordes de la IFU. Si se tienen múltiples fuentes, es posible mover levemente el campo

y realizar una posterior suma promedio (co-add¹⁴). Por lo general, el instrumento está diseñado con un campo separado (por lo general, unos cuantos arcminutos) o fibras de cielo que tienen en cuenta este problema (ver Figura 13).

Los tiempos de exposición de las IFSs vienen determinados por los mismos factores que otros modos espectroscópicos. Para objetos débiles, la exposición mínima es, como siempre, limitada por la necesidad de integrar lo suficiente del ruido de fondo para sobrepasar el ruido de lectura. Con las IFUs se necesita por lo general tiempos de exposición mayores para alcanzar el mismo número de cuentas por pixel que las que se obtendrían con una rejilla. Esto se debe, por una parte, a que las IFUs con una alta resolución espectral tienen menores aperturas que una rendija típica, pudiendo obtener detalles más finos sin la pérdida de luz (pero una mayor dispersión de la luz sobre una mayor número de aperturas implica finalmente un aumento en el ruido de lectura). Hay que tener en cuenta también, que las IFUs implican la utilización de una óptica mayor en el rayo, con la correspondiente pérdida de eficiencia. Por otra parte, las IFUs con elementos espaciales grandes pueden alcanzar el límite de ruido de lectura mucho más rápidamente.

Existen, ampliamente, tres escenarios para desplazar la posición de un IFU con respecto al objeto entre diferentes exposiciones; nos referiremos a ellos como *dithering*, *mosaicking* y *sub-pixel dithering*. Estos se llevan a cabo moviendo ligeramente el telescopio, pero ocasionalmente es posible mover el IFU dentro del campo del telescopio. En cualquiera de estos tres escenarios, se necesita una manera precisa de registrar los cambios relativos con la intención de combinar los datos correctamente posteriormente. Si se sabe que el sistema aplica estos desplazamientos con una gran precisión, los desplazamientos nominales se pueden aplicar de manera automática durante la reducción de datos. De otro modo se necesitan las características de una o más imágenes para ser usadas como referencia, para realizar un alineamiento posterior.

El *dithering* involucra la realización de pequeños desplazamientos espaciales (por ejemplo, 1-2 elementos dentro del IFU), para promediar sobre las variaciones instrumentales. Esto es útil ya que la óptica de la IFU introduce estructuras artificiales en el plano focal comparado con una apertura de la rendija limpia. Además ayuda a corregir los defectos del detecto. Mientras flat-fields corrigen las diferencias de la tasa de rendimiento a lo largo del campo, el *dithering* nivela las variaciones del ruido resultante y ‘rellena’ cualquier elemento muerto, especialmente en el caso de IFUs con fibras. También puede suavizar cualquier diferencia existente en los perfiles de línea de los espectros de un elemento a otro de la IFU. Para tiempo de observaciones corto, el restringir el desplazamiento a un número entero de pixeles espaciales permite en ocasiones la combinación (co-add) de espectros múltiples sin interpolaciones; lo que sólo es aplicable si la dispersión atmosférica es similar entre exposiciones, el cuadrículado de la IFU es regular y los errores del desplazamiento son pequeños.

El *mosaicking* hace uso de desplazamientos comparables al tamaño del campo de la IFU (especialmente para campos de sol unos cuantos arco segundos) para ampliar la cobertura espacial.

Para IFUs con un pixeles espaciales gruesos, el *sub-pixel dithering* puede ayudar a evitar la pérdida de información espacial y el procesamiento de artefactos resultantes. Esta idea es la mejor conocida en conexión con la técnica *Drizzle* para los datos obtenidos con el HST WFPC (Fruchter y Hook 2002). A diferencia del HST, los observatorios terrestres sufren de la variación del *seeing*, lo que limita la precisión de la reconstrucción de imágenes de alta resolución a partir de datos con un muestreo pobre, y hasta la fecha esta técnica no se ha aplicado a los resultados obtenidos con ninguna IFS.

¹⁴ El término co-add implica el cálculo de medidas promedio a intervalos especificados.

Como es el caso para otros modos de observación, las imágenes de *flat field* son necesarias como una referencia de corrección de las variaciones (en x , y y λ) de la eficiencia instrumental. Ya que la IFU introduce estructura en el plano focal, existen dos componentes a la respuesta total de un *flat field*: el usual flat del detector, que incluye la variación pixel a pixel y otros efectos multiplicativos, y un flat de la IFU, que tiene en cuenta las diferencias en la transmisión entre las fibras ópticas, las lentes o los rebanadores de imágenes que conforman la IFU, o a lo largo de la rebanada. Las variaciones sobre la IFU se pueden deber a varios factores, tales como las tensiones de las fibras, variaciones en el alineamiento de los elementos ópticos o pérdidas por difracción. La IFU y el detector son normalmente corregidos mediante flat-fields como un único sistema, pero pueden ser tratados separadamente si es necesario se consideran efectos de flexión. Por lo general, la estructura espacial del flat se corresponde a la IFU, mientras que las variaciones en la parte espectral son principalmente debidas al detector y el espectrógrafo.

Espectroscópicamente, los *flat fields* (del detector) requieren la dispersión de una fuente de iluminación con un continuo suave: normalmente una lámpara de calibración brillante. La dispersión de la luz imita los datos científicos, permitiendo para cualquier dependencia de la longitud de onda en el patrón del flat-field. En este caso es necesaria la utilización de un espectro intrínsecamente suave con la intención de distinguir las pequeñas estructuras del *flat-field* de la forma propia del espectro. El flat del detector puede contener patrones de *fringe*¹⁵ debido a interferencias ópticas internas, especialmente para CCDs a longitudes de onda larga. Para la componente del flat asociado a la IFU, se pueden utilizar datos de calibración de lámparas con la intención de medir diferencias en la respuesta espectral entre los elementos de la IFU, si tales diferencias son significativas.

Espacialmente, una fuente de iluminación plana es necesaria para corregir la estructura de la IFU y cualquier *vignetting*¹⁶ debido al espectrógrafo. La referencia más uniforme es el cielo de crepúsculo. La iluminación de un área vacía y neutra dentro de la cúpula del telescopio con apropiadas lámparas es otra de las técnicas para conseguir una iluminación relativamente plana. La Figura 14 muestra algunos ejemplos de diferentes tipos de espectros de flat-field.

Dado que el espectro de una IFU individual es mucho más estrecho que la obtenida con una rendija larga, la flexión perpendicular al eje de dispersión es un problema a tener en cuenta; un desplazamiento de unos cuantos píxeles se puede corresponder con la anchura de una fibra/lente o una gran fracción de una rebanada de imagen. Por lo tanto es importante que los *flats* se ajusten lo más posible a las exposiciones científicas. A menudo la flexión entre la IFU y el detector es considerablemente importante, en tal caso la estrategia más eficaz es la de tomar frecuentemente *flats* entre la toma de datos científicos, o al menos tomar imágenes en la misma posición de apuntado del telescopio.

Para determinar la longitud de onda de forma precisa en cada uno de los píxeles del detector, se necesita un espectro que contenga unas características conocidas de antemano a un desplazamiento al rojo (red shift) igual a cero. Por lo tanto, mediante el reconocimiento de las longitudes de onda conocidas en los píxeles del detector, se puede realizar un proceso de interpolación con la intención de conocer las longitudes de onda en posiciones intermedias. Para IFUs, cada uno de los espectros generados por cada fibra/lentes debe ser calibrado.

¹⁵ **Fringes** son el resultado de la interferencia constructiva y destructiva de la radiación procedente de las líneas de emisión del cielo nocturno. La radiación pasa a través del silicio del CCD y que no es absorbido por se refleja en el fondo del CCD interfiriendo con la radiación incidente. Los fotones pueden incluso reflejarse varias veces en el fondo y en la superficie del CCD, antes de absorberse. La razón por la que solamente las imágenes que se toman hacia el rojo del espectro se ven afectadas por este efecto, es por que las longitudes de onda más corta son absorbidas más fácilmente por el silicio. Además, las líneas de emisión son más fuertes y más numerosas en el rojo.

¹⁶ En fotografía y la óptica, el **vignetting** es la reducción del brillo o de la saturación de una imagen en la periferia (borde) comparado con el centro de la imagen.

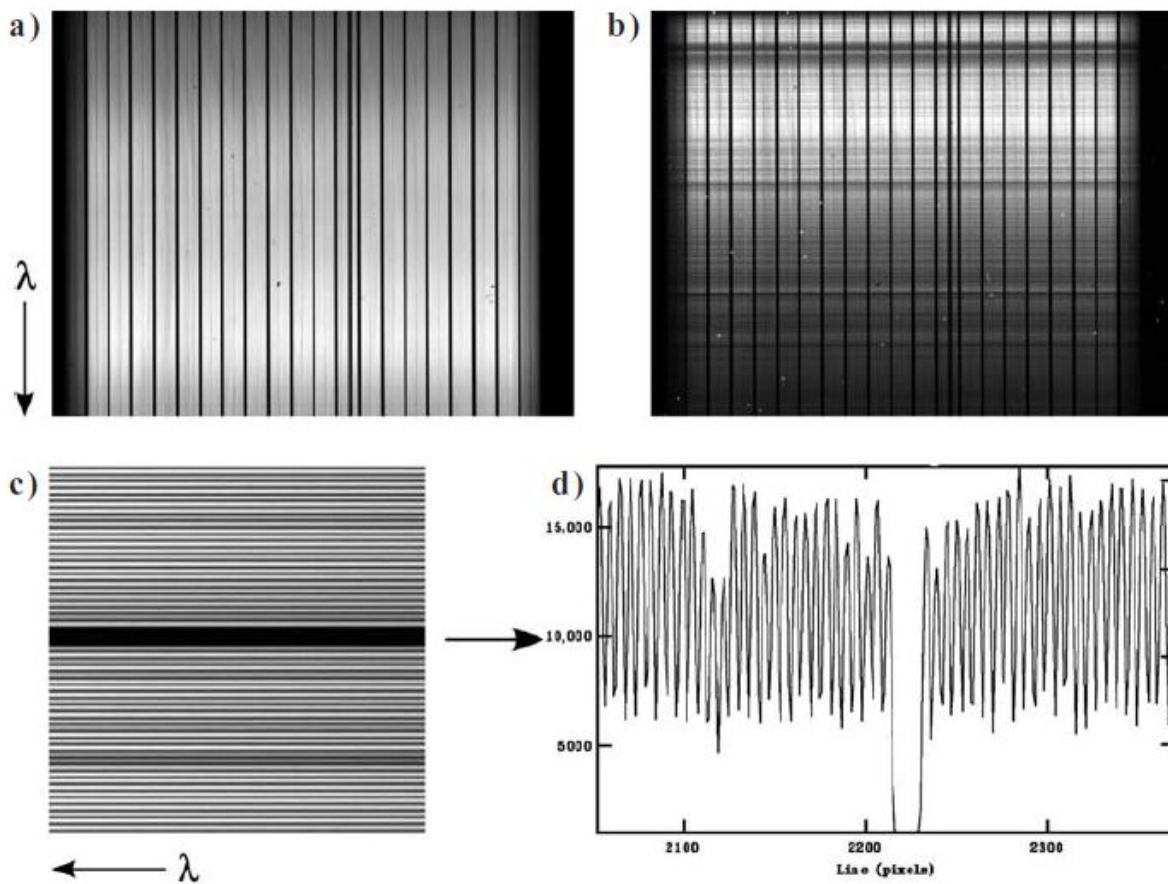


Figura 14. Algunos ejemplos de flat-fields de una IFU: a) el espectro de una lámpara de calibración obtenida por GNIRS; b) espectro de crepúsculo, mostrando estructura telúrica; c) una pequeña sección de un espectro de lámpara tomada por el GMOS; y d) una sección vertical del anterior panel, mostrando el diferente rendimiento y solapamiento de las diferentes fibras ópticas. Figura extraída de (Mediavilla 2009).

Normalmente la mejor fuente de referencia es una lámpara de arco. Los ejemplos más comunes son las lámparas de argón, cobre-argón, torio-argón, xenón y kriptón, ya que poseen muchas líneas fuertes con medidas precisas de laboratorio. En el rojo o en el infrarrojo cercano, una alternativa es la utilización de las líneas de emisión telúricas de la atmósfera en los espectros científicos sin tratar, ya que en este caso los efectos de flexión no son importantes. Para muchos propósitos, la absorción debida a las líneas telúricas puede ser un problema, ya que estas se pueden confundir con las características reales del objeto de observación, como puede ser el caso de la aplicación de algoritmos automáticos para la medida de velocidades. Incluso más importante es el hecho de que las líneas telúricas pueden solaparse con las características reales, cambiando los perfiles y produciendo una lectura falsa de las anchuras de línea, centros o fuerzas (*strength*).

En el rango de longitudes de onda en el rojo lejano hasta el infrarrojo, los datos científicos tienden a verse afectados por la absorción de líneas telúricas. Con la intención de corregir la absorción telúrica, se suele observar una estrella con un espectro bien conocido sin absorción intrínseca o al menos muy pequeña a las longitudes de onda de interés; típicamente se suele elegir estrellas tipo A, ya que no poseen un espectro intrínseco que no muestre característica alguna a parte de las líneas del hidrógeno. La cantidad de absorción de las líneas telúricas depende enormemente con las masas de aire y con el tiempo, y particularmente con las variaciones en la densidad de vapor de agua.

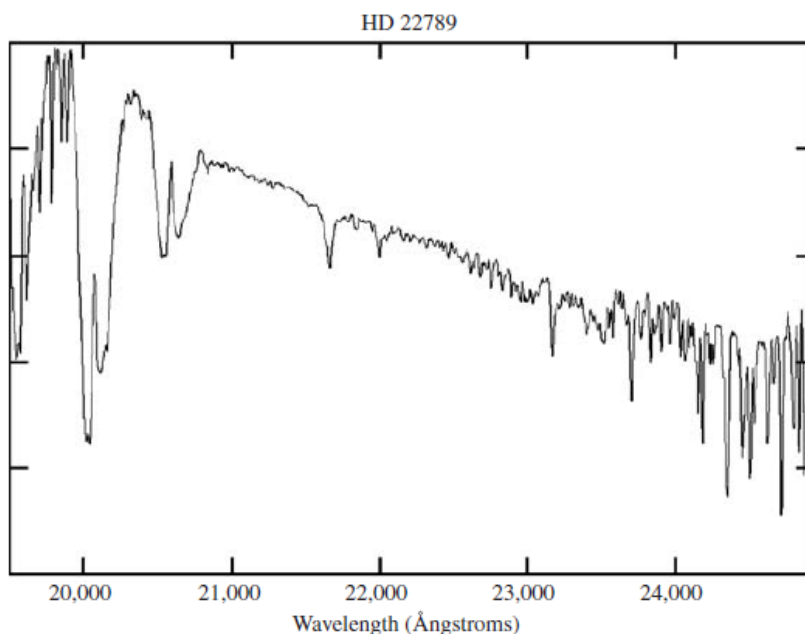


Figura 15. Banda K del espectro de una estrella tipo A con líneas de absorción telúricas. Todas las estructuras presentes son producidas por la atmósfera, a excepción de la línea a $2.17 \mu\text{m}$, que se corresponde a la línea de Brackett- γ .

Para permitir una comparación coherente entre los flujos entre diferentes longitudes de onda, o con datos previos, se necesita normalmente una calibración espectral de una estrella. En ocasiones esto se corresponde a una calibración relativa de la variación de la eficiencia instrumental con la longitud de onda, pero cuando es necesario también sirve como rendimiento absoluto o medida de la sensibilidad del instrumento+telescopio+cielo.

La calibración de flujo relativa es el equivalente espectral a un *flat-fielding* a una gran escala espacial. Es necesaria para tomar los cocientes de las líneas a diferentes longitudes de onda, o medir la verdadera pendiente del continuo de un objeto, por ejemplo. Dadas las condiciones fotométricas observacionales, la calibración en flujo permite además la medida absoluta del brillo de una fuente o sus características espectrales en unidades absolutas (como $\text{W m}^{-2} \text{Å}^{-1} \text{arcsec}^{-2}$).

Par obtener la sensibilidad del espectro para una conjunto de observaciones científicas, la estrella de referencia debe ser observada con el misma configuración instrumentación y poseer un brillo intrínseco en función de la longitud de onda. En el rango del visible, se dispone de un gran número de estrellas espectrofotométricas estándar (Oke 1990). En el infrarrojo, se suele utilizar una estrella con un tipo espectral bien conocido y con una medida fiable de la magnitud de banda ancha (*broad-band magnitude*).

Para obtener la sensibilidad del espectro para una conjunto de observaciones científicas, se necesita observar una estrella de referencia con la misma configuración instrumental y tiene que tener una brillo intrínseco conocido en función de la longitud de onda (ver por ejemplo, el catalogo para longitudes de onda en el visible de (Oke 1990)). Ya que las IFUs normalmente capturan toda la luz de la imagen estelar incidente, sin pérdida de rendija, la observación de estándares es relativamente directa. Se pueden medir flujos absolutos sin ningún montaje especial y, en principio, en una única observación se pueden llevar a cabo la calibración del flujo y de las líneas telúricas.

Las medidas sin tratar que se obtengan de un detector CCD incluyen un nivel electrónico de *bias*. Ya que este valor varía ligeramente a lo largo del detector, se necesita un valor de punto cero a parte se debe determinar para cada pixel, para permitir el cálculo de la cuentas verdaderas acumuladas sobre el *bias*. Esto simplemente implica la toma de unas exposiciones de muy corta duración (idealmente de duración

cero), en la oscuridad. Las imágenes obtenidas proporcionan directamente el valor de punto cero, sin fotoelectrones almacenados, para cada pixel. Estas exposiciones incluyen el ruido de lectura, por lo que se toman varias de ellas y posteriormente se promedian conjuntamente, con la intención de reducir este ruido a un nivel que no degrade los resultados científicos cuando éstas sean sustraídas.

En ocasiones el controlador del CCD puede generar una región de *overscan* para cada exposición, mediante la continuación del proceso de lectura del detector tras el arrastre (*suffle*) y la recuperación de toda la carga acumulada. Esto añade una serie de columnas extra vacías, con la intención de controlar variaciones en la corrección del *bias* global y el ruido de lectura. Este *overscan* puede utilizarse para crear una corrección de punto cero global, sobre las diferencias pixel a pixel de las exposiciones de *bias*.

En los dispositivos infrarrojos son normalmente leídos mediante la medida de la diferencia en cuentas entre el comienzo y el fin de cada exposición. Esto es posible ya que cada pixel puede ser leído rápidamente sin afectar el almacenamiento de la carga, mientras que los CCDs se leen de manera destructiva, mediante el arrastre de la carga de una columna a la siguiente hasta la última del detector. Por lo tanto el nivel de *bias* es eliminado automáticamente de las observaciones en el infrarrojo y no se debe medir separadamente.

Para una exposición lo suficientemente larga, los píxel del detector acumulan electrones debidos a la excitación térmica y a defectos en el matriz, además de los producidos por los fotones incidentes. Aunque los detectores están enfriados con nitrógeno o helio para reducir esta corriente térmica, este enfriamiento está limitado por la necesidad de una pobre eficiencia cuántica¹⁷. Para CCDs modernos, este efecto puede ser despreciablemente bajo (ejemplo, $1 \text{ e}^- \text{ hora}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$). Por otra parte, para los dispositivos en el infrarrojo esta corriente de oscuridad juega un papel mucho más importante y tiende a afectar más a unos pixeles que a otros.

Para un tiempo de exposición dado utilizado en una observación, la componente de la corriente de oscuridad de las imágenes puede estimarse mediante la exposición del detector en completa oscuridad durante la misma duración temporal. Normalmente se suele tomar varias exposiciones para tener en cuenta el ruido de lectura y poder eliminar las señales inducidas por rayos cósmicos.

Las observaciones llevadas a cabo con una IFU no son radicalmente diferentes de las llevadas a cabo en la espectroscopía de rendija estándar. Como es habitual, se aplican diferentes técnicas para longitudes de onda en el visible o en NIR.

Ya que la IFU realiza espectroscopia e imagen, su uso refleja ambos aspectos. La adquisición del objeto a estudio permite la reconstrucción del objeto en 2D, por ejemplo. El *dithering* espacial y el *mosaicking* son de gran importancia. La IFU debe ser corregida mediante *flat field*, al igual que el detector, teniendo en cuenta los efectos de flexión. En el rango del óptico, la substracción del cielo puede implicar separar el cielo.

¹⁷ La Eficiencia cuántica es una cantidad definida para un dispositivo fotosensible como la película fotográfica o un CCD como el porcentaje de fotones que chocan con la superficie fotoreactiva que producirá un par electrón-hueco. Es una medida precisa de la sensibilidad del dispositivo. A menudo se mide sobre un rango de diferentes longitudes de onda para caracterizar la eficiencia del dispositivo a cada energía. La película fotográfica tiene típicamente una eficiencia cuántica de menos del 10%, mientras los CCDs pueden tener una eficiencia cuántica sobre 90% en algunas longitudes de onda.

Reducción de datos.

Los objetivos de una reducción básica de los datos obtenidos mediante la utilización de una IFU, son bastante sencillos. Idealmente, se quiere generar un producto final similar a lo que un detector '3D' sensible al color proporcionaría. El formato de almacenamiento de datos real puede (o no) ser diferente en detalle, pero funcionalmente equivalente. Al mismo tiempo, queremos preservar la integridad de los datos originales, lo que implica evitar la degradación de éstos mediante la utilización de re-muestreo. El proceso total debe ser optimizado, dependiendo del proyecto, para alcanzar el criterio apropiado de resolución o de cociente señal-ruido. Para finalizar, muy a menudo es necesario combinar exposiciones tomadas bajo diferentes condiciones de masa de aire, apuntado o configuraciones instrumentales.

La secuencia en la que los datos son reducidos varía significativamente dependiendo fundamentalmente de la longitud de onda y del instrumento, aunque existen un número de pasos típicos (ver Figura 16); muchos son comunes a otros modos de trabajo de la espectroscopía, pero poseen detalles diferentes para la IFS.

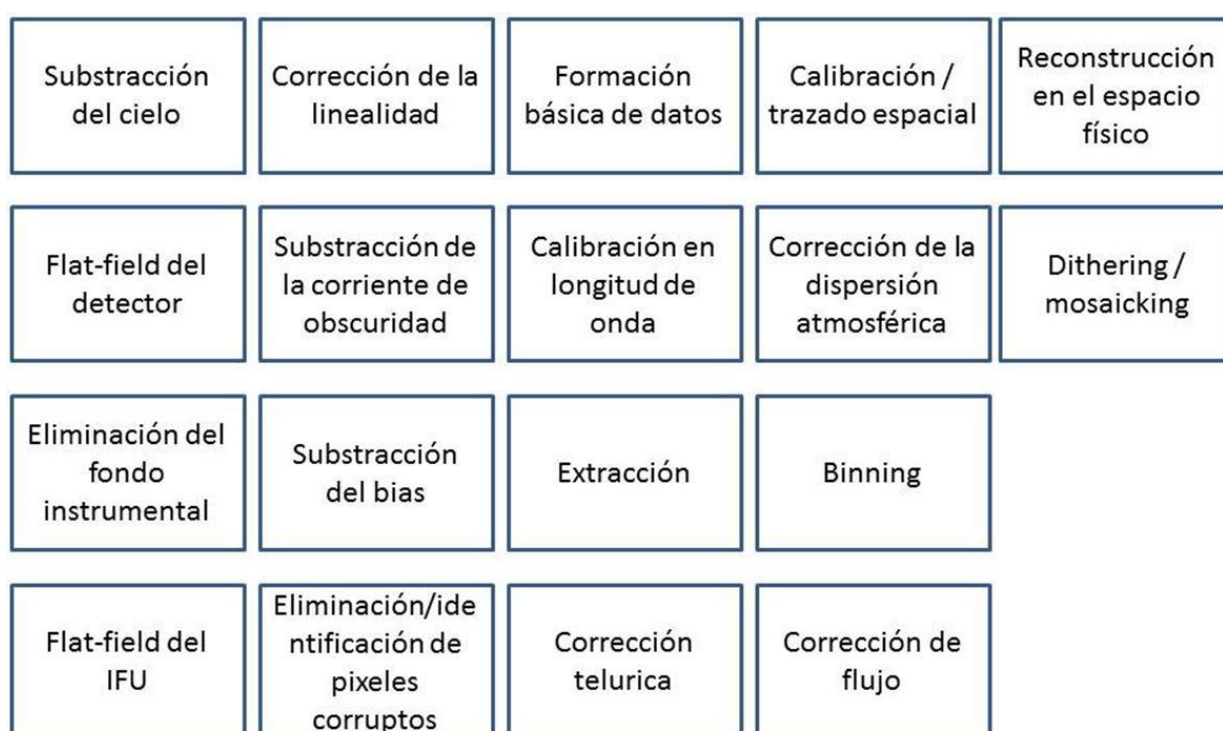


Figura 16. Pasos más relevantes en la reducción de datos de una IFU, en ningún orden en particular.

El número de cuentas obtenidas mediante la utilización de detectores CCD escalan normalmente de manera lineal con el flujo de fotones hasta un límite muy próximo al de saturación, que ocurre cuando el número de cuentas alcanza un nivel máximo fijado (tal como $2^{16} - 1 = 65535$ cuentas), correspondiente al límite del transformador analógico digital. Cualquier pixel leído en el límite de saturación puede ser etiquetado como *malo* antes de cualquier reducción posterior. Claramente está claro que es preferible evitar la saturación en primer lugar. Los detectores de NIR son significativamente no lineales en su respuesta al número de fotones acumulados. Al comienzo del proceso de reducción, el nivel de cuentas medido debe ser corregido a una escala lineal con el flujo, refiriéndose a una curva de calibración predeterminada.

Para CCDs, el promedio de varias imágenes de *bias* puede ser extraído directamente de la imagen sin procesar, con la intención de corregir el punto cero en cada pixel. Si el *bias* medio varía con el tiempo, se puede promediar o ajustar el nivel de *bias* en la región de *overscan* de las exposiciones científicas o flats, y usar este valor para corregir el punto cero global.

En una primera etapa del sistema, los datos deben ser empaquetados en un formato óptimo para su posterior reducción. Si el detector es cuadrantes separados, estos deben ser unidos. Cualquier columna de *overscan* debe ser recortada tras la substracción, ya que no contiene datos reales. Si se dispone de una máscara de píxeles corruptos para el detector (columnas muertas), queremos guardarlo conjuntamente con cada exposición como parte de los datos de calidad. Una matriz de varianza puede ser creada para cada pixel de las imágenes originales si tenemos la intención de propagar información sobre los errores. Finalmente, se necesita guardar una descripción del mapeo que la IFU realiza entre el cielo y el detector, como una tabla en el fichero FITS o en los *keywords* de la cabecera.

Como discutimos previamente, es necesario corregir de las diferencias en la sensibilidad tanto entre los píxeles del detector y a lo largo del campo de la IFU. Dependiendo del instrumento, estos aspectos pueden ser tratados separadamente o de manera conjunta.

Para crear un flat para el detector, se suelen combinar un conjunto de lampas de calibración, produciendo un cociente señal ruido lo suficientemente alto de tal manera que el flat obtenido no tenga contribución alguna de ruido aleatorio cuando se aplique a los datos científicos. El *bias* debe ser eliminado también. La forma del espectro continuo del flat co-sumado debe ser ajustada y dividida para cada posición espacial, dejando únicamente pequeñas diferencias de escala de pixel a pixel. Cualquier variación a gran escala relacionada con la sensibilidad del detector con la longitud de onda se puede corregir posteriormente durante la calibración del flujo. El flat final debe ser normalizado con la finalidad de preservar el flujo.

Para CCDs trabajando a longitudes de onda próximas al rojo, debe ser necesario tratar el problema del *fringing* debido a interferencias ópticas. Como indicamos previamente, esto sucede cuando la luz es reflejado en el sustrato del detector (o también entre las superficies del filtro) antes de ser absorbido.

Un flat de la IFU corrige las diferencias de transmisión relativas entre los diferentes elementos de la IFU, o variaciones entre a lo largo de las rebanadas, para un mismo sistema. En ausencia de flexión relativa entre flats y exposiciones de ciencia, las variaciones del detector entre píxeles no puede ser omitido, dando una combinación de un flat para pixel+IFU. Esto requiere un espectro de una lámpara de calibración. Es también posible ajustar la flexión de los datos mediante la adquisición de flat de manera repetida. Esto permite a los elementos de la IFU ser trazados de forma usando estos flats como referencia. Si existe flexión entre los flats de la IFU y los datos de ciencia, ambos deber ser divididos un flat de detector normalizado, eliminando las variaciones de super-Nyquist, antes de desplazarlos antes de su ajuste. Para obtener suficiente señal entre los centros de los elementos de la IFU, el flat del detector puede ser tomado sin la IFU en el haz, quizás usando una rendija larga que ajuste la iluminación espectral del detector por la IFU.

Si los elementos de la IFU poseen diferentes transmisiones espectrales, la lámpara plana debe ser normalizada para tener esto en cuenta, dividiendo cada espectro por la media sobre los elementos del espectro del continuo para la lámpara. Esto preserva las correcciones espectrales en la calibración de flujo global. Puede ser también necesario el desplazar y re-escalar el continuo para ajustar cada elemento. Por otra parte, si las diferencias espectrales son despreciables, el continuo puede ser dividido en partes iguales separadamente de cada elemento que forma la IFU, dejando únicamente variaciones entre píxeles. En principio no esperaríamos encontrar grandes diferencias entre en la dependencia con la longitud de onda a lo largo de una IFU, pero merece tener en cuenta esta posibilidad, con el fin de evitar errores sistemáticos posteriores.

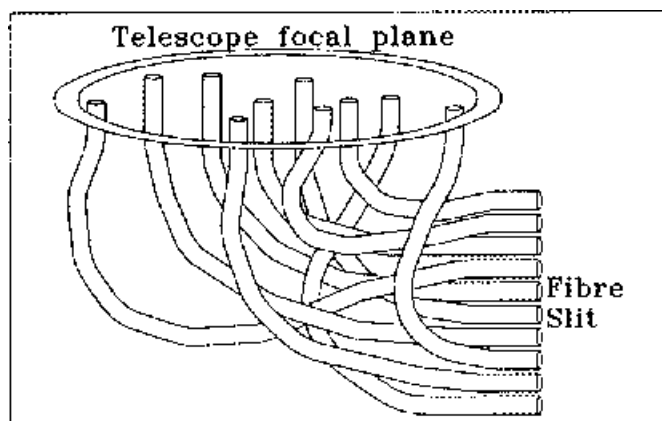


Figura 18. S. Arribas, E. Mediavilla and F.G. Watson (eds), 1998, *Fiber Optics in Astronomy III*, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 152. E. Kontizas, M. Kontizas, D.H. Morgan and G.P. Vettolani (eds), 1997, *Wide-Field Spectroscopy* (Kluwer Academic Publishers: Dordrecht).

Cuando se lleva a cabo la reducción de datos obtenidos a partir de fibras ópticas y matrices de lentes, normalmente se puede extraer cada espectro de la fibra o lente a 1D antes de *flat-fielding*. El flat puede todavía incorporar variaciones entre los píxeles, mientras los espectros de ciencia y de *flat-field* son extraídos con los mismos pesos.

Antes de co-sumar o interpolar los datos, cualquier pixel corrupto debe ser filtrado con el fin de evitar la contaminación del resto de píxeles (o generar artefactos). En principio, esto se puede llevar a cabo tanto en 2D como en 3D.

Dada el pequeño número de elementos espaciales y la gran densidad de información un conjunto de datos típico de una IFU, los píxeles defectuosos pueden tener un gran impacto. Al mismo tiempo, pueden ser más difíciles de identificar cuando se lleva a cabo una co-suma directa de imágenes, extrayendo un espectro 2D de una fuente puntual. Este paso de reducción puede requiere más cuidado.

Con el fin de asegurar que las medidas reflejen la verdadera intensidad del objeto + cielo, cualquier señal de fondo procedente de la instrumentación debe ser eliminada. Especialmente cuando se está tratando con fibras, los elementos cercanos en la entrada de la IFU pueden aparecer separados en el detector, por lo que es posible la introducción de estructuras a pequeña escala debido a la variación en los niveles de fondo.

Antes de que los datos puedan ser transformados a las coordenadas físicas del sistema, es necesario identificar los elementos de la IFU (fibras, lentes o rebanadores) en el detector y calibrar sus coordenadas espaciales. Esto implica la localización de los elementos espaciales en un espectro de flat field que se ajuste a los datos científicos, con referencia a un mapeado conocido de la IFU.

Para fibras ópticas individualmente resueltas, se puede identificar los picos en una sección perpendicular al eje de dispersión (ver panel d) de la Figura 14) y seguir su trazado a lo largo del detector. Para el caso de IFUs formadas por lentes, se puede aplicar el mismo criterio de identificación, pero en este caso con los espectros distribuidos alrededor de un detector en 2D en lugar que la formación de una rendija. Finalmente, para el caso de rebanadores de imágenes, cualquier vacío entre las bandas en la salía puede ser usado para encontrar sus bordes.

Dependiendo del tipo de la IFU, se deben calibrar un conjunto de espectros 1D o 2D en longitud de onda. Los espectros procedentes de fibras pueden ser calibrados individualmente tras su extracción a 1D. Los espectros procedentes de lentes normalmente son calibrados a primer orden como parte del proceso de extracción; el proceso puede ser refinado posteriormente en 1D. Para rebanadores de imágenes, se pueden ajustar las coordenadas separadamente para cada espectro 2D. Cualquiera que sea el formato, el

sistema de referencia de longitudes de onda, se suele utilizar el espectro proporcionado por una lámpara de arco.

La extracción implica la extracción de los elementos de la IFU del formato de datos originales a algo más conveniente para un procesamiento posterior. Para el caso de fibras o lentes, se quiere extraer cada elemento espacial a un espectro 1D, mediante la integración en el eje transversal con o sin pesos. Este proceso se complica debido al solapamiento de los espectros adyacentes. Para el caso de fibras alineadas en longitud de onda, esto equivale a una convolución extra en una dimensión espacial: la opción más simple es la de aceptar una pequeña pérdida en la resolución espacial, sumando sobre cada fibra junto con algo de señal procedente de los vecinos. Ya que las fibras pueden producir diferentes salidas, la extracción del espectro sin deconvolución recibe contribuciones diferentes de las fibras situadas a ambos lados. Esto perturba la coordenada espacial efectiva de cada fibra a lo largo del eje, produciendo una cuadrícula de muestreo que es regular sobre el cielo. Si la resolución es muy importante, una alternativa es intentar deconvolucionar los espectros vecinos, pagando el precio de la introducción de ruido extra. La deconvolución de sensible al conocimiento preciso de la PSF, la que se afecta por la variación entre las fibras o lentes. Este método por ejemplo se ha aplicado en CIRPASS y OASIS.

Para IFUs con lentes, cualquier solapamiento entre los espectros es desplazado en la dirección de dispersión. En lugar de producir un suavizado espacial, esto contamina los espectros con luz procedente de longitudes de onda erróneas. Por lo que es importante deconvolucionar cualquier señal procedente de las lentes vecinas en este escenario, con el fin de evitar medidas espurias.

Para el caso de rebanadores imágenes, la extracción no implica la suma sobre píxeles, ya que tarde o temprano se quiere 'recortar' los regios útiles de las imágenes originales correspondientes a las rebanadas. Esto se lleva a cabo tras trazar las posiciones de las rebanadas, produciendo un espectro 2D tradicional, tal como el que formaría una rendija larga, por lo que se puede aplicar el software desarrollado previamente para esta técnica. Todas las rebanadas deben ser re-maestreadas sobre la misma cuadrícula de coordenadas físicas, es decir, x y λ , de tal manera que pueden ser apiladas posteriormente en 3D junto a la otra coordenada espacial, y .

A la hora de medir la señal de un objeto científico, debemos eliminar inicialmente las líneas de emisión del cielo así como su continuo. Para datos en el infrarrojo (o en el modo '*nod-and-shuffle*' en el rango del óptico¹⁸), tanto el cielo como cualquier otra contribución del fondo son normalmente eliminados mediante la substracción consecutiva de pares de exposiciones originales. Esto implica que las medidas realizadas del objeto correspondiente y el cielo se llevan a cabo los mismos elementos de la IFU y los mismos píxeles del detector, lo que evita la contribución de cualquier residuo de la substracción debidos a errores en el *flat-fielding* o ligeras mal alineaciones en los perfiles espectrales entre diferentes elementos de la IFU. Si el cielo varía significativamente entre las exposiciones, se puede plantear la interpolación entre imágenes de cielo tomadas antes y después que el objeto, o si tenemos a nuestra disposición, puede ser conveniente escalar el cielo para corregir su nivel.

Para la mayoría de los datos en el óptico, el cielo es substraído de los espectros calibrados 1D/2D o de un cubo de datos 3D. El espectro del cielo puede ser promediado sobre un número de píxeles espaciales sin

¹⁸ Nod & Shuffle es una técnica adaptada para la espectroscopía del infrarrojo de la óptica MOS, de rendija larga, y IFU (solo para el Gemini-South) donde el cielo es muestreado con los mismos píxeles usado para observar el objeto científico. La ventaja de esta técnica radica en el hecho de que se pueda realizar la extracción del cielo y disminuir considerablemente la densidad de las rendijas. Por otra parte, presenta la desventaja de aumentar la sobrecarga de las observaciones y la disminución del campo de visión.

señal del objeto, con la intención de reducir el nivel de ruido, antes de su substracción de todos los píxeles espaciales. Por lo tanto, el proceso añade un ligero ruido extra al resultado final. Dependiendo del instrumento y del objeto, el espectro del cielo puede ser tomado por fibras separadas, en los bordes del campo científico o mediante la integración de un campo vacío.

En cuanto a la corrección de las líneas telúricas, para espectros en el rojo o en el infrarrojo, se necesita eliminar cualquier línea telúrica de absorción que oculte el auténtico espectro del objeto a estudio. Para obtener un espectro 1D telúrico de referencia, se lleva a cabo la reducción de una estrella estándar de la misma manera que se haría para los datos científicos y su flujo es sumado separadamente. Si es necesario, se puede intentar ajustar la masa de aire de la exposición científica mediante la interpolación de los espectros telúricos obtenidos a diferentes masas de aire. El espectro puede ser normalizado mediante el ajuste y la repartición equitativa de la forma del continuo. El resultado es posteriormente usado para dividir las características de los espectros de ciencia 2D calibrados o de un cubo de datos 3D.

En el caso de la calibración del flujo, En este caso se usa una estrella estándar para corregir las cuentas medidas frías de la transmisión combinada del instrumento, el telescopio y la atmósfera en función de la función de onda. Al igual que en el caso de las líneas telúricas, se reducen los datos tomados de una estrella estándar con la misma configuración instrumental al igual que se lleva a cabo para los datos científicos y se suma el flujo espacialmente, con la intención de obtener un espectro 1D.

Los datos reducidos en formato de matrices 1D o 2D pueden ser transformados a la cuadrícula de coordenadas físicas original antes o después de llevar a cabo el análisis científico, dependiendo de la aplicación. En general, esta reconstrucción 3D implica un proceso de interpolación. Una aproximación es re-muestrear estos datos sobre un cubo de datos 3D (x, y y λ), para posteriores análisis y visualizaciones. Como veremos, existen herramientas especiales, tales como el software Euro3D, que pueden interpolar los datos al vuelo, mediante son necesarios durante la visualización o análisis. Una tercera posibilidad es la de analizar espectros 1D individuales e interpolar los resultados sobre un mapa 2D.

El mejor proceso a la hora de transformar los datos a una cuadrícula uniforme depende tanto del muestreo inicial así como la geometría de la IFU. Para conjuntos de datos bien muestreados, se puede interpolar los datos mediante superficies suaves que reconstruyan la imagen dispersa del telescopio de manera precisa, permitiendo el re-muestreo sobre cubo de datos de mapas espaciales 2D con una mínima degradación. Para el caso de datos submuestreados, se debe tener especial atención de no introducir artefactos procedentes del *antialiasing*.

Un método alternativo al remuestreo individual de cada elemento es de interpolar los valores de los píxeles procesados directamente en 3D, tras la calibración x , y y λ de cada píxel. Este es un proceso mucho más complicado que el de trabajar a más baja dimensionalidad, especialmente cuando las muestras están distribuidos irregularmente. Para datos submuestreados, la transformación directa a 3D puede ser la mejor aproximación, mediante la utilización de métodos similares al de los vecinos más próximos (*nearest-neighbour*) o el esquema Drizzle para mapear directamente píxeles en una cuadrícula cúbica. El paquete de reducción Gemini IRAF incluye el tarea '*gemcube*', que puede realizar esta tarea usando una versión del algoritmo *Drizzle* en 3D.

La dispersión atmosférica, o difracción diferencial, causa la variación de la posición de un objeto dentro de la IFU en función de la función de onda. Esto es menos problemático que para el caso en el que se trabaje con una única rendija, donde el objeto puede desplazarse totalmente fuera de la apertura para algunas longitudes de onda. Sin embargo, este efecto puede distorsionar los espectros y variaciones en el tamaño para diferentes masas de aire.

Se puede determinar el desplazamiento espacial en función de la longitud de onda mediante la utilización de un modelo de refracción atmosférico (dada una masa de aire, el ángulo de posición y otra serie de

parámetros) o mediante la determinación del centroide de un objeto puntual dentro de la IFU a diferentes longitudes de onda (ver (Arribas y al 1999)).

En la espectroscopía de rendija causa que el objeto se desplace gradualmente fuera de la rendija en función de la longitud de onda. En la espectroscopía 3D, no existe el peligro de ‘perder’ el objeto (siempre y cuando el campo de visión se lo suficientemente grande) ya que se ‘moverá’ dentro del campo de visión en función de la longitud de onda. La reconstrucción de imágenes monocromáticas a diferentes longitudes de onda y la comparación entre ellas reflejaría de una manera directa este desplazamiento. Sin embargo, si este efecto no es corregido, el desplazamiento distorsionará el objeto, cambiando su pendiente de una spaxel a otro.

Típicamente, los pasos del proceso de corrección son los siguientes (sólo válidos para espectroscopía 3D):

- Dividir el cubo de datos en ‘rebanadas’ monocromáticas (una imagen del campo de visión por pixel espectral).
- Desplazar todas las rebanadas por una cantidad apropiada.
- Re-muestrear todas las rebanadas espacialmente mediante el uso de una rejilla de muestreo común.
- Reconstruir un cubo de datos mediante el apilamiento de las rebanadas corregidas.

Una de las dificultades de este método es el de obtener la cantidad correcta para realizar el desplazamiento. Es posible hacer uso de valores teóricos o hacer uso de fuentes puntuales dentro del campo de visión, prestando gran atención a no medir los desplazamientos intrínsecos de la fuente misma.

Una observación completa en muchas ocasiones consiste en una colección de cubos de datos, y por lo tanto se requiere seguir una serie de pasos para obtener una única colección final. Se pueden distinguir tres estrategias fundamentales observacionales, cada una con un objetivo bien diferenciado.

- La obtención de una colección de observaciones del mismo campo de visión incluyendo un pequeño desplazamiento de apuntado entre cada exposición, con la intención de aumentar la resolución espacial de los datos. Drizzling technique. Esta técnica puede ser muy útil para instrumentos en el límite de difracción operando a lo largo de un gran rango de longitudes de onda. En este caso, la PSF cambia muy rápidamente en función de la longitud de onda, y en muchas ocasiones los instrumentos no la pueden muestrear correctamente a todas la longitudes de onda y la PSF termina no estando definida en el azul (ver (Hook y Fruchter 2000))
- La obtención de una colección de observaciones del mismo campo de visión con la intención de profundizar lo más posible (con la intención de aumentar el cociente señal ruido). En este caso se suele utilizar una *dithering* sistemático de las exposiciones con la intención de eliminar los artefactos y limitar la introducción de errores sistemáticos. Antes de realizar la fusión de los datos, es necesario determinar sus posiciones relativas. El modo más fácil es por supuesto el conocer el desplazamiento de antemano. Esto es raramente posible, especialmente cuando muchas observaciones poseen un muestreo de sub-arcosegundos y es necesario alcanzar precisiones de una fracción del tamaño del *spaxel*, por lo que tal información debe obtenerse a partir de los datos mismos.

Si se tiene a disposición una morfología ‘afilada’ (núcleos de galaxias, estrellas, etc.) dentro del campo de visión es posible usar la posición de esta fuente (como resultado, por ejemplo, del cálculo del centroide o el de un ajuste de del perfil de una gaussiana) como referencia. Si no se tiene acceso a características morfológicas afiladas, es posible usar contornos para reconstruir las imágenes con la intención de conseguir el posicionamiento relativo de los datos. (Wilman, y otros 2005)

- La obtención de observaciones de una colección de sub-campos vecinos con la intención de aumentar el área de observación. (mosaicking technique).

Para IFUs con pequeños pixeles espaciales, es a menudo difícil la obtención de una buen factor de señal-ruído a lo largo de todo el campo. Por lo tanto, objetos como galaxias pueden variar espacialmente sobre un gran rango de brillo dentro de unos pocos arcsegundos. Con la intención de hacer un uso óptimo de la información disponible, se desearía distribuir los datos adaptativamente, en regiones espaciales de tamaño variable. Así por ejemplo, el método de teselación de Voronoi de (Cappellari y Copin 2003) divide los datos de la IFU en secciones irregulares con un valor mínimo de la señal-ruído aproximadamente constante (ver Figura 17).

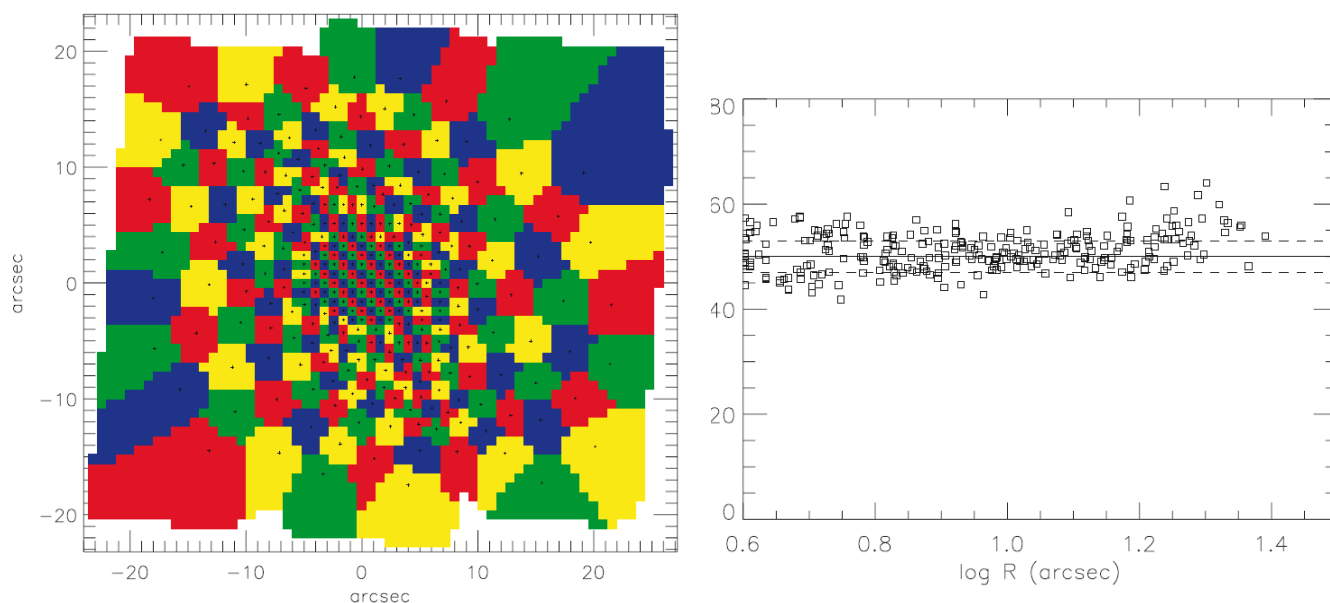


Figura 17. Panel izquierdo: Teselación obtenida para la imagen de la galaxia NGC2273 obtenida mediante el IFS SAURON, aplicando la técnica de 2D de Voronoi . Panel derecho: dispersión del cociente S/N en el *binning* superior. La línea sólida representa el nivel del cociente del S/N del objeto, mientras que las dos líneas discontinuas muestran la dispersión del valor cuadrático medio¹⁹ (*rms*, *root mean square*) (~6 per cent). Figuras extraídas de (Cappellari y Copin 2003).

Propagación de datos.

Al final de la secuencia de reducción de datos, es importante tener una buena estimación de los errores en los valores de los datos. Esto nos permite, por ejemplo, estimar la importancia significativa en detecciones débiles, la fiabilidad de la edad de las estrellas y las metalicidades derivadas a partir de los índices de la fuerza de línea²⁰ (Cardiel, y otros 1998) o los errores intrínsecos aleatorios en las medidas de velocidad.

Loa datos sin tratar poseen unos errores relativamente bien definidos, debido a la estadística de los fotones y al ruido de lectura del detector, pero tras numerosas etapas de procesamiento es muy difícil, sino

¹⁹ La media cuadrática para una colección de N valores $\{x_1, x_2, \dots, x_N\}$ viene dada por la fórmula

$$x_{rms} = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N x_i^2} = \sqrt{\frac{x_1^2 + x_2^2 + \dots + x_n^2}{N}}$$

²⁰ <http://www.ucm.es/info/Astrof/software/indexf/indexf.html>

imposible, el estimar los errores directamente a partir de los valores de los datos. La solución es seguir los errores a través de los diferentes procesos. Para cada pixel del detector, se puede guardar el valor del error en una imagen separada, junto a los datos principales. Durante cada una de la etapas, esta información es procesada en paralelo a la imagen científica, con la intención de reflejar el cambio de los errores.

Las principales fuentes de error son el ruido de lectura de la electrónica del detector, el ruido de Poisson procedente del objeto científico y del cielo (u otro fondo) y el ruido de Poisson del detector a la hora de la toma de los *darks*. Para estos dos últimos casos, el error se puede estimar directamente a partir de los valores de los pixeles. En particular si consideramos que los valores (cuentas de foto-electrones) que toman los pixeles varían estadísticamente alrededor de un valor medio bien definido, viene dada por una distribución de Poisson, $P_\mu(n) = e^{-\mu} \frac{\mu^n}{n!}$, siendo la media igual a $n = \mu$ y la desviación estándar $\sigma = \sqrt{\mu}$. Por lo tanto, el error estadístico en el conteo de fotones es la raíz cuadrada del número de fotones (electrones) esperado.

Los números guardados en una matriz de errores son realmente la varianzas (σ^2), en lugar de el ruido (σ) en sí mismo, ya que los errores se suman en cuadratura cuando son sumados o substraídos, y por lo tanto se evita las repetidas operaciones de raíz cuadrada y cuadratura. Si las imágenes científicas son almacenadas en ADU²¹, la correspondiente matriz de varianzas también debe estar expresada en estas unidades. Por lo tanto cuando se sumen o substraigan píxeles, sus correspondientes errores se sumaran en cuadratura:

$$\sigma^2 = \sigma_1^2 + \sigma_2^2.$$

Cuando la imagen se escale en un factor dado, a , el error es escalado según la relación:

$$\sigma^2 = a^2 \sigma_1^2.$$

Cuando una imagen es multiplicada o dividida por otra, los errores fraccionales²² se suman en cuadratura. Por lo tanto cada matriz de varianza debe ser dividida por el cuadrado de la imagen de ciencia correspondiente, sumar los resultados y multiplicar la suma por el cuadrado de la imagen de ciencia final, es decir:

$$\sigma^2 = n^2 \left(\left(\frac{\sigma_1^2}{n_1^2} \right) + \left(\frac{\sigma_2^2}{n_2^2} \right) \right).$$

Para operaciones más complejas en las imágenes de ciencia, representado por una función arbitraria, $n = f(n_1)$, la primera derivada de la función f puede ser utilizada para estimar la variación de los valores de salida con pequeños en la entrada para un n dado:

$$\sigma^2 = \sigma_1^2 f'(n_1)^2.$$

Otro hecho que hay que tener en cuenta, es el error inducido por los procesos de interpolación o re-muestreo. En los datos sin procesar, cada pixel tiene un error estadístico independiente. Si los procesos de interpolación producen un suavizado, sin embargo, los errores de los diferentes pixeles se

²¹ La electrónica del detector normalmente no asigna una cuenta por electrón almacenado. El número de electrones correspondientes a una única cuenta, o la **ADU** (Analog-to-digital unit) es conocida como la ganancia del detector (realmente la inversa de la ganancia). Esta unidad se establece a un valor lo suficientemente bajo para que el ruido de lectura domine los errores de digitalización, pero lo suficientemente alto como que se evite alcanzar el valor máximo del convertidor analógico digital para una fracción demasiado pequeña de la capacidad del pozo lleno del detector.

²² El error fraccional es el valor del error dividido por el valor de la cantidad $\Delta x/x$.

correlacionan, es decir, los errores de los pixeles adyacentes no son independientes (para más información ver (Mediavilla 2009) y (Taylor 1997)).

Calidad de datos

Al igual que podemos guardar los datos de varianza conjuntamente con las imágenes de ciencia, es igualmente útil introducir información sobre la ‘calidad de los datos’. Se suele utilizar una matriz de números enteros para asignar que pixeles son buenos o malos (y por qué) en la matriz de ciencia principal. Cada bit del entero representa una etiqueta booleana si/no para una defecto particular, permitiendo múltiples problemas con cada pixel.

La propagación de la calidad puede ayudar significativamente con el filtrado de valores a cada etapa de reducción, dado que muestras defectuosas pueden ser imposible de identificar directamente a partir de sus valores tras los diferentes etapas de procesado tales como en la interpolación o la substracción del cielo.

Formatos de almacenamiento de datos

Al igual que cualquier otro dato astronómico, los espectros obtenidos con una IFU son normalmente almacenados y procesados en ficheros FITS. Este estándar está supervisado por la IUA y documentado en <http://fits.gsfc.nasa.gov/>. Cada fichero FITS puede contener un conjunto de datos múltiple, conjuntamente con la información que describe los datos. Los elementos más comunes son los siguientes:

- Una o más matrices de N-dimensiones de imágenes.
- Una cabecera de información en formato ASCII²³, mediante el empleo del formato de pares ‘keyword=valor’ de múltiples tipos de datos.
- Unas o más tablas binarias, que almacena datos heterogéneos en columnas con etiquetas y con datos diferentes.

También se pueden almacenar múltiples conjuntos de datos dentro de un fichero FITS en ‘extensiones’ separadas. Lo primero que debe aparecer es una cabecera (*header*) primaria, que contiene las *keywords* aplicables al fichero entero, tales como el nombre del objeto, el apuntado del telescopio, masa de aire, filtro o longitud de onda central

Formato para los datos reducidos.

Dentro de un fichero FITS, se pueden almacenar los datos reducidos de una IFU al menos en uno de los tres formatos existentes para su posterior análisis. Un opción básica para los espectros 1D extraídos es el de trabajar con ‘espectros apilados por filas’ (*row-staked spectra*), cada una de los cuales es almacenado como una fila separada de una única imagen 2D. Sin la utilización de métodos de reconstrucción de

²³ ASCII (**A**merican **S**tandard **C**ode for **I**nformation **I**nterchange —*Código Estadounidense Estándar para el Intercambio de Información*), es un código de caracteres basado en el alfabeto latino, tal como se usa en inglés moderno y en otras lenguas occidentales. El código ASCII utiliza 7 bits para representar los caracteres, aunque inicialmente empleaba un bit adicional (bit de paridad) que se usaba para detectar errores en la transmisión. A menudo se llama incorrectamente ASCII a otros códigos de caracteres de 8 bits, como el estándar ISO-8859-1 que es una extensión que utiliza 8 bits para proporcionar caracteres adicionales usados en idiomas distintos al inglés, como el español.

imágenes, este método está limitado al análisis espectral 1D tal como el mapeo de velocidad (*velocity mapping*).

Un cubo de datos procedentes de una IFU es una imagen 3D con dos ejes espaciales y un eje de longitud de onda, normalmente ordenado de este modo. Por lo tanto es la extensión natural del almacenamiento de imágenes 2D. Como ya hemos señalado anteriormente, la generación de un cubo de datos requiere normalmente la interpolación de los datos procesados por la IFU sobre una cuadrícula 3D.

El formato de datos Euro3D fue desarrollado como un estándar para el intercambio de datos entre los programas de reducción y de análisis, sin implicar la necesidad de realizar ninguna interpolación espacial o sin la necesidad de hacer uso de un sofisticado algoritmo de almacenamiento. Tanto los espectros 1D o 2D y sus atributos son almacenados de manera conjunta en una tabla binaria (Fig. XXX). El formato utilizado está más próximo al de los datos originales sin tratar que al de un cubo de datos, evitando la interpolación hasta el momento en el que se necesita durante el análisis y la visualización. Por lo tanto el tamaño del fichero es mínimo, al igual que en el caso del almacenamiento por apilado de espectros (*row-stacked spectra*). Una limitación de este formato es el uso de librerías específicas para el manejo de este formato, aunque existe una distribución libre de un conjunto de librerías escritas en C desarrolladas en el *Centre de Recherche Astronomique de Lyon*.

Como hemos señalado anteriormente el concepto tentador de '*datacube*' puede conducir al equívoco, lo cual es claramente patente cuando se considera la representación de datos 3D en formato digital. El resultado genérico de la reducción de datos en un conjunto de espectros, asociados con un conjunto correspondiente de posiciones de los *spaxels*. El sistema de coordenadas de los *spaxels* puede ser o no ortogonal, siendo el caso más general el no ortogonal. Sólo mediante el proceso de interpolación en el sistema de coordenadas espaciales es cuando las geometrías arbitrarias de una IFU dada son convertidas a un sistema ortogonal, es decir, a un formato compatible con un cubo de datos (sin considerar la refracción atmosférica). La interpolación, sin embargo, implica inevitablemente en la pérdida de información. Este es el motivo por el que el consorcio Euro3D ha introducido y promueve un formato de datos especial para el transporte de datos 3D reducidos que difiere considerablemente del aparentemente simple aplicación del formato estándar FITS (Flexible Image Transport System) NAXIS = 3, el que procede de hecho de la radioastronomía, donde los cubos de datos son producto de datos naturales (Wells 1981). El formato Euro3D (Kissler-Patig 2004) evita el último paso de la interpolación, simplemente asumiendo que los pasos básicos de la reducción de datos se han llevado a cabo para eliminar cualquier señal instrumental, pero representando los datos como un conjunto de espectros con sus correspondientes posiciones en el cielo. La Figura 18 muestra la aproximación del formato de datos Euro3D FITS.

Euro3D data table extension

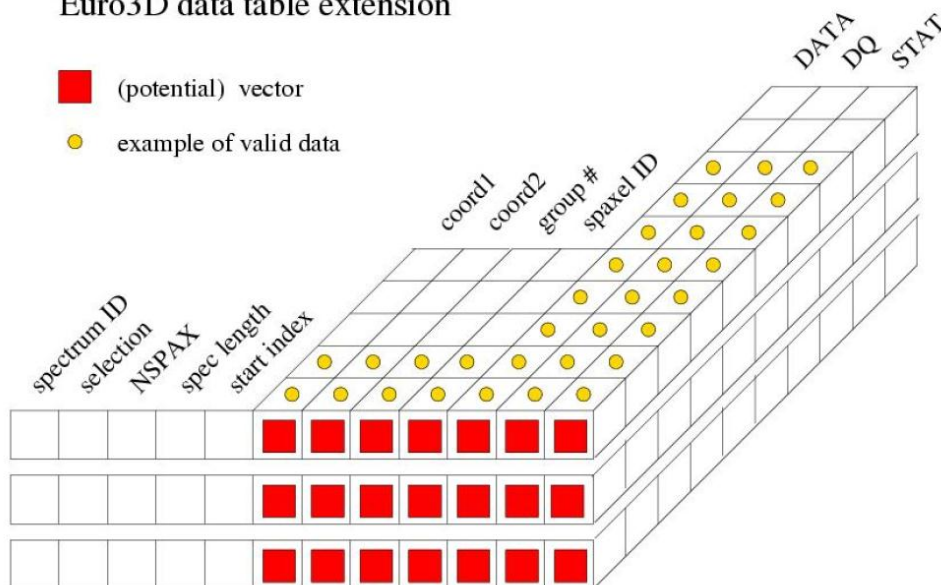


Figura 18. Formato FITS de almacenaje de los espectros procedentes de un IFS, según el estándar Euro3D (ver <http://www.aip.de/Euro3D>)

Análisis de datos.

Antes de comenzar con esta sección consideramos que es útil para la lectura de este trabajo, de establecer una definición de lo que implica al análisis de datos, y donde comienza y termina en el proceso que lleva de los datos originales sin tratar (en crudo) y la información lista para ser publicada. En general, el análisis de datos se considera que sigue a la reducción de datos (procesamiento), que dependen del instrumento en particular. Por lo tanto el análisis se llevará a cabo sobre los datos calibrados sin ninguna huella instrumental, y como resultado nos proporcionará una serie de datos físicos, como pueden ser, por ejemplo, el flujo, velocidades, abundancias, etc.

Dentro de un conjunto de datos, la 'señal', es decir, lo que los astrónomos están realmente interesados, nunca está sólo. Aparece acompañada por los indeseables datos de fondo, ruidos, artefactos, etc. Una parte significativa del trabajo que se debe llevar a cabo consiste en llevar a cabo una extracción de datos cuidadosa de la señal y la evaluación del nivel de ruido asociado. El cociente señal ruido de un conjunto de datos es un elemento clave para su análisis ya que es un indicativo de la verisimilitud de los datos detectados. Por lo que la simple extracción de la señal a partir de los datos obtenidos, no es suficiente: siempre es necesario seguir el hilo de los ruidos asociados y como éstos se propagan a través de los diferentes pasos del análisis.

En general podemos distinguir cuatro fuentes de error en un conjunto de datos:

- El instrumental, por ejemplo a través del detector, que en el caso de un CCD, son los errores de lectura y el ruido de disparo²⁴ (*shot noise*) asociado a la corriente de oscuridad.

²⁴ El **ruido de disparo** o **ruido *shot*** es un tipo de ruido electrónico que tiene lugar cuando el número finito de partículas que transportan energía, tales como los electrones en un circuito electrónico o los fotones en un dispositivo óptico, es suficientemente pequeño para dar lugar a la aparición de fluctuaciones estadísticas apreciables en una medición. Este tipo de ruido resulta importante en electrónica, en telecomunicaciones y en la física fundamental. El

- Emisiones de fondo, como la emisión del cielo. Su ruido de disparo permanece incluso si sus contribuciones han sido substraídas perfectamente.
- La señal en sí misma. La señal tendrá su propio ruido
- La reducción de los datos. Siempre se introduce ruido durante la reducción/procesamiento de los datos, debido al valor finito del cociente señal ruido de las exposiciones de calibración.

A partir de las definiciones anteriores podemos descomponer los datos obtenidos de la siguiente manera:

$$datos = señal + fondo + dark + lectura$$

A la hora de estimar la varianza asociada de los datos obtenidos, haremos uso de las siguientes tres suposiciones: las cuatro variable estadísticas no están correlacionadas and sus varianzas individuales pueden ser sumadas; las tres primeras tienen distribuciones estadísticas de tipo Poisson, por lo que sus varianzas se corresponden con sus medias; el ruido de lectura del detector tienen una media igual a cero y una varianza igual a $\sigma_{lectura}$. Por lo tanto podemos escribir:

$$\overline{datos} = \overline{señal} + \overline{fondo} + \overline{dark}$$

$$\sigma_{datos} = \overline{señal} + \overline{fondo} + \overline{dark} + \sigma_{lectura}^2$$

Y por lo tanto el cociente señal ruido viene dado por

$$\frac{S}{N} = \frac{\overline{señal}}{\sqrt{\sigma_{datos}}} = \frac{\overline{señal}}{\sqrt{\overline{señal} + \overline{fondo} + \overline{dark} + \sigma_{lectura}^2}}$$

8. Estudio conceptual del proceso de reducción de datos.

En la anterior sección hemos intentado plasmar una visión global de las diferentes etapas para llevar a cabo una reducción de datos procedentes de una IFU. En esta sección nos planteamos discutir el proceso de reducción como un todo, mostrando algunos ejemplos breves de las secuencias para los datos en el óptico. Las tareas fundamentales en el proceso de reducción de datos de una IFU son, *grosso-modo*, las siguientes:

- Lectura y conversión de datos (en caso necesario) a un formato adecuado para su procesado.

nivel de este ruido es tanto mayor cuanto mayor sea el valor promedio de la intensidad de corriente eléctrica o de la intensidad luminosa, según se trate de un dispositivo electrónico u óptico. Sin embargo, en tanto que el nivel de señal crece más rápidamente cuanto mayor es su nivel promedio, a menudo el ruido de disparo sólo supone un problema cuando se trabaja con intensidades de corriente o intensidades luminosas bajas. Debe distinguirse el ruido de disparo de las fluctuaciones de corriente en equilibrio, las cuales se producen sin aplicar ningún voltaje y sin necesidad de que exista ningún flujo promedio de corriente. Estas fluctuaciones de la corriente de equilibrio se conocen como ruido de Johnson-Nyquist. El ruido de disparo se puede modelar como un proceso de Poisson y los portadores de carga que forman la corriente siguen una distribución de Poisson.

- Inspección rápida de las imágenes tomadas (con el fin de seleccionar aquellas que estarán sujetas al proceso de reducción de datos, y de descartar las defectuosas), y chequeo del conjunto de datos disponibles para el análisis de las observaciones.
- Limpieza de las imágenes
- Generación de las Imágenes maestras
- Obtención de los datos científicos.

Para cada una de estas tareas, podemos determinar una serie de necesidades, cada uno asociado a un módulo independiente, permitiendo la posterior interacción entre ellos.

Tras el archivado del paquete de datos provenientes del IFS, es preciso disponer de la posibilidad de realizar una inspección rápida de las observaciones tomadas. El objetivo es, por un lado, descartar los datos que podamos calificar como defectuosos; por otro, determinar los datos de soporte necesarios para las observaciones que deseemos procesar.

En general, el conjunto de datos se podrá dividir en observaciones científicas (imágenes de los objetos) e imágenes de calibración. Como mínimo, entre las imágenes de calibración han de encontrarse:

- Imágenes de *bias*
- Imágenes de *flat-field*
- Imágenes de calibración de longitud de onda (lámparas)

Además de éstas, podremos encontrarnos con las siguientes imágenes de calibración:

- Imágenes dark-current
- Observaciones de una fuente estándar de flujo, o de una fuente estándar con líneas bien conocidas, o incluso como referencia de velocidad radial.
- Observaciones de fondo de cielo
- Observaciones de *flat-field* tomadas en el crepúsculo (*twilight flat-fields*)

Para realizar este proceso de inspección de los datos disponibles, esencialmente manual por naturaleza, es imprescindible un lector con capacidad para mostrar al usuario la información disponible en los datos de entrada.

A partir de lo existente en el conjunto de datos, una vez desechados aquellos datos defectuosos o faltos de calibración, pasamos a la preparación de las imágenes de calibración. Dentro del Sistema de Preparación de Imágenes Podemos identificar los componentes que se muestran a continuación

- **Sistema de Preparación de Imágenes**

Sus componentes son:

- ***Identificador de píxeles defectuosos***

Bien sea en base a las imágenes que hayamos designado para ello (y siguiendo algoritmos específicos), bien sea reutilizando tablas preexistentes en el Archivo, se realiza la identificación de los píxeles muertos o defectuosos. Hay que tener en cuenta que éstos podrías ser filas o columnas enteras. En un primer paso, el valor de los píxeles marcados será ignorado en la generación de las imágenes maestras (tanto de calibración como de observación científica). En un segundo paso, los valores de estos píxeles se interpolarán de acuerdo a diferentes criterios (dependiendo de si estamos asignando su valor para una imagen de calibración, o para una imagen de una fuente), tomando valores artificiales pero realistas.

- ***Generador de imágenes de calibración***

Este componente se encarga de generar las siguientes imágenes maestras

- Imagen maestra del *bias*.

- Imagen maestra de *flat-field* para cada filtro, para determinar las variaciones de sensibilidad píxel a píxel.

Estas imágenes maestras serán utilizadas para posteriores tareas de limpieza de las imágenes de las fuentes observadas.

○ **Identificador de trazas de rayos cósmicos**

La eliminación de señales de fondo en las imágenes CCD es algo fundamental. Estas señales son producidas por radiación ionizante, pudiendo ser su origen tanto rayos cósmicos que atraviesan nuestra atmósfera, como radiación terrestre de fondo.

○ **Generador de imágenes de observación maestras**

Este componente sólo actúa en caso de que sea necesario alinear y acumular las múltiples imágenes que de cada objeto astronómico se hayan tomado.



Figura 19. Detalle del Sistema de Preparación de Imágenes

Proceso de Reducción de Datos

El Sistema de Reducción de Datos es el principal sistema de la plataforma. Sus entradas son tanto las imágenes de calibración, tablas de identificación de píxeles, trazas identificadas de rayos cósmicos, etc. producidas en los sistemas previos, como las imágenes limpias generadas en el Sistema de Preparación de Imágenes. También son entradas a este sistema los metadatos que se encontrasen contenidos en el paquete de observaciones. La salida del proceso de reducción de datos es un conjunto de espectros, ya sea en forma de cubo de datos, o en el formato RSS (*row-stacked spectra*), calibrados o no en flujo.

En todo caso, la secuencia de operaciones para la reducción de datos es la siguiente.

1. Limpieza de las imágenes (realizado por el Sistema de Preparación de Imágenes)
2. Identificación de la posición de los espectros en el CCD. El proceso consiste en localizar, para cada posición en el eje de dispersión, la posición y orientación exacta de los espectros. Esto se denomina *aperture-tracing*. Para este proceso se utilizan imágenes de flat-field, que poseen una elevada relación señal/ruido.
3. Usando las posiciones de los espectros obtenidas en el proceso de *aperture-tracing*, se han de identificar los espectros en las imágenes de flat-field, de calibración de líneas y en las de

observaciones de fuentes. De este modo obtendremos, para todas estas imágenes, un “espectro” de líneas, que normalmente se almacenan en formato RSS (*row-stacked spectra*).

4. Obtención de una solución de calibración en longitud de onda para las imágenes maestras de calibración, y aplicación de esta calibración a las imágenes de fuentes (y a las de fondo de cielo, y *flat-fields*).
5. En caso de disponer de imágenes de crepúsculo (o incluso de imágenes de cúpula), se puede determinar las diferencias de respuesta de las microlentillas y de las fibras ópticas que alimentan la IFU. Esto se denomina *throughput correction*. Las imágenes de corrección por *throughput* se usan para corregir las imágenes de fuentes.
6. Corrección del fondo de cielo: normalmente, se combinarán los espectros obtenidos del fondo de cielo, para obtener un fondo medio que sustraer a los espectros de las fuentes observadas; también es posible estudiar y ajustar las líneas que se encuentran en estos espectros de fondo de cielo, para estudiarlas posteriormente en el contexto del análisis de los espectros de las fuentes.
7. Además de todo lo mencionado, hay que tener en cuenta que la luz de las fuentes es refractada en la atmósfera, y que esta refracción depende de la longitud de onda. Es lo que se denomina Refracción Diferencial Atmosférica (*DAR*). Esto puede ser un problema si el rango espectral de observación es grande. No obstante, algunos telescopios actualmente poseen un corrector de dispersión atmosférica (ADC), que corrige automáticamente este efecto.
8. Calibración en flujo: así como la corrección por *throughput* tiene en cuenta diferencias de respuesta entre microlentillas y fibras, la calibración en flujo realiza un ajuste de la respuesta absoluta del instrumento. Para ello:
 - a. Se aplica la reducción de datos a las observaciones de fuentes estándar, de la misma manera que se ha aplicado a las imágenes de nuestras fuentes objeto de estudio. Se realiza la extracción de espectros de las fuentes estándar, y se suman los espectros, corregidos por el fondo de cielo, de los *spaxels* donde se observa la fuente en el campo de visión (en caso de que la relación señal/ruido sea suficientemente alta, lo cual suele ser el caso, y asumiendo que los *spaxels* son contiguos en el cielo – en caso contrario, un análisis más detallado ha de realizarse).
 - b. Con el espectro acumulado de la fuente estándar, se compara con un espectro calibrado de la misma fuente, para obtener la conversión de cuentas a unidades de flujo.
 - c. Una vez obtenido el factor de conversión cuentas \rightarrow unidades de flujo, se aplica dicho factor a cada espectro individual de las fuentes observadas.

Para acometer estas tareas se ha previsto la existencia de dos sistemas (aparte del Sistema de Preparación de Imágenes, que se encarga de las tareas mencionadas en el punto 1.). Estos sistemas, y sus sub-sistemas correspondientes, para las tareas mencionadas más arriba, son los siguientes

Sistema de Reducción de Imágenes

- ***Subsistema de aperture-tracing***
- ***Identificador espectral***
- ***Calibrador espectral***
- ***Corrector de throughput***
- ***Corrector de fondo de cielo***
- ***Corrector de refracción atmosférica***

● **Sistema de Calibración en Flujo**

- ***Gestor de reducción de datos de fuentes estándar***
- ***Gestor de calibración de fuentes estándar***
- ***Calibrador de observaciones***

Figura 20. Detalle de los Sistemas de Reducción de Imágenes y de Calibración en Flujo

Tareas adicionales

Además de todo el procesado de reducción propiamente dicho, hay otro conjunto de tareas que puede ser necesario acometer. Estas tareas son:

- Conversión entre el formato RSS (raw-stacked spectra) y el formato de cubo de datos
- Combinación de múltiples exposiciones. Esto es necesario cuando se han realizado un desplazamiento del plano focal transversal al eje óptico (*dithering*), ya sea por fracciones de *spaxels* (para mejorar el muestreo espacial de la imagen) o por *spaxels* enteros (para mitigar el efecto de posibles “fibras muertas”, “filas o columnas muertas” en el CCD, o espacios entre CCDs). También puede ser necesario, porque hemos realizado varias observaciones con el fin de aumentar el campo de visión (en cuyo caso puede ser necesario un remuestreo de los datos).
- Combinación basada en la longitud de onda. En ocasiones se desea combinar observaciones tomadas con un muestreo en longitud de onda ligeramente diferente. Esto puede realizarse a través un remuestreo en longitud de onda, similar al remuestreo espacial.
- Remuestreo e interpolación: Tanto el remuestreo como la interpolación son tareas fundamentales en la combinación de múltiples imágenes.

Con todo lo anteriormente expuesto, podemos confeccionar un diagrama genérico de bloques funcionales para nuestra plataforma, como se observa en la Fig 27.

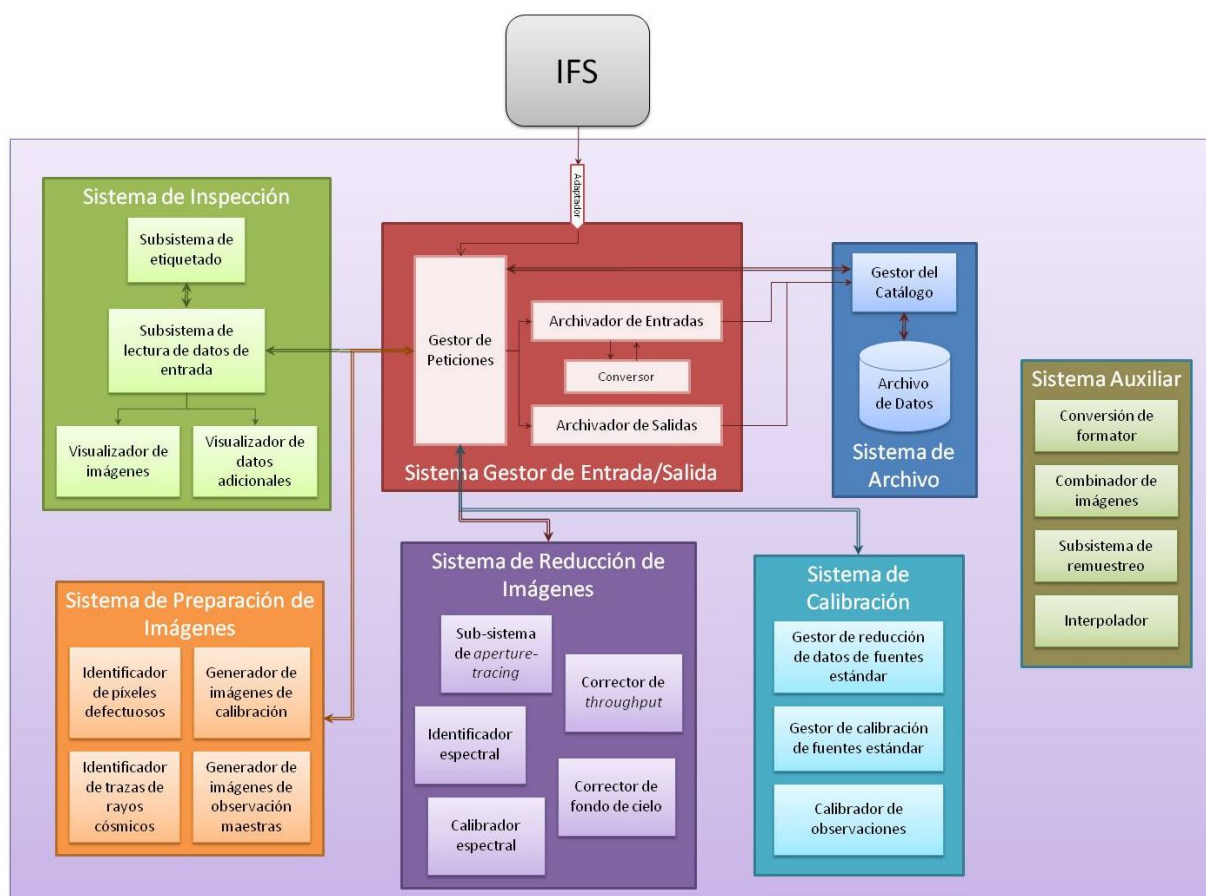


Figura 21. Esquema de los módulos que formarían una plataforma de reducción de datos de un espectrógrafo 3D.

9. Implementación de un módulo de eliminación de rayos cósmicos.

Anteriormente hemos descrito los módulos que compondrían nuestra plataforma de reducción de datos del espectrógrafo 3D. Como desarrollo práctico de este trabajo, nos hemos planteado el desarrollo de uno de estos módulos, para su futura integración en la plataforma. Por ello, nos hemos centrado en la implementación de un algoritmo de eliminación de rayos cósmicos.

En el espacio profundo, los rayos cósmicos son partículas energéticas de origen extraterrestre. Sobre el 90% de estos rayos cósmicos son protones y sobre el 9% son partículas alfa (núcleos de helio). Mientras que la mayoría de los rayos cósmicos tienen un origen fuera de nuestro sistema solar, las erupciones solares son una fuente significativa de rayos cósmicos de baja energía. Para los telescopios terrestres los rayos cósmicos proporcionan una fuente de redacción de fondo inevitable. La intensidad de la radiación cósmica depende de la altitud, latitud, longitud, ángulo acimutal, y la fase del ciclo solar. El ritmo de flujo de rayos cósmicos es mínimo cuando el campo magnético del sol es más fuerte (durante el máximo solar) y viceversa.

La Figura 22 muestra los flujos verticales de los mayores componentes de rayos cósmicos en la atmósfera en el rango energético donde las partículas son más numerosas (excepto para el caso de los electrones, que son más numerosos cerca de su energía crítica, es alrededor de 81 MeV en el aire). Excepto por los protones y electrones cerca de lo alto de la atmósfera, todas las partículas son producidas mediante la interacción de rayos cósmicos primarios en el aire. Los muones y los neutrinos son productos procedentes del decaimiento de los mesones cargados, mientras que los electrones y fotones se originan en el decaimiento de los mesones neutros. La mayoría de las medidas se llevan a cabo al nivel del mar o en la parte más alta de la atmósfera, pero también existen medidas de muones y electrones de aviones y globos. La Figura 22 incluye recientes medidas de muones negativos. El flujo de rayos cósmicos a través de la atmósfera viene descrito por un conjunto de ecuaciones acopladas de cascada con las condiciones de contorno en la parte superior de la atmósfera que se ajustan al espectro primario. Como se puede observar en esta figura, al nivel del mar, el 98% de los rayos cósmicos son muones (con una energía media de ≈ 4 GeV). El resto son protones y neutrones. Los muones son productos de la desintegración de los mesones producidos en cascadas hadrónicas iniciadas por rayos cósmicos primarios, básicamente formados por protones. La máxima intensidad ocurre a una altitud de aproximadamente 10 km, y para una energía ≥ 1 GeV presenta un decaimiento exponencial para una intensidad por debajo de 500 g cm^{-2} (≈ 6 km). Para bajas energía la distribución angular sigue una ley aproximada de $\cos^\alpha \theta$, donde θ es el ángulo zenital, y $\alpha \approx 2$ para $E \sim 3$ GeV. Para $\alpha = 2$ el flujo detectado por un detector horizontal es $\pi/2$ veces la intensidad vertical. Para un detector vertical el flujo es la mitad que este valor, pero las trayectorias son más largas. La intensidad vertical presenta una gran incertidumbre debido al bajo límite inferior en la energía y los errores en los flujos a baja energía, aun así se espera recibir un flujo de entre 0.84 y $0.94 \text{ cm}^{-2} \text{ min}^{-1}$ al nivel del mar. A una altitud de 2500 m (valor típico para muchos grandes observatorios) el flujo recibido es 1.6 mayor, y en el Mauna Kea es 2.1 veces mayor (Grieder 2001) (Schlickeiser 2002). El depósito de energía por un muón es un proceso bastante aleatorio, y ya que las grades depósitos son raras, la probabilidad dependen fuertemente en la grosor del detector (Bichsel 1988). Así por ejemplo, a -100°C se forman más de 75 pares electrón-hueco por μm , $e^- - h/\mu\text{m}$, para una región activa de $300 \mu\text{m}$, $56 e^- - h/\mu\text{m}$ para un grosor de $20 \mu\text{m}$, y solamente $27 e^- - h/\mu\text{m}$ para un grosor de $13 \mu\text{m}$.

Las imágenes obtenidas mediante CCDs normalmente están contaminadas por la presencia de las señales generadas por la colisión de rayos cósmicos durante el proceso de adquisición. Esto hace esencial su detección y eliminación para llevar a cabo un proceso de reducción coherente (J. D. Offenberger, y otros 1999). En la actualidad existen varios métodos para la detección y eliminación de rayos cósmicos. Uno de estos métodos, se base a en la obtención de múltiples exposiciones del mismo campo (Shaw y Horne, Noise Model-Based Cosmic Ray Rejection for WF/PC Images 1992), siendo este uno de los métodos más utilizados a las imágenes obtenidas con el HST (Freudling, An image restoration technique for the removal of cosmic-ray hits from dithered images 1995): ya que la probabilidad de que una rayos cósmico impacto en un mismo píxel en una serie de exposiciones tomadas en tiempos diferentes, es alarmantemente baja, permite combinar estas exposiciones múltiples para detectar la presencia de rayos cósmicos y remplazar su valor. No obstante, esta técnica requiere que tanto el campo, así como las

posiciones e intensidades de las líneas del cielo y los espectros de los objetos varíe lo menos posible (B. Croke 1995).

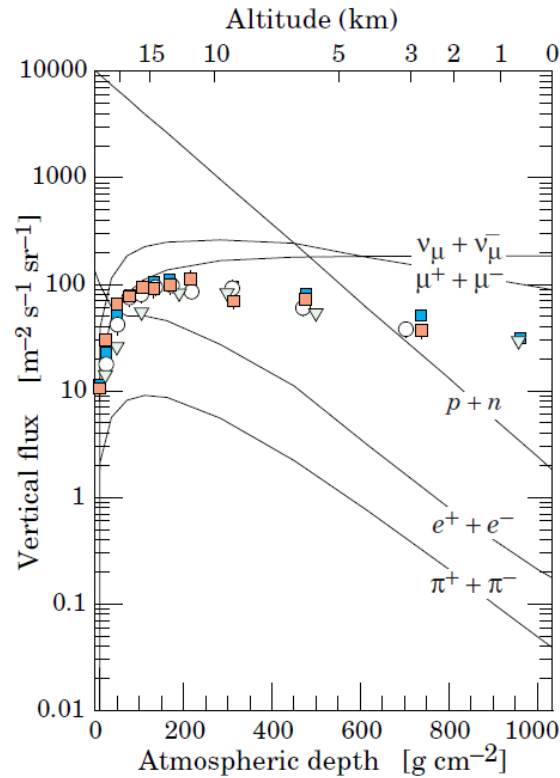


Figura 22. Flujos verticales de rayos cósmicos en la atmósfera con $E > 1$ GeV estimado a partir del flujo de núcleos. Figura extraída de (K. Nakamura et al. 2010).

No todos los rayos cósmicos son de origen extraterrestre. Rayos cósmicos locales pueden generarse a partir del decaimiento de materiales radiactivos cerca o incluso dentro de las propias cámaras. La radiación procedente de los pilares de los telescopios ha sido detectada. También los elementos radiactivos utilizados en las cámaras, como en las ventanas de los *dewars* fabricados con cristal BK7 (Groom 2002) o procedentes de los revestimientos de anti reflectantes de alta eficiencia hechos de fluoruro de torio radiactivo, pueden producir un incidencia de rayos cósmicos mayor. Incluso se puede dar el caso en el que el propio CCD puede ser radiactivo, como fue el caso de las primeras cámaras CCD instaladas en el ESO (D'Odorico y Deiries 1987).

En CCDs delgados la presencia de un rayo cósmico sólo ocupa 3 píxeles más o menos, y en la mayoría de los casos su presencia puede ser distinguida por su escarpada señal producida en comparación con la producida por la generada por una estrella. Con la llegada de CCDs más anchos de alta resistencia, la situación es bastante más complicada. Las trayectorias producidas por los muones son por lo general mucho mas largos, y hay un gran número de trayectorias aleatorias llamadas “gusanos” ver Fig. 47. Estos gusanos son resultado de la colisión múltiple de electrones de baja energía.

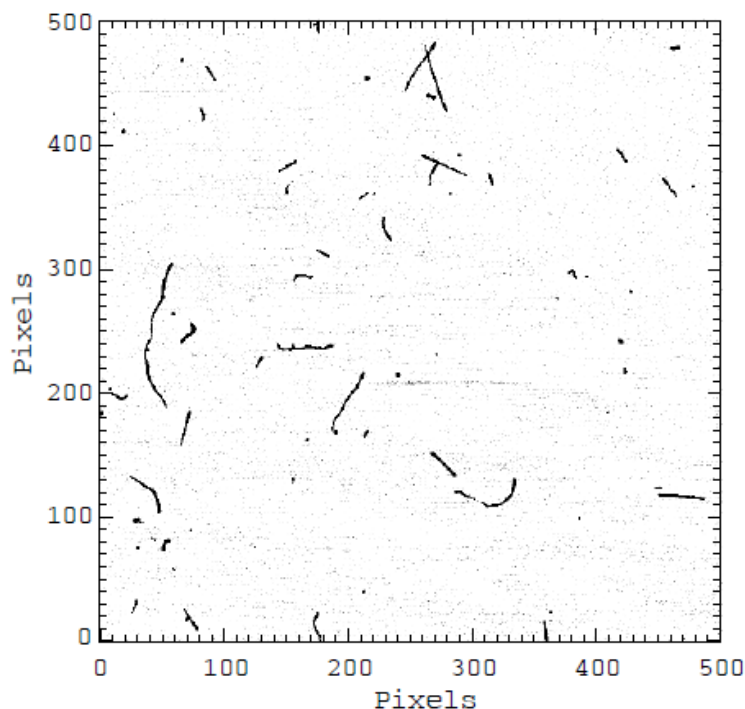


Figura 23. A 500 pixel \times 500 pixel subfield of a 4000 s dark exposure (totally depleted 200- μ m thick LBNL CCD, Lick 3-m Coudé spectrometer room), showing cosmic-ray muons (straight tracks), worms (low-energy electrons), and spots. While the spots look insignificant, they are about as abundant as the worms and can indicate considerable deposited energy. Figura extraída de (Smith, y otros 2002).

La presencia de rayos cósmicos en las imágenes obtenidas por medio de CCDs viene originada por las partículas energéticas que atraviesan el sustrato que forma estos detectores. Estas partículas generan electrones que son tratados en el proceso de lectura del CCD como si fueran producidos por fotones. Estos rayos cósmicos bombardean el detector desde todos los ángulos. Algunos de estas partículas inciden con un ángulo de incidencia muy próximo a cero, lo que produce la aparición de defectos con perfiles muy marcados en la imagen cubriendo varios píxeles, mientras que otros pueden incidir de manera rasante, es decir con ángulos de incidencia próxima a 90° , lo que produce la aparición de perfiles alargados que cubren un gran número de píxeles según el rayo cósmico va atravesando de manera casi horizontal a través del sustrato del CCD. Mientras que los revestimientos de metal son situados con frecuencia en la parte posterior de las cámaras con la intención de reducir el flujo total de partículas, la mitigación de la radiación proporcionada es típicamente no mucho mejor a $\sim 2\pi$ estereorradianes²⁵ sin la utilización de las configuraciones inusuales de revestimiento.

Ya que los rayos cósmicos no atraviesan el camino óptico de una cámara CCD, la aparición de los defectos producidos por los rayos cósmicos en una imagen de CCD no aparece desenfocadas (borrosas) por la PSF, por lo que los defectos inducidos en el CCD tienen una frecuencia espacial mayor que la que es soportada por el diseño óptico de la cámara CCD. Por lo tanto varios de los algoritmos de eliminación de rayos cósmicos en imágenes simples, aprovechan estén hecho para separar los defectos inducidos por los rayos cósmicos de la señal producida por observaciones de fuentes puntuales. Sin embargo, si la cámara CCD trabaja en el rango de sub-muestreo (subsample²⁶) la separación entre las fuentes puntuales

²⁵ El **estereorradián** es la unidad derivada del SI que mide ángulos sólidos. El estereorradián se define haciendo referencia a una esfera de radio r . Si el área de una porción de esta esfera es r^2 , un estereorradián es el ángulo sólido comprendido entre esta porción y el centro de la esfera.

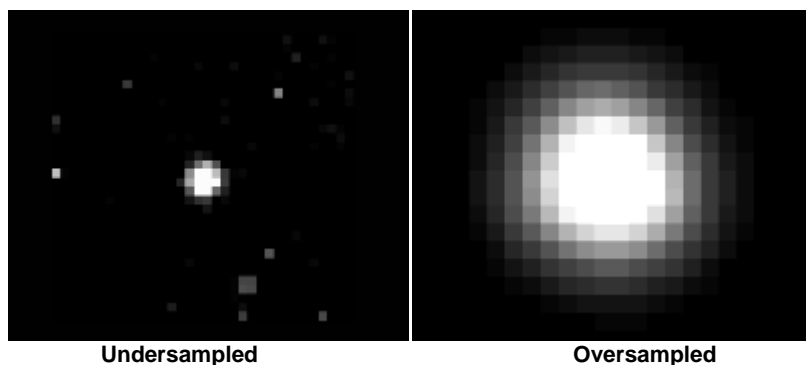
²⁶ El **muestreo** (*sampling*) se refiere al número de píxeles utilizados para producir detalles. Una imagen de CCD está construida por un número de píxeles, cada uno con un valor de brillo que se asigna a un valor de gris mediante una rutina de representación. Ya que los píxeles son cuadrados, las características de los bordes en la imagen poseerán

y los defectos verticales de un CCD se convierte un proceso problemático: cuanto el sub-muestreo del plano focal es importante, las imágenes estelares cubren únicamente unos cuantos píxeles y por lo tanto los rayos cósmicos se asemejan a estrellas. Los defectos inducidos por los rayos cósmicos no siempre tienen un perfil marcado. La posición en la que el rayo cósmico interacciona con el CCD afecta en gran medida la aparición del defecto en la imagen del CCD. Por ello, los rayos cósmicos que inciden de forma horizontal cerca de la superficie del CCD producen líneas con bordes muy marcados, mientras que aquellos que interaccionan en las capas más profundas del sustrato del CCD producen líneas más borrosas.

Uno de los métodos para la eliminación de los defectos inducidos por la intención de rayos cósmicos es la toma de múltiples exposiciones del mismo campo y su posterior combinación de estas imágenes, eliminando las cuentas más altas en cada uno de los píxeles del apilado. Las altas cuentas producidas por un rayo cósmico son estadísticamente significativamente más alto que las cuentas producidas por el cielo o los objetos vistos en los píxeles; ver por ejemplo, (Fixsen, y otros 2000)). En general, una pixel dado sufrirá el choque con un rayo cósmico en una o dos de las exposiciones, y el resto de las exposiciones pueden ser usadas para obtener el valor a remplazar (C. Y. Zhang 1995). Esta técnica se ha implementado en varias ocasiones (ver por ejemplo, el software de reducción y análisis de datos astronómico STSDAS (The Space Telescope Science Data Analysis System) sobre IRAF, proporciona la tarea *crrej* en el paquete *hst_calib*). Existen métodos para la combinación de exposiciones múltiples con una alto grado de sofisticación, particularmente aquellos desarrollados para el los datos tramados (dithered) del HST ((Fruchter y Hook 1997) y (Fruchter y Hook 2002)). En algunas ocasiones, sin embargo, no es posible obtener múltiples exposiciones. El objeto a estudio puede variar o mover en escalas temporales cortas, y en el caso de espectroscopía de rendija larga las posiciones e intensidades de las líneas del cielo y el espectro del objeto puede cambiar (B. Croke 1995). Otra clara situación se da cuando el *seeing* varía significativamente entre las exposiciones (J. Rhoads 2000). En este caso las identificación y eliminación de los rayos cósmicos en una única observación es considerablemente más difícil que en el caso en el que se dispone de un conjunto de imágenes.

Como hemos visto, existe un gran número de algoritmos y aplicaciones de análisis de imágenes disponibles a la comunidad científica para la detección y eliminación de los defectos inducidos por los rayos cósmicos en las imágenes obtenidas mediante cámaras CCD. Recientemente (Farage y Pimblet 2005) han realizado una comparativa de cuatro de los algoritmos más utilizados para la eliminación de rayos cósmicos en imágenes simples: (1) El script de IRAF *jrreg2.cl* (J. Rhoads 2000); (2) el script de

una apariencia en escalones. Cuantos más píxeles y más niveles de grises sean usados, mayor será la suavidad de los bordes. Imágenes que tienen estrellas en forma de bloques sufren de sub-muestreo (*undersampling*). Es decir, no hay un número suficiente de píxeles para cada imagen de cada estrella. El número de píxeles que forman una imagen de una estrella viene determinada por la relación entre la longitud focal del telescopio, el tamaño físico de los píxeles, y el tamaño de la imagen de la estrella (normalmente dada en arcsegundos).



IRAF lacos_im.cl (van Dokkum 2001), que se basa en el algoritmo L.A.COSMIC; (3) el programa dcr.c (Pyth 2004); y (4) el script IRAF xzap.cl²⁷

Los rayos cósmicos se acumulan linealmente con el tiempo en un detector y un gran número se acumula en las imágenes o espectros de larga exposición. Las imágenes pueden sufrir de una extensa pérdida de datos cuando, en particular, se obtienen en un ambiente de alta radiación, como puede ser en órbitas o fuera del campo magnético terrestre. Por ejemplo, (J. D. Offenberg, y otros 1999) predice que hasta un 10% del campo de visión del Next Generation Space Telescope puede verse afectado por la presencia de rayos cósmicos durante una exposición de 100 segundos. Por lo tanto es de vital importancia el desarrollo de mecanismos eficientes para la detección y eliminación de estos defectos. La presencia de rayos cósmicos puede tener efectos sobre diferentes algoritmos de procesamiento de imágenes astronómicas. Por ejemplo, puede reducir el factor de compresión de las imágenes astronómicas en los algoritmos de compresión (J. D. Offenberg, y otros 1999), y puede perturbar la operación de procesos autónomos astronómicos (Axelrod, y otros 2004) (Tuairisg, y otros 2004)

Existe un gran número de métodos para la eliminación de los rayos cósmicos (Cosmic Ray Rejection, CCR). La solución más común es la utilización de múltiples imágenes del mismo objeto astronómico: es muy poco probable la colisión de rayos cósmicos en el mismo pixel más de una vez en una serie de exposiciones. Las imágenes en las cuales no hay presencia de rayos cósmicos son usadas para calcular los valores de los pixeles afectados (Fruchter y Hook 1997) (Fruchter y Hook 2002). Un problema más complicado en la eliminación de rayos cósmicos aparece en el caso de exposiciones únicas, como se da en el caso de la observación de objetos con una alta velocidad, o en observaciones o procesamiento de datos en el que el tiempo es una variable crítica, o cuando simplemente no es posible obtener múltiples imágenes (Pimblet 2004). Por ello varias investigaciones se han centrado en la implementación de técnicas de eliminación de rayos cósmicos en imágenes de una única exposición. En este caso, las técnicas para el procesamiento de las imágenes deben explotar las características intrínsecas de las señales generadas por los rayos cósmicos en el CCD: su perfil afilado y su alta potencia a altas frecuencias espaciales²⁸. Se han desarrollado un número de métodos con el fin de identificar y remplazar los pixeles afectados por los rayos cósmicos tanto en imágenes como en espectroscopía.

(Wang, Zhu y Ye 2009) presenta un algoritmo diseñado para imágenes espectroscópicas y se basa en la aplicación de un proceso de coincidencia de una plantilla (ver también (García-Lorenzo, y otros 2005) y (Sánchez, y otros 2006)), que es ampliamente usado en el reconocimiento de objetos en imágenes digitales (Brown 1992). En particular se basa en la identificación de aquellos pixeles que pertenecen al espectro, mientras que otros algoritmos tratan de localizar la presencia de rayos cósmicos directamente. Este método presenta la ventaja de un nivel muy bajo de detecciones falsas.

En este trabajo presentamos un método para la eliminación automática de rayos cósmicos en imágenes espectrales de una sola exposición,

(Zhang, y otros 2007) presentan un método adaptado a imágenes de CCD espectroscópicas. El método hace uso de un filtro de mediana adaptativo modificado para la identificación de los pixeles que posiblemente estén contaminados por rayos cósmicos. Posteriormente aplica una técnica que preserva los bordes, llamada TV *inpainting*, con la intención de restaurar los pixeles corruptos.

²⁷ Ver <http://www.noao.edu/noao/noaodeep/ReductionOptv6/xzap.cl> y <http://www.phy.ohiou.edu/~tss/ASTR410/cosmicrays.html>

²⁸ La **frecuencia especial** es una característica de cualquier estructura que es periódica a lo largo de una posición en el espacio. La frecuencia espacial es una medida de la frecuencia de componentes sinusoidales de la estructura se repiten por la unidad de distancia. La unidad del SI de la frecuencia espacial es el ciclo por metro. En la aplicación del procesamiento de imágenes, la frecuencia espacial se expresa a menudo en unidades de ciclos por milímetro.

Por ejemplo, uno de los métodos más populares se basa en la utilización de filtros de la media de la imagen (median-filtering), como las rutinas QZAP y XZAP, implementadas en IRAF por Dickinson, que posteriormente fue mejorado por (J. Rhoads 2000), mediante la utilización de la información sobre la PSF de la imagen. También se han implementado basados en la utilización de redes neuronales (Salzberg, y otros 1995) o la interpolación de los píxeles vecinos, como es el caso de la rutina COSMICRAYS del paquete de IRAF NAO.IMRED.CCDRED²⁹. Uno de los métodos más eficaces y más utilizados se basa en la detección de bordes laplaciana (van Dokkum 2001). Posteriormente, (Pych 2004) propuso un algoritmo basado en el histograma de los datos de la imagen. Recientemente, (Far05) presentaron un trabajo en el que se comparan todos estos métodos. (Zhang, y otros 2007) describe un algoritmo en el que se aplica una técnica de preservación de bordes (edge-preserving) llamada TV inpainting³⁰. Alternativamente (Zhu y Ye 2008) han presentado un método efectivo basado en operaciones diferenciales de primer orden y ajustes mediante funciones de Bessel. (Zhu, y otros 2009) ha presentado recientemente un método basado en la morfología en escala de grises (greyscale morphology)³¹. En particular este método es considerado por los autores, como el idóneo para la detección de rayos cósmicos en imágenes de espectroscopía, debido a las diferencias morfológicas de los espectros y los rayos cósmicos. La morfología matemática es una herramienta utilizada para la extracción de los componentes que forman una imagen y ha sido ampliamente aplicado en diferentes campos, incluida el procesamiento automático de imágenes astronómicas. Por ejemplo, (Candéas, Braga-Neto y Carvalho 1997) propuso una aproximación a la resolución del problema de la discriminación automática de estrellas/galaxias. (Moore, Pimblet y Drinkwater 2006) hizo uso de este método para la clasificación de objetos astronómicos. La clasificación automática de objetos en una imagen (Murtagh 1992) (Salzberg, y otros 1995) (Bertin y Arnouts 1996). Recientemente mediante el uso de la transformada wavelet (ondícula), o transformada de Haar, se ha propuesto un método que elimina los rayos cósmicos sin importar su forma o tamaño. Con este método podemos eliminar más del 95% de los rayos cósmicos en una imagen espectral (M. T. Orozco-Aguilera 2009). Igualmente se ha aplicado lógica borrosa (Shamir 2005) Este algoritmo se basa en la modelización de la percepción humana mediante la lógica borrosa. El algoritmo propuesto está especialmente diseñado para eliminar múltiples píxeles afectados por rayos cósmicos que pueden ser más grandes que algunas PSF de auténticas fuentes astronómicas. Este algoritmo puede tener una precisión de ~97.5% con un error del 0.02% de fuentes astronómicas verdaderas. Una de las grandes ventajas de este algoritmo es un eficiencia computacional. (Waniak 2007) implementa un algoritmo basado en redes neuronales aplicado a imágenes de CCD. Este método muestra un éxito de hasta un 99% para un conjunto de entrenamiento de datos formado por imágenes estelares y rayos cósmicos en una proporción de 1:2. A la hora de implementar estos diferentes métodos, se requiere la detección y eliminación (mediante el remplazamiento de los píxeles afectados por un valor interpolado razonable) del mayor número de rayos cósmicos, y simultáneamente, se debe minimizar el número de píxeles que son etiquetados como afectados por la presencia de rayos cósmicos.

Recientemente (Farage y Pimblet 2005) ha realizado un estudio comparativo entre cuatro algoritmos de detección y eliminación de rayos cósmicos: el script de IRAF, JCRREJ2 (J. Rhoads 2000); el script de IRAF L.A. COSMIC (van Dokkum 2001); el script DCR (Pych 2004); y la tarea de IRAF, XZAP, desarrollada por Dickinson. Todos estos algoritmos tienen la característica de ser idepotentes: su uso repetido no produce efectos adicionales. A la hora de implementar cada algoritmo, el usuario debe proporcionar como entrada un número de parámetros libres que personaliza el comportamiento del proceso de detección de rayos cósmicos. Estos parámetros deben ser ajustados empíricamente con el objetivo de obtener el mejor rendimiento del proceso de eliminación.

²⁹ Ver "*Cleaning Images of Bad Pixels and Cosmic Rays Using Iraf*" de Lisa Wells (<http://iraf.net/irafdocs/clean.pdf>), para más detalles.

³⁰ **Inpainting** es el proceso de reconstrucción de partes perdidas o deterioradas de imágenes y videos.

³¹ La **Morfología matemática** es una teoría y técnica para el análisis y tratamiento de las estructuras geométricas, basada en la teoría de conjuntos, teoría de retículos, topología y funciones aleatorias. La morfología matemática es comúnmente aplicada más a las imágenes digitales, pero puede ser empleada también en gráficos, mallas poligonales, sólidos y muchas otras estructuras espaciales.

El script de IRAF, JCRREJ2 (J. Rhoads 2000), implementa un filtro lineal en el que los parámetros libres son la PSF de la imagen y propiedades de ruido, el umbral superior del sigma clipping para la identificación de rayos cósmicos, y la elección del algoritmo que se debe usar para remplazar los pixeles detectados. El proceso convoluciona la imagen con una función derivada de la diferencia entre una PSF gaussiana y una función delta escalada. Los pixeles que constituyen los sucesos asociados a los rayos cósmicos son identificados como aquellos con intensidades por encima de un valor umbral. El algoritmo realiza múltiples iteraciones del proceso para asegurar que los pixeles ocultos por rayos cósmicos vecinos en anteriores aplicaciones pueden ser detectados. Para que el algoritmo funcione correctamente, se requiere que los datos estén bien muestreados con un *seeing* de dos o más pixeles. La salida de este algoritmo es una máscara de imagen de rayos cósmicos en la que solamente los pixeles afectados por rayos cósmicos son asignados valores de flujo diferente de cero. El método de Rhoads no proporciona una imagen limpia donde los rayos cósmicos han sido eliminados y remplazados, y por ello se requiere la utilización de un algoritmo independiente para completar el proceso de eliminación (por ejemplo, mediante la tarea de IRAF, FIXPIX).

El algoritmo L.A. COSMIC (Laplacian Cosmic Ray Identification) (van Dokkum 2001) se basa en el perfil abrupto de los bordes de los objetos asociados a la presencia de rayos cósmicos. Los parámetros libres son un límite de detección para los rayos cósmicos en función de la desviación estándar (σ) de fondo, un criterio para la detección de pixeles vecinos, y un límite de contraste para discriminar entre la presencia de rayos cósmicos y otros objetos. Igualmente, es un proceso iterativo, y en cada paso realiza una estimación de las propiedades del ruido y ganancia³² de la imagen (si nos proporcionadas como entrada), identifica los pixeles afectados por los rayos cósmicos, diferencia entre rayos cósmicos y objetos y etiqueta los pixeles seleccionados. Cuando no se detectan más candidatos, las iteraciones se detienen y se genera como salida la imagen limpia y un mapa de pixeles malos. El algoritmo se ha diseñado con la intención de ser aplicado a los datos sub-muestreados del HST. El valor de threshold determina la cuenta de lectura mínima necesitada por un pixel para ser considerado como procedente de la colisión de un rayo cósmico, basado en algún múltiplo de la desviación estándar del fondo. El parámetro flux/ratio es el cociente entre el flujo de los pixeles vecinos y un pixel concreto candidato a haber sido originado por un rayo cósmico, y es usado para elegir que pixeles deben ser corregidos: son remplazados por el valor medio de los cuatro pixeles vecinos. Así por ejemplo, un valor de 5 requiere que el valor del pixel objetivo debe exceder la media de sus vecinos en un factor 20 para ser remplazado. Por lo tanto este método requiere la determinación de la región del cielo para obtener la desviación media.

El algoritmo desarrollado por (Pych 2004) toma una aproximación diferente a la detección de rayos cósmicos. En lugar de usar un filtro de imágenes, el algoritmo hace un análisis del histograma de las cuentas en pequeñas sub-secciones de la imagen. Los parámetros libres incluyen un valor umbral, el tamaño de caja del sub-marco, y detalles sobre el método de interpolación y remplazo de los pixeles seleccionados. El usuario puede también especificar un radio de crecimiento dentro del cual los pixeles que rodean aquellos que han sido seleccionados como rayos cósmicos deberían ser también etiquetados. Los objetos en una imagen asociados a los rayos cósmicos exhiben un perfil no gaussiano y por lo tanto su presencia afecta a la estadística de la imagen, produciendo una desviación de la distribución gaussiana esperada. El algoritmo examina en el histograma la presencia de puntos con altos valores que se separan del umbral dado de la distribución media. El programa crea un mapa de rayos cósmicos y una imagen limpia tras un número especificado de iteraciones en el proceso de remplazo y detección. Este método está muy recomendado para su aplicación en datos espectroscópicos y es menos eficaz que los métodos de (J. E. Rhoads 2000) y (van Dokkum 2001), en el caso de imágenes con una PSF estrecha.

La tarea XZAP de IRAF escrita por Dickinson, que es una componente del paquete XDIMSUM de IRAF, es, a diferencia de los anteriores métodos, un método no iterativo que aplica un filtro de mediana espacial a la imagen que realiza un proceso de enmascaramiento no escarpado y que etiqueta los pixeles por

³² La **ganancia**, en lo referido a señales eléctricas, es una magnitud que expresa la relación entre la amplitud de una señal de salida respecto a la señal de entrada. Por lo tanto, la ganancia es una magnitud adimensional, que se mide en unidades como belio (B) o múltiplos de éste como el decibelio (dB).

encima de un umbral pre-seleccionado en un único paso. La tarea detecta la desviación estándar del fondo del cielo, aunque el proceso requiere un examen manual de la imagen y la identificación de una sección de las imágenes como entrada que contiene únicamente cielo de fondo y está libre de objetos y rayos cósmicos. Otros parámetros libres que se necesitan especificar cuando tratamos una imagen son el tamaño de la caja del filtro de mediana, el umbral de “borrado” de los objetos asociados a los rayos cósmicos, y un punto límite para la eliminación de píxeles de cielo. Varios parámetros disponibles, afectan los píxeles alrededor de los rayos cósmicos detectados para ser también etiquetados. El resultado es una imagen limpia, así como un mapa de los rayos cósmicos detectados.

Cabe también destacar una serie de algoritmos desarrollados en los últimos años. Por ejemplo, la tarea COSMICRAYS de IRAF (Wells y Bell September 1994) del paquete CCDRED detectan píxeles por encima una umbral especificado y los etiqueta como rayos cósmicos si se ajustan un criterio entre el cociente del flujo relativo a los píxeles situados alrededor. La aplicación efectiva de este método requiere mucho tiempo para una aplicación efectiva, requiriendo tanto un proceso de examinación interactiva para determinar el cociente de flujo apropiado, o la identificación a priori de una región de la imagen que contenga un objetos para la determinación automática de este parámetro. (Pych 2004) también señaló la imposibilidad de este algoritmo de eliminar múltiples píxeles afectados por la presencia de rayos cósmicos. La tarea XNZAP es un método de clasificación mediante auto-aprendizaje, incluido en el paquete XDIMSUM de IRAF. Es programa opera de una forma muy similar a la tarea XZAP, pero utiliza un filtro de promedio en lugar de un filtro de mediana. Otro método ampliamente utilizado el paquete SEXTRACTOR (Bertin y Arnouts 1996). Este programa genera un catálogo de los objetos de una imagen, seleccionando los candidatos basándose en un conjunto de criterios de selección tales como el umbral en la intensidad, área del CCD, y varias propiedades de *deblending*.

(Farage y Pimbblet 2005) realizó un estudio comparativo mediante la utilización de imágenes reales y simuladas entre cuatro de los algoritmos previamente descritos: (J. Rhoads 2000), (van Dokkum 2001), (Pych 2004) y la tarea XZAP de IRAF desarrollada por Dickinson. En particular se centra en el estudio del rendimiento relativo y características de cada de estos métodos, así como el nivel de detección falsas de objetos reales y la calidad de la limpieza de la imagen así como de su reconstrucción. En particular, concluyen que la eficiencia de detección es independiente de la densidad de rayos cósmicos en una imagen, siendo más fuertemente afectado por la densidad de objetos reales en el campo. Como es de esperar, detecciones falsas y alteraciones a los datos reales en el proceso de limpieza aumentan significativamente para altas densidades de objetos. Concluyen que el método de Roads presenta el mejor rendimiento en la detección de rayos cósmicos, sin embargo, el método de Dokkum muestra el rendimiento global más alto en función de la detección y limpieza. En este trabajo se centran en la importancia de dos propiedades independientes de una imagen, relevantes para la investigación de las técnicas de eliminación de rayos cósmicos:

1. La densidad de objetos en el campo; y
2. La frecuencia de píxeles afectados por rayos cósmicos.

Evidentemente, la tarea de eliminación de rayos cósmicos se hace más difícil cuando estas dos propiedades aumentan su valor. Los autores cuantifican el efecto de la primera propiedad a través de un conjunto de datos simulados (a través del paquete ARTDAT de IRAF): una primera imagen que consiste un ruido de fondo uniforme; una segunda con un campo formado por un número escaso de objetos estelares y galácticos; y una tercera altamente poblada, formada por un cluster globular. La frecuencia de rayos cósmicos viene cuantificada por mediante un “factor de llenado” de rayos cósmicos, que es definido como el porcentaje de píxeles de la imagen que son parte de un evento asociado a un rayo cósmico. En las imágenes simuladas, estos píxeles son definidos como aquellos, tras imbuir la imagen con rayos cósmicos en un ruido de fondo, poseen una intensidad $\geq 4\sigma$ sobre el nivel de fondo medio.

El conjunto de parámetros libres óptimos para un método dado es aquel en el que se alcanza un compromiso entre el número máximo de rayos cósmicos, el número mínimo de detecciones falsas y la calidad de limpieza de la imagen. El número de rayos cósmicos detectados puede tomarse como el mejor indicador de la eficiencia de detección del algoritmo. Los resultados pueden expresarse como la fracción del número total de píxeles de rayos cósmicos en la imagen original. La Figura 24 presenta la eficiencia de detección para las tres imágenes simuladas descritas previamente para los cuatro algoritmos seleccionados en función del factor de llenado de rayos cósmicos. Como se puede observar en esta figura, el factor de llenado parece tener un pequeño o ningún efecto en el rendimiento de los algoritmos. Solamente los resultados asociados a los resultados de Pych muestran incluso una caída en la eficiencia en la detección al aumentar el factor de llenado. Esto va en contra de nuestra predicción intuitiva por la que la eficiencia de detección debería ser afectada significativamente al aumentar el factor de llenado. También se puede observar que la densidad de objetos es de gran importancia, produciendo una reducción considerable en el rendimiento al aumentar su valor. Este hecho es mucho más claro para el algoritmo de Rhoad, que es mucho mejor para una imagen vacía y con ruido. Como se puede observar en esta figura, los algoritmos presentan un bajo rendimiento para una imagen vacía y con ruido. Se presumiría un resultado mucho mejor para este caso trivial. La Figura 25 muestra el número de detecciones falsas realizadas durante los algoritmos sobre las imágenes simuladas. Estos resultados, en función del factor de relleno, se representan de manera individual para cada algoritmo de tal manera que el efecto de las propiedades de la imagen puede observarse más claramente. Se puede observar similares niveles de detección falsa, con la excepción del algoritmo de Pych en el límite de alta densidad de objetos. A diferencia de los efectos al aumentar la densidad de objetos que, al proporcionar más objetos que pueden ser detectados potencialmente como falsos rayos cósmicos, podrían esperarse, el aumento de detecciones falsas con el factor de llenado es inesperado y anti intuitivo. Se puede explicar, sin embargo, mediante la comparación de los mapas de detección falsas para cada algoritmo con los mapas de rayos cósmicos original creado por la suma de imágenes simultáneas, antes de la suma del ruido de fondo y la imposición de la definición de rayos cósmicos como objetos con intensidades $\geq 4\sigma$. Está claro que la mayoría de las detecciones falsas realizadas por los algoritmos de van Dokkum y Rhoads y la mayoría realizadas por el algoritmo XZAP son rayos cósmicos simulados por debajo del umbral o píxeles en los bordes.

En este trabajo, se concluye que el algoritmo de van Dokkum produce imágenes limpias de gran calidad, aunque el algoritmo tiende algunas veces a perder la detección de rayos cósmicos relativamente más largos y menos alongados. El algoritmo de Rhoad exhibe la eficiencia de detección más alta, y muestra un nivel de detección falsa razonable (menor al 0.02%). El algoritmo de van Dokkum desbanca al algoritmo de Rhoads cuando se aplica a observaciones reales. Este algoritmo proporciona las imágenes limpias más satisfactorias, aunque es un proceso relativamente lento.

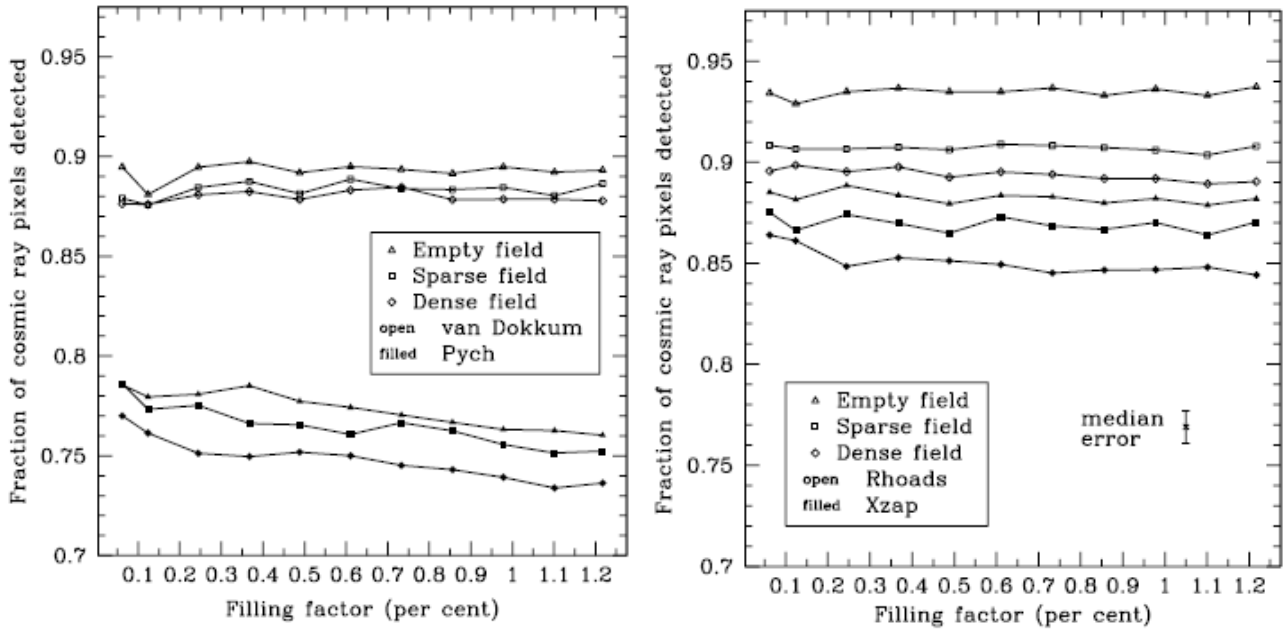


Figura 24. Resultados de la eficiencia de detección de pixeles de rayos cósmicos. Para las imágenes con una densidad de objetos similar, la eficiencia de detección es independiente del factor de llenado de rayos cósmicos, aunque reducido incrementando la densidad de objetos. Panel de la izquierda, eficiencia de detección de los algoritmos de Rhoads y XZAP. Panel de la derecha, eficiencia de detección de los algoritmos de Pych y van Dokkum. Figura extraída de (Farage y Pimbblet 2005).

Tabla 1. Mejores eficiencias fraccionales de rayos cósmicos obtenidos para un conjunto de datos reales. Los errores son errores Possionianos simples. Tabla extraída de (Farage y Pimbblet 2005).

CRR Method	N(detections) (pixels)	Error (pixels)	Efficiency	Error
van Dokkum	5969	77	0.86	0.015
Rhoads	5410	74	0.78	0.014
Xzap	5405	74	0.78	0.014
Pyeh	5267	73	0.76	0.014

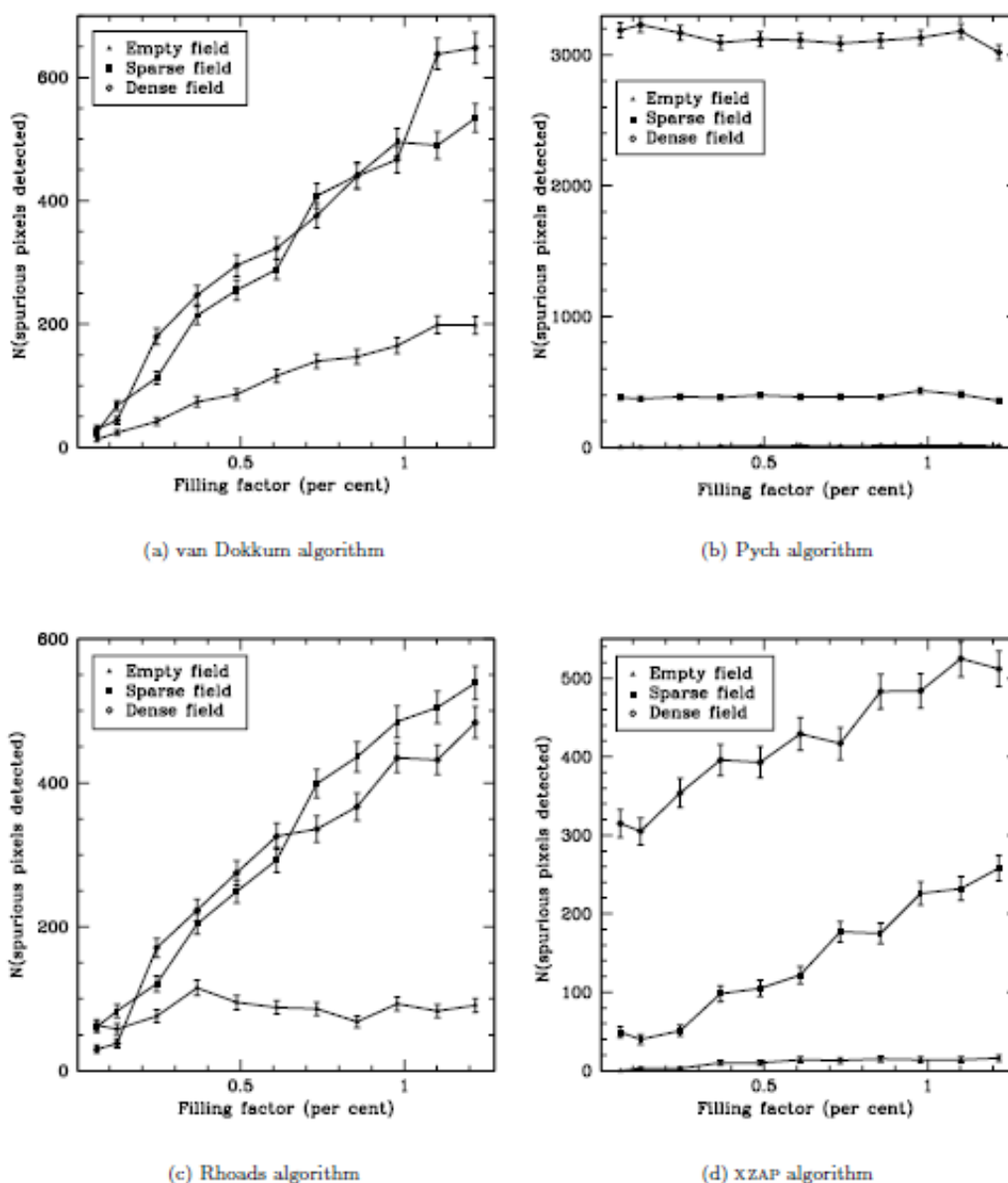


Figura 25. El número de detecciones falsas realizadas por cada algoritmo en función del factor de llenado, con errores de Poissoniano simple. A diferencia de la eficiencia de detección, el nivel de detecciones falsas aparece tener alguna dependencia en la densidad de rayos cósmicos para todos los algoritmos a excepción del algoritmo de Pych. Figura extraída de (Farage y Pimblet 2005).

Descripción del programa.

En este trabajo nos centramos en la implementación del método desarrollado por (van Dokkum 2001). Éste se basa en la detección laplaciana de bordes, método que es ampliamente usado para realzar los contornos en imágenes digitales (Gonzalez y Woods 1992). La fortaleza del método se basa en el perfil afilado de los bordes de los rayos cósmicos en lugar del contraste entre los rayos cósmicos y su entorno. Por lo tanto, es un método bastante independiente de la morfología de los rayos cósmicos. Esta propiedad es muy útil, y forma la base para una discriminación robusta entre fuentes pobremente muestreadas y los rayos cósmicos.

En esta sección presentamos un resumen de las principales pasos en los que se basa el algoritmo L.A. Cosmic. Referimos al lector al trabajo original (van Dokkum 2001) para obtener detalles más concretos.

La laplaciana de una función 2-D es la segunda derivada definida como

$$\nabla^2 f = \frac{df}{dx^2} + \frac{df}{dy^2}. \quad (1)$$

En las técnicas de detección de bordes en imágenes digitales, las imágenes son convolucionadas con la laplaciana de una función gaussiana 2D de la forma

$$f(x, y) = \exp\left(-\frac{r^2}{2\sigma^2}\right), \quad (2)$$

donde $r^2 = x^2 + y^2$ y σ es la desviación estándar. La segunda derivada con respecto a r tiene la forma

$$\nabla^2 f = \left(\frac{r^2 - 2\sigma^2}{\sigma^4}\right) \exp\left(-\frac{r^2}{2\sigma^2}\right). \quad (3)$$

La laplaciana tiene un cero en $r = \pm\sqrt{2}\sigma$, y la localización de los bordes se lleva a cabo mediante la identificación de los ceros en la imagen convolucionada. La desviación estándar puede ajustarse al perfil del borde, y mediante el uso de un rango de valores de σ se pueden identificar tanto bordes afilados como suaves (Marr y Hildreth 1980).

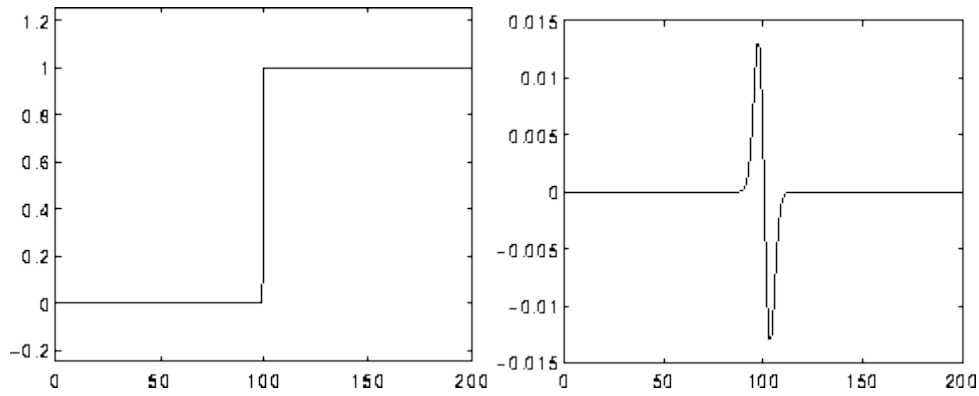


Figura 26. Respuesta de un filtro laplaciana a una función escalón 1D de longitud de 200.

Las laplacianas discretas son aproximaciones a la función laplaciana obtenidas mediante el método de diferencias finitas o mediante el método de elementos finitos. Por ejemplo, la laplaciana en dos dimensiones puede ser aproximada usando el método de diferencias finitas con una estrella (stencil) de cinco puntos, toma la forma

$$\Delta f(x, y) \approx \frac{f(x-h, y) + f(x+h, y) + f(x, y-h) + f(x, y+h) - 4f(x, y)}{h^2}, \quad (4)$$

donde h es el tamaño de la rejilla en ambas dimensiones, por lo que el *stencil* de cinco puntos de un punto (x, y) en el *grid* es

$$\{(x-h, y), (x, y), (x+h, y), (x, y-h), (x, y+h)\}. \quad (5)$$

Si el tamaño del *grid* es $h=1$. Por lo tanto la representación de la laplaciana discreta puede expresarse como una convolución con el siguiente *kernel* 2D

$$\nabla^2 f = \frac{1}{4} \begin{pmatrix} 0 & -1 & 0 \\ -1 & 4 & -1 \\ 0 & -1 & 0 \end{pmatrix}. \quad (6)$$

Una aplicación directa de la Eq. (4) a una imagen de CCD produce zonas de cambio de signo (*cross patterns*) negativas alrededor de los píxeles más altos, por lo que los píxeles asociados a los rayos cósmicos sufren de atenuación. Por lo tanto, antes de realizar la convolución de la imagen original I , se necesita realizar un submuestreo de la misma, $I^{(2)}$, donde 2 denota el tamaño de factor de submuestreo usado. Aplicamos la laplaciana a la imagen submuestreada $\mathcal{L}^{(2)} = \nabla^2 f \circ I^{(2)}$. La laplaciana del borde de un rayo cósmico es negativa en la parte exterior y positiva en el interior, por lo que podemos eliminar las zonas de cambio de signo haciendo cero todos los valores negativos, a lo que llamaremos $\mathcal{L}^{(2)+}$. Finalmente la imagen es remuestreada a su resolución original \mathcal{L}^+ . El valor numérico asociado a cada borde es la diferencia entre los dos píxeles vecinos, y por lo tanto la imagen I obtenida al aplicar la laplaciana y posteriormente remuestreada consiste en un fondo suave B con la superposición de un ruido. Para identificar la presencia de rayos cósmicos en la imagen \mathcal{L}^+ , el valor de cada pixel es comparado con el ruido esperado en esa posición. Hay que notar que el ruido en la imagen \mathcal{L}^+ no es el mismo que en la imagen original I , ya que la laplaciana aumenta el ruido en un factor $\sqrt{5/4}$, y todas las fluctuaciones negativas de Poisson en la imagen original son (próximas a) cero en \mathcal{L}^+ .

El modelo de ruido se construye mediante la convolución de la imagen original con un filtro de mediana

$$N = g^{-1} \sqrt{g(M_5 \circ I) + \sigma_{rn}^2}. \quad (7)$$

Donde g es la ganancia en electrones/ADU, σ_{rn} es el ruido de lectura en electrones, y M_5 es un filtro de mediana de dimensión 5x5.

La imagen obtenida mediante el filtro laplaciano, \mathcal{L}^+ , es dividida por el modelo de ruido descrito en la Ec. (X) con la intención de obtener las desviaciones las fluctuaciones de Poisson esperadas:

$$S = \frac{\mathcal{L}^+}{f_s N}, \quad (8)$$

donde f_s es el factor de submuestreo usado.

Los rayos cósmicos se identifican mediante la selección de los píxeles en S que tienen un valor superior a un umbral σ_{lim} .

La laplaciana proporciona la diferencia entre un pixel y los píxeles que le rodean, pero carece de información sobre la naturaleza sobre las características detectadas. Los objetos astronómicos verdaderos producen señales en la imagen \mathcal{L}^+ debido a la ruido Poissoniano así como a los perfiles de intensidad intrínsecamente suaves que son muestreados por los píxeles. Este “flujo de muestreo” es generalmente suave, a excepción de objetos brillantes, cuyo valor puede ser muy alto si la PSF no está bien muestreada. El flujo de muestreo es eliminado de S en dos pasos. Primero, toda estructura que es suave en una escala de ≥ 5 píxeles es eliminada mediante la aplicación de un filtro de mediana

$$S' = S - (S - M_5). \quad (9)$$

Esto produce la eliminación de objetos brillantes extensos (incluido fuentes puntuales si la PSF esta bien muestreada). A continuación, se elimina la presencia de fuentes puntuales críticamente muestreadas (o incluso submuestreadas). Este proceso puede ser bastante complicado, debido a la dificultad de distinguir rayos cósmicos de estrellas o líneas de emisión en datos marginalmente muestreados, ya que éstos pueden mostrar variaciones similares entre píxeles dentro de un área de $\leq 3 \times 3$.

Las fuentes puntuales pueden ser distinguidas de los rayos cósmicos por su simetría. Por lo tanto, podemos una imagen que contenga únicamente estructuras simétricas en la escala de 2-3 píxeles y compararla con la imagen \mathcal{L}^+ . En particular, esta imagen la podemos crear a partir de una combinación de filtros de mediana:

$$\mathcal{F} = (M_3 \circ I) - [(M_3 \circ I) \circ M_7]. \quad (10)$$

La imagen \mathcal{L}^+ es dividida por \mathcal{F} y los rayos cósmicos son seleccionados como aquellos pixeles que tienen $S' > \sigma_{lim}$ y $\mathcal{L}^+/\mathcal{F} > f_{lim}$, donde f_{lim} define el contraste mínimo entre la imagen \mathcal{L}^+ y \mathcal{F} . En general, el valor apropiado de f_{lim} depende del muestreo de una fuente puntual dada, su cociente S/N , y si ésta está situada en el centro de un pixel o cercar del borde.

El algoritmo reemplaza los rayos cósmicos por la mediana de los pixeles “buenos” que lo rodean.

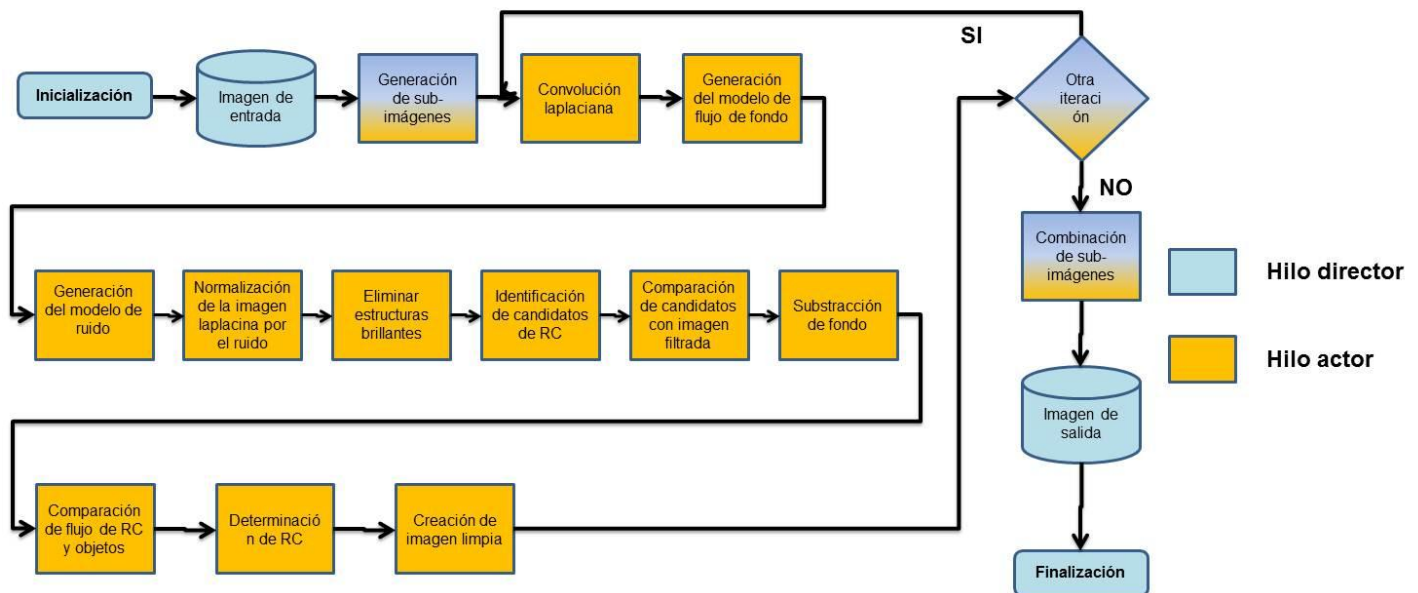


Figura 27. Diagrama de flujo de nuestro código³³. Ver <http://code.google.com/p/cosmic-ray-rejector-c/> para más detalles.

El panel izquierdo de la Fig. XX muestra una imagen artificial bien muestreada formada por 500 estrellas, 100 galaxias y 227 rayos cósmicos, con un valor $\geq 5\sigma$ por encima del valor de fondo del cielo. El panel derecho de esta misma figura muestra la imagen reconstruida tras la aplicación del algoritmo. El programa

³³ El **diagrama de flujo** es la representación gráfica del algoritmo o proceso. Permite la impresión visual de los procedimientos y una clara y lógica interpretación. Simbología:

- **Círculo:** Procedimiento estandarizado.
- **Cuadrado:** Proceso de control.
- **Línea ininterrumpida:** Flujo de información vía formulario o documentación en soporte de papel escrito.
- **Línea interrumpida:** Flujo de información vía formulario digital.
- **Rectángulo:** Formulario o documentación. Se grafica con un doble de ancho que su altura.
- **Rectángulo Pequeño:** Valor o medio de pago (cheque, pagaré, etcétera). Se grafica con un cuádruple de ancho que su altura, siendo su ancho igual al de los formularios.
- **Triángulo (base inferior):** Archivo definitivo.
- **Triángulo Invertido (base superior):** Archivo Transitorio.
- **Semi-óvalo:** Demora.
- **Rombo:** División entre opciones.
- **Trapezoide:** Carga de datos al sistema.
- **Elipsoide:** Acceso por pantalla.
- **Hexágono:** Proceso no representado.
- **Pentágono:** Conector.
- **Cruz de Diagonales:** Destrucción de Formularios.

detecta 222 rayos cósmicos de los 227 presentes, lo que representa un 98% de eficiencia. Pero lo que todavía es más importante es el hecho de que solamente detecta una de las 500 estrellas (0.2%) y ninguna galaxia como un rayos cósmico.

La Figura 29 muestra un ejemplo de la aplicación del algoritmo a una imagen espectroscópica. La gran diferencia de nuestro código en comparación con el algoritmo original de van Dokkum ofrece la posibilidad de ajustar y sustraer líneas del cielo y el espectro del objeto antes de realizar la convolución con el kernel laplaciano³⁴

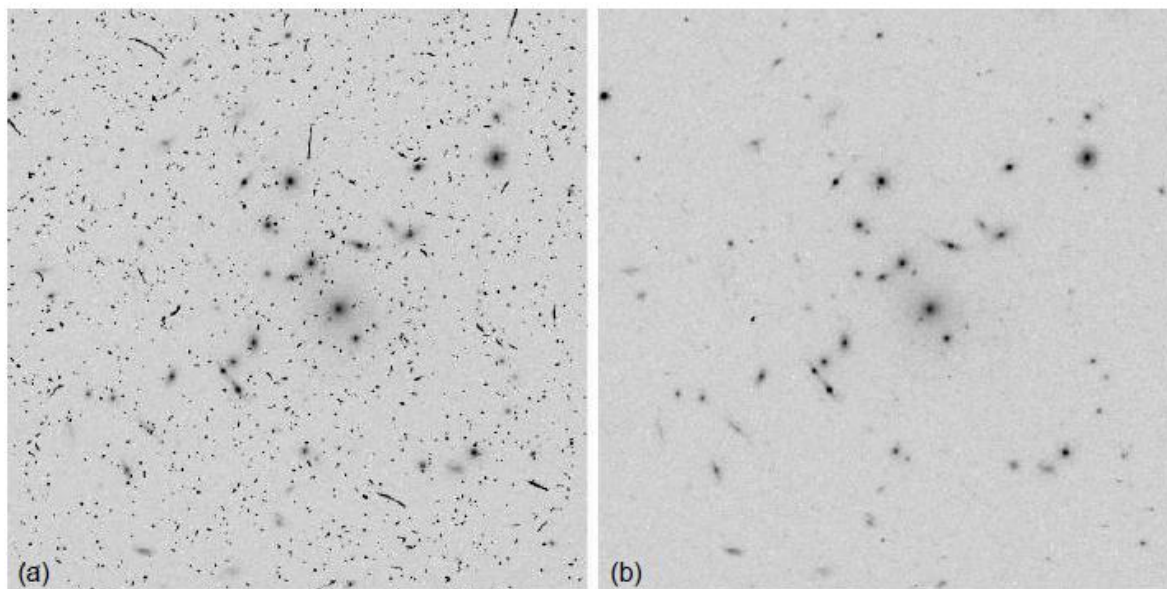


Figura 28. (a) Imagen artificial formada por 500 estrellas, 100 galaxias, and 227 rayos cósmicos. (b) Reconstrucción de la imagen por el algoritmo L.A.Cosmic implementado en este trabajo.

³⁴ Nótese que el código implementado por nosotros dedicado a la eliminación de rayos cósmicos en imágenes espectroscópicas no incluye esta posibilidad, ya que esto estaba más allá del objetivo de este trabajo.

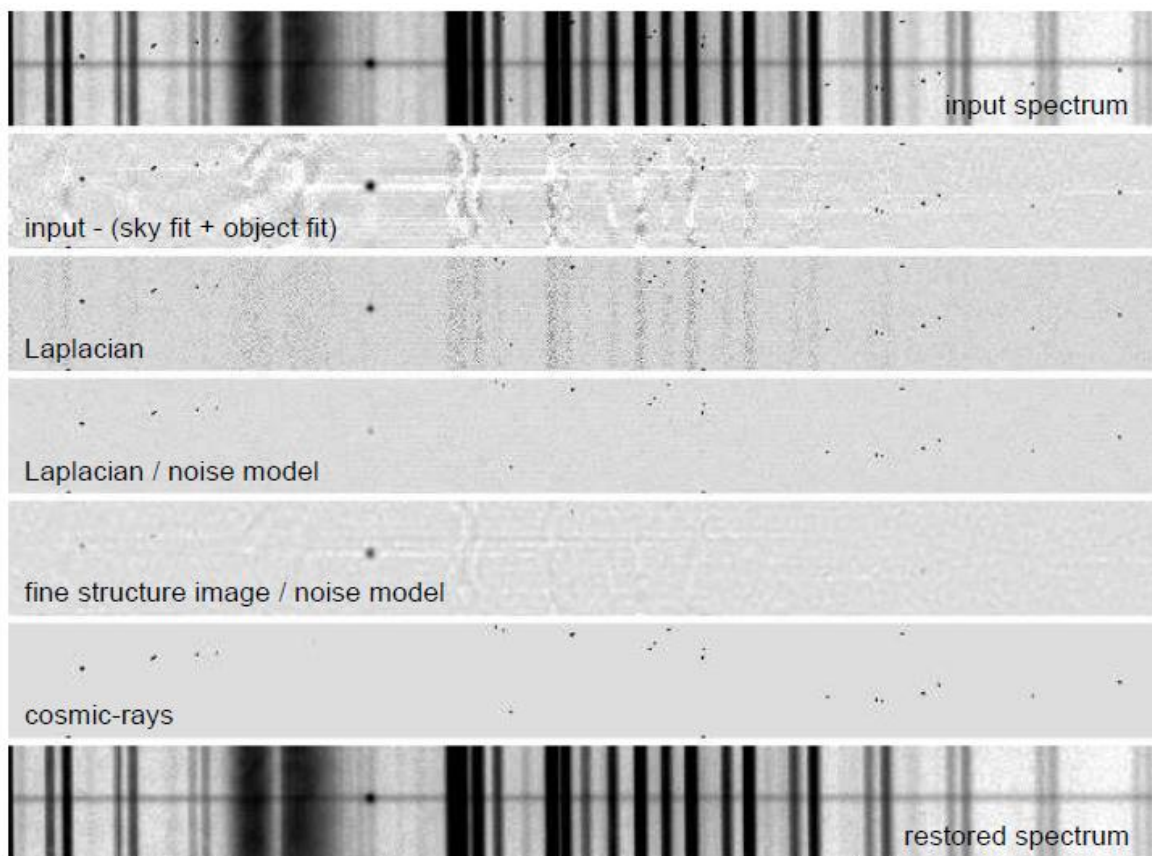


Figura 29. Ejemplo de la aplicación del algoritmo de eliminación de rayos cósmicos a un espectro de rendija larga. De arriba a bajo se muestra: el espectro original, la imagen residual tras la sustracción un ajuste 1D de las líneas del cielo y del espectro del objeto, la imagen tras aplicar la función laplaciana, la imagen laplaciana dividida por un modelo de ruido, la imagen de estructura fina, el mapa de pixeles malos y el espectro reconstruido. Figura extraída de (van Dokkum 2001).

El procesamiento de imágenes estróficas es un estupendo candidato para aplicar diferentes técnicas de paralelización, si el análisis de una región de la imagen no afecta al procesamiento del resto. En esta sección presentamos dos implementaciones de tratamientos de imágenes en paralelo, mediante la utilización de técnicas de paralelización en memoria compartida, que realiza la eliminación de rayos cósmicos en una imagen de CCD. Hasta la fecha, sólo conocemos una versión paralela mediante la utilización de las librerías MPI, llamado CRBLASTER³⁵. El algoritmo desarrollado por (van Dokkum 2001) es propicio a ser paralelizado, es decir ejecutado simultáneamente en una máquina con multiprocesador (SMP) de memoria compartida o memoria distribuida (ver (K. J. Mighell 2010) para una implementación de este algoritmo mediante MPI ("Message Passing Interface", Interfaz de Paso de Mensajes)). En nuestro caso hemos decidido implementar el algoritmo dando la posibilidad de ser ejecutado en sistemas multiprocesador, mediante la implementación de hilos (*threads*)³⁶, ya que hoy cada día es más común la utilización de ordenadores multiprocesadores (por ejemplo, Intel Hyper-Threading), a parte que la instalación de la librerías MPI no es un proceso sencillo. La Figura 30 muestra un modo sencillo en la que

³⁵ <http://www.noao.edu/staff/mighell/crblaster/>

³⁶ En sistemas operativos, un **hilo de ejecución, hebra o subproceso** es la unidad de procesamiento más pequeña que puede ser planificada por un sistema operativo. La creación de un nuevo hilo es una característica que permite a una aplicación realizar varias tareas a la vez (concurrentemente). Los distintos hilos de ejecución comparten una serie de recursos tales como el espacio de memoria, los archivos abiertos, situación de autenticación, etc. Esta técnica permite simplificar el diseño de una aplicación que debe llevar a cabo distintas funciones simultáneamente.

se puede dividir la imagen en 3 sub-imágenes. La partición de la imagen en columnas en lugar de filas sería igualmente equivalente. En la migración del programa de un programa que utiliza un único procesador a un programa paralelo, uno debe tener en cuenta de manera cuidadosa los efectos de bordes donde se requiere datos adicionales más allá de los bordes de una sub-imagen para realizar la computación correcta del algoritmo. Consideramos el ejemplo en el que aplicamos un filtro de mediana 7x7 a la imagen. La implementación paralela de este filtro (teniendo en cuenta la partición presentada en la Figura 30) implicaría que cada sub-imagen se extendiera 3 píxeles más allá de su frontera natural, en la región de solape entre cada región (ver también (K. J. Mighell 2010)). Por lo tanto, una imagen de dimensión 600 x 600, implicaría la generación de 3 sub-imágenes de dimensión 203 x 600, 206 x 600 y 203 x 600.

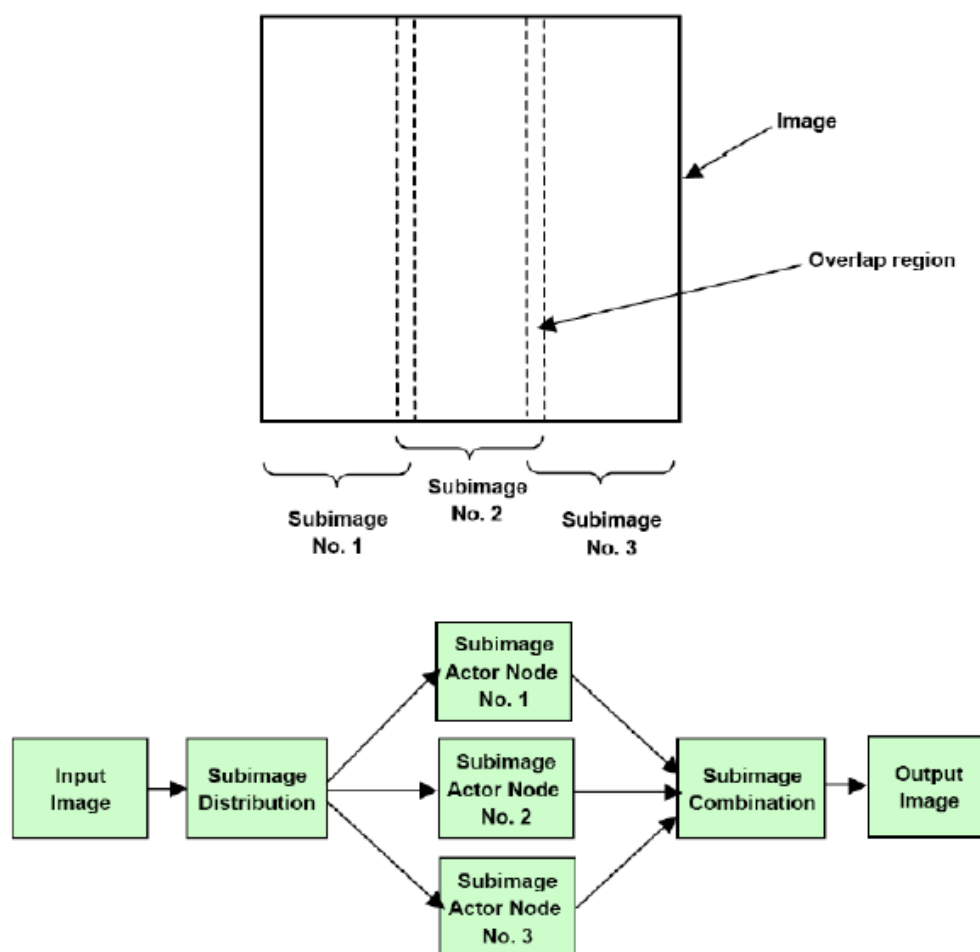


Figura 30. Modo sencillo de dividir una imagen en 3 sub-imágenes para un algoritmo paralelo. Figura extraída de (K. Mighell 2008).

La Figura 27 muestra el diagrama de flujo del código implementado en este trabajo. El hilo director lee el fichero FITS de entrada y lo divide en N sub-imágenes (teniendo en cuenta las regiones de solapamiento). Cada hilo actor aplica el algoritmo de eliminación de rayos cósmicos en su propia sub-imagen. El hilo maestro reúne cada sub-imagen limpia y genera la imagen final limpia, cuya dimensión es igual a la imagen original. Como se describe en (K. Mighell 2008), cada sub-imagen contiene aproximadamente $1/N$ píxeles de la imagen inicial más la región de solapamiento, siendo la dimensión óptima de 6 píxeles, ya que valores más pequeños implica la aparición de artefactos, mientras que para valores más grandes no mejora la calidad de la imagen final.

El rendimiento de la versión paralela puede cuantificarse mediante el comportamiento del *speedup* que podemos definir como

$$S_N = \frac{t_1}{t_N}, \quad (11)$$

donde t_1 es el tiempo de ejecución del algoritmo secuencial y t_N es el tiempo de ejecución del algoritmo paralelo con N hilos. Idealmente se debería obtener un comportamiento lineal en función con N , de tal manera que $S_N = N$, pero debido a las sobrecargas en el proceso de la ejecución de los diferentes hilos, así como los accesos a la memoria compartida, se considera un muy buen factor de escalabilidad valores próximos a N . La Figura 31 muestra la función *speedup* en función del número de hilos, junto con el comportamiento lineal ideal. El programa se ha ejecutado en un procesador Intel Core i7 que posee tecnología hyper-threading lo que hace que los cuatro núcleos físicos puedan ser ejecutados como 8 procesadores virtuales. Como se puede observar la speed-up se aparta del comportamiento ideal al utilizar más de 4 procesadores, lo que se puede explicar como consecuencia de la sobrecarga implicada en el hyper-threading. Así, al utilizar 8 hilos en nuestro programa, se obtiene un rendimiento del ~80% en comparación con la utilización del programa mono-procesador.

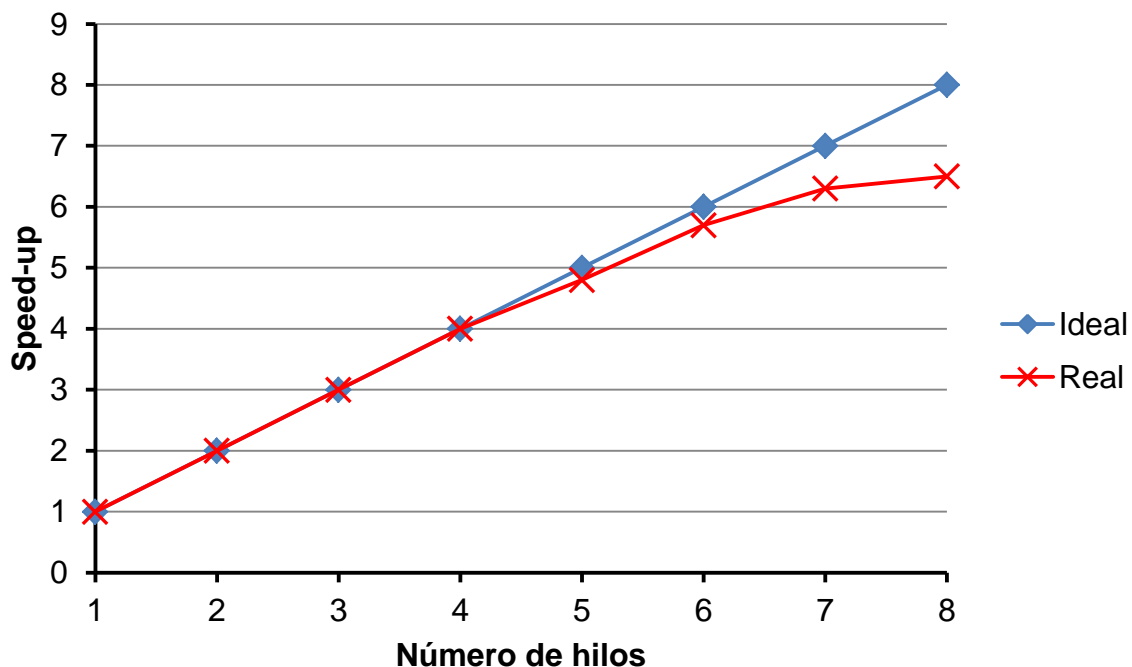


Figura 31. Función de Speedup en función del número de hilos utilizados, en un procesador Intel Core i7.

10. Conclusiones.

Este trabajo de investigación se ha centrado en el estudio de las características principales de la espectroscopía 3D. En particular hemos presentado sus fundamentos técnicos y científicos en los que se sustenta, así como las técnicas de reducción de datos observaciones que esta técnica observación requiere. Como hemos visto, la espectroscopía 3D representa un gran avance tecnológico, en comparación con las técnicas de toma de imágenes o la espectroscopía de rendija larga, que ha dado lugar al desarrollo de diferentes técnicas observaciones así como nuevos algoritmos de almacenamientos de datos y programas de reducción de datos. Un paso muy importante en este proceso de reducción de datos, es la eliminación de rayos cósmicos, presentes en toda observación astronómica de CCD. En particular, en este trabajo hemos hecho un repaso de los diferentes algoritmos desarrollados hasta la fecha, describiendo la base matemática en la que se fundamentan. En este trabajo hemos realizado una implementación en el lenguaje de programación C del algoritmo desarrollado por (van Dokkum 2001). Este algoritmo es aplicable tanto a datos de imágenes como a datos espectroscópicos, y tiene la posibilidad de ser ejecutado de manera concurrente en sistemas multi-núcleo mediante la utilización de hilos. Hemos realizado la documentación de este programa mediante el programa Doxygen³⁷ y hemos aplicado programas de rendimiento y depuración como Vtune y Valgrind³⁸.

Toda la información relacionada con este trabajo (este mismo trabajo en formato pdf, el código en C, así como la documentación del mismo) puede descargarse en la siguiente página web: <http://code.google.com/p/cosmic-ray-rejector-c/>.

Por último nos gustaría señalar una de la novedosa técnica que recientemente se está aplicando a los resultados obtenidos mediante la espectroscopía 3D: La minería de datos. La minería de datos puede definirse como el arte de la detección de objetos pequeños y débiles dentro de un gigantesco cubo de datos. Esta técnica se está convirtiendo en una técnica de gran importancia del campo de la espectroscopía 3D y el aumento de la importancia de la espectroscopía de campo profundo. Diferentes soluciones ya han sido aplicadas en diferentes ramas de la astronomía. Por ejemplo, en la detección automática de fuentes de rayos X, para la detección de fuentes de H I por la comunidad de radio astrónomos (Gibson, y otros 2005), para la detección de fuentes y la construcción de catálogos en sondeos de campo ancho (*wide-field*) (Bertin y Arnouts 1996). En la comunidad 3D, estas técnicas acaban de comenzar a emerger como, y dos prototipos se han desarrollado: uno basado en el empleo sistemático de *SExtractor* sobre las rebanadas monocromáticas de un cubo de datos y otro basado en la detección de las correlaciones entre espectros.

³⁷ **Doxygen** es un generador de documentación para C++, C, Java, Objective-C, Python, IDL (versiones Corba y Microsoft), VHDL. Doxygen es un acrónimo de dox(document) gen(generator), generador de documentación para código fuente.

³⁸ **Valgrind** es un conjunto de herramientas libres que ayuda en la depuración de problemas de memoria y rendimiento de programas.

11. Referencias.

- Ádámkovics, M., I. de Pater, M. Hartung, F. Eisenhauer, R. Genzel, y C. A. Griffith. «Titan's bright spots: Multiband spectroscopic measurement of surface diversity and hazes.» *Journal of Geophysical Research* 111 (2006): E07S06.
- Ádámkovics, M., J. W. Barnes, M. Hartung, y I. de Pater. «Observations of a stationary mid-latitude cloud system on Titan.» *Icarus* 208 (2010): 868-877.
- Anderson, Rachel E., y Karl D. Gordon. «Optimal Cosmic-Ray Detection for Nondestructive Read Ramps.» *arXiv:1109.2626v1*, 2011.
- Arribas, S., y et al. «Differential atmospheric refraction in integral-field spectroscopy: Effects and correction Atmospheric refraction in IFS.» *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 136 (1999): 189-192 .
- Axelrod, T., y otros. «The LSST Data Processing Pipeline.» *American Astronomical Society Meeting* 205 36 (2004): 1529.
- Bacon, R., y et al. «3D spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER.» *Astronomy and Astrophysics Supplement* 113 (1995): 347.
- Barwig, H., R. Schoembs, y C. Buckenmayer. «A multichannel multicolour photometer for high time resolution.» *Astronomy and Astrophysics* 175 (1987): 327-344.
- Becker, A. C., A. Rest, G. Miknaitis, R. C. Smith, y C. Stubbs. «LSST : Image Subtraction & Transient Detection Techniques.» *Bulletin of the American Astronomical Society* 36 (2004): 1529.
- Becker, T., S. Fabrika, y M. M. Roth. «Crowded field 3D spectroscopy.» *Astronomische Nachrichten* 325 (2004): 155-158.
- Bertin, E., y S. Arnouts. «SExtractor: Software for source extraction.» *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 1996: 393-404 .
- Bichsel, H. «Straggling in thin silicon detectors.» *Rev. Mod. Phys.* 60 (1988): 663–699.
- Brown, L. G. «A survey of image registration techniques.» *ACM Computing Surveys* 24 (1992): 325-376.
- Candéas, A. J., U. M. Braga-Neto, y E.C.B. Carvalho . «A Mathematical Morphology Approach to the Star/Galaxy Characterization Problem.» *Journal of the Brazilian Computer Society* 3 (1997): 14-29.
- Cappellari, M., y Y. Copin. «Adaptive spatial binning of integral-field spectroscopic data using Voronoi tessellations.» *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society* 342 (2003): 345-354.
- Cardiel, N., J. Gorgas, J. Cenarro, y J. J. González. «Reliable random error estimation in the measurement of line-strength indices.» *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 127 (1998): 885-909.
- Castillo-Morales, A., y otros. «Integral field spectroscopy of local LCBGs: NGC 7673, a case study. Physical properties of star-forming regions.» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 411 (2011): 1819-1832.
- Courtès, G. «Méthodes d'observation et étude de l'hydrogène interstellaire en émission.» *Annales d'Astrophysique* 23 (1960): 115.

- Croke, B. F. W. «Removal of Cosmic-Ray Events in Spectroscopic CCD Data.» *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 1255.
- Croke, B. F. W. «Removal of Cosmic-Ray Events in Spectroscopic CCD Data.» *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 1255.
- D'Odorico, S., y S. Deiries. «On the rates of radiation events in ESO CCDs.» *The Messenger* 47 (1987): 49-50.
- Emsellem, E., y et al. «The Sombrero galaxy. II. Colours, kinematics and line strengths of the central region.» *Astronomy and Astrophysics* 312 (1996): 777-796.
- Farage, C. L., y C. A. Pimblet. «Evaluation of Cosmic Ray Rejection Algorithms on Single Shot Exposures.» *Publications of the Astronomical Society of Australia* 22 (2005): 249-256.
- Farage, C. L., y K. A. Pimblet. «Evaluation of cosmic ray rejection algorithms on single shot exposures.» *Publications of the Astronomical Society of Australia* 22 (2005): 249.
- Filippenko, A. V. «The importance of atmospheric differential refraction in spectrophotometry.» *Astronomical Society of the Pacific* 94 (1982): 715-721.
- Fixsen, D. J., y otros. «Cosmic-Ray Rejection and Readout Efficiency for Large-Area Arrays.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 112 (2000): 1350-1359.
- Freudling, W. «An image restoration technique for the removal of cosmic-ray hits from dithered images.» *Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 85-89 .
- Freudling, W. «An image restoration technique for the removal of cosmic-ray hits from dithered images.» *Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 85-89.
- Freudling, W. «An image restoration technique for the removal of cosmic-ray hits from dithered images.» *Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 85-89.
- Fruchter, A. S., y R. N. Hook. «Drizzle: A Method for the Linear Reconstruction of Undersampled Images.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 114 (2002): 144-152.
- Fruchter, A., y R. N. Hook. «Novel image reconstruction method applied to deep Hubble space telescope images.» *Proc. SPIE* 3164 (1997): 120-125.
- García-Lorenzo, B., S. F. Sánchez, E. Mediavilla, J. I. González-Serrano, y L. Christensen. «Integral Field Spectroscopy of the Central Regions of 3C 120: Evidence of a Past Merging Event.» *The Astrophysical Journal* 621 (2005): 146-166.
- Gibson, S. J., A. R. Taylor, L. A. Higgs, C. M. Brunt, y P. E. Dewdney. «An Automated Method for the Detection and Extraction of H I Self-Absorption in High-Resolution 21cm Line Surveys.» *Astrophysical Journal* 626 (2005): 214-232.
- Gonzalez, R.I C., y R. E. Woods. *Digital image processing*. Reading, MA: Addison-Wesley, 1992.
- Grieder, Peter K. F. *Cosmic rays at Earth*. Amsterdam: Elsevier, 2001.
- Groom, D. «Cosmic rays and other nonsense in astronomical CCD imagers.» *Experimental Astronomy* 14 (2002): 45-55 .

- Hook, R. N., y A. S. Fruchter. «Dithering, Sampling and Image Reconstruction.» Editado por Christian Veillet, y Dennis Crabtree Nadine Manset. *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX, ASP Conference Proceedings* 216 (2000): 521.
- Ipatov, S. I., M. F. A'Hearn, y K. P. Klaasen. «Automatic removal of cosmic ray signatures in Deep Impact images.» *Advances in Space Research* 40 (2007): 160-172.
- Jacoby, G. H., y J. B. Kaler. «Improved Observations of Faint Planetary Nebulae in the Magellanic Clouds.» *Astrophysical Journal* 417 (1993): 209.
- K. Nakamura et al. «Review of Particle Physics.» *Journal of Physics G* 37 (2010): 075021 .
- Kelz, A., y otros. «PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. II. The Wide Integral Field Unit PPak.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 118 (2006): 129-145.
- Kissler-Patig, M. and Copin, Y. and Ferruit, P. and Pécontal-Rousset, A. and Roth, M.M. «The Euro3D data format: A common FITS data format for integral field spectrographs.» *Astronomische Nachrichten* 325 (2004): 159-162.
- M. T. Orozco-Aguilera, J. Cruz, L. Altamirano, and A. Serrano. «COSMIC RAY ELIMINATION USING THE WAVELET TRANSFORM.» *RevMexAA (Serie de Conferencias)* 37 (2009): 175-176.
- Marr, D., y E. Hildreth. «Theory of Edge Detection.» *Proceedings of the Royal Society of London. Series B, Biological Sciences* 207 (1980): 187-217.
- McGregor, Peter J., Michael Dopita, Peter Wood, y Michael G. Burton. «Science with NIFS, Australia's First Gemini Instrument.» *Publications of the Astronomical Society of Australia* 18 (2001): 41-57.
- Mediavilla, E. *3D Spectroscopy in Astronomy, XVII Canary Island Winter School of Astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, 2009.
- Mighell, K. J. «CRBLASTER: A Fast Parallel-Processing Program for Cosmic Ray Rejection in Space-Based Observations.» *Proceedings of the Advanced Maui Optical and Space Surveillance Technologies Conference*, 2008: 17-19.
- Mighell, K. J. «CRBLASTER: A Parallel-Processing Computational Framework.» *Astronomical Society of the Pacific* 122 (2010): 1236-1245.
- Moore, J.A., K.A. Pimbblet, y M.J Drinkwater. «Mathematical Morphology: Star/Galaxy Differentiation & Galaxy Morphology Classification.» *Publications of the Astronomical Society of Australia* 23 (2006): 135-146.
- Murtagh, F. D. «Astronomical Data Analysis, Software and Systems I.» *ASP Conf. Ser.* 25, 1992: 265.
- Offenberg, J. D., y otros. «Cosmic Ray Rejection with NGST.» Editado por D. M. Mehringer, R. L Plante y D. A. Roberts. *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII, ASP Conference Series* 172 (1999): 141.
- Offenberg, Joel D., y otros. «Cosmic Ray Rejection with NGST.» Editado por David M. Mehringer, Raymond L. Plante y Douglas A. Roberts. *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII, ASP Conference Series* 172 (1999): 141.
- Oke, J. B. «Faint spectrophotometric standard stars.» *Astronomical Journal* 99 (1990): 1621-1631.

- PéContal-Rousset, A., Y. Copin, y P. Ferruit. «The Euro3D LCL I/O library.» *Astronomische Nachrichten* 325 (2004): 163-166.
- Pimblet, K.A. and Drinkwater, M. J. «Inter-cluster Filaments of Galaxies Programme: Pilot Study Survey and Results.» *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 347 (2004): 137-143.
- Pych, W. «A Fast Algorithm for Cosmic-Ray Removal from Single Images.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 116 (2004): 148-153.
- Rhoads, J. E. «Cosmic Ray Rejection by Linear Filtering of Single Images.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 112 (2000): 703-710.
- Rhoads, J. E. «Cosmic-Ray Rejection by Linear Filtering of Single Images.» 112 (2000): 703-710.
- Rosales-Ortega, F. F. «PINGSOFT: An IDL visualisation and manipulation tool for integral field spectroscopic data.» *New Astronomy* 16 (2011): 220-228.
- Roth, M. M., T. Becker, A. Kelz, y J. Schmoll. «Spectrophotometry of Planetary Nebulae in the Bulge of M31.» *The Astrophysical Journal* 603 (2004): 531-547.
- Roth, M. M., y otros. «PMAS: The Potsdam Multi-Aperture Spectrophotometer. I. Design, Manufacture, and Performance.» *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 117 (2005): 620-642.
- Salzberg, S., R. Chandar, H. Ford, S. K. Murthy, y R. White. «Decision trees for automated identification of cosmic-ray hits in Hubble Space Telescope images.» *Astronomical Society of the Pacific* 107 (1995): 279-288 .
- Sánchez, S. F. «E3D, the Euro3D visualization tool I: Description of the program and its capabilities.» *Astronomische Nachrichten* 325 (2004): 167-170.
- Sanchez, S. F. «Techniques for reducing fiber-fed and integral-field spectroscopy data: An implementation on R3D.» *Astronomische Nachrichten* 327 (2006): 850–861.
- Sánchez, S. F., T. Becker, y A. Kelz. «E3D, the Euro3D visualization tool II: Mosaics, VIMOS data and large IFUs of the future.» *Astronomische Nachrichten* 325 (2004): 171-174.
- Sánchez, Sebastián F., y otros. «Decoupling the host and nuclear spectra of type I AGNs using integral field spectroscopy: A test on 3C 120.» *New Astronomy Reviews* 49 (2006): 501-507.
- Sandin, C., y otros. «P3D: a general data-reduction tool for fiber-fed integral-field spectrographs.» *Astronomy and Astrophysics* 515 (2010): A35.
- Schlickeiser, Reinhard. *Cosmic Ray Astrophysics*. Springer, 2002.
- Scodeggio, M., y otros. «The VVDS Data-Reduction Pipeline: Introducing VIPGI, the VIMOS Interactive Pipeline and Graphical Interface.» *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 117 (2005): 1284-1295.
- Shamir, L. «A fuzzy logic-based algorithm for cosmic-ray hit rejection from.» *Astron. Nachr.* 326 (2005): 428–431.
- Shaw, R. A., y K. Horne. «Noise Model-Based Cosmic Ray Rejection for WF/PC Images.» Editado por D. M. Worrall, C. Biemesderfer y J. Barnes. *Astronomical Data Analysis Software and Systems I, A.S.P. Conference Series* 25 (1992).

- Shaw, R. A., y K. Horne. «Noise Model-Based Cosmic Ray Rejection for WF/PC Images.» Editado por Diana M. Worrall, Chris Biemesderfer y Jeannett Barnes. *Astronomical Data Analysis Software and Systems I, A.S.P. Conference Series* 25 (1992): 311.
- Smith, A. R., y otros. «Radiation events in astronomical CCD images.» *Proc. SPIE* 4669 (2002): 172-183.
- Taylor, J. R. *An introduction to error analysis: the study of uncertainties in physical measurements*. University Science Books, 1997.
- Toth, M.M., T Becker, y J. Schmoll. «Imaging the Universe in Three Dimensions.» *Imaging the Universe in Three Dimensions* (Edited by W. van Breugel and J. Bland-Hawthorn) 195 (2000).
- Tuairisg, S. Ó., A. Golden, R. Butler, A. Shearer, y B. Voisin. «Automated reduction and analysis of images from multiple data archives.» *Proceedings of the SPIE* 5493 (2004): 467-473.
- Turner, James E. H., y otros. «Integral Field Spectroscopy with Gemini: Support for IFU data in the Gemini IRAF package.» *New Astronomy Reviews* 49 (2006): 655-660.
- van Dokkum, P. G. «Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection.» 113 (2001): 1420-1427.
- Vanderriest, C. «A fiber-optics dissector for spectroscopy of nebulosities around quasars and similar objects.» *Astronomical Society of the Pacific* 92 (1980): 858-862.
- Wang, C., Z.Q. Zhu, y Z.F. Ye. «Cosmic-ray rejection for single spectroscopic CCD images by means of.» *Astron. Nachr.* 330 (2009): 749 – 754.
- Waniak, W. «Removing cosmic-ray hits from CCD images in real-time mode by means of an artificial neural network.» *Experimental Astronomy* 21 (2007): 151-168.
- Wells, Lisa A. , y David J. Bell. «Cleaning Images of Bad Pixels and Cosmic Rays Using IRAF.» September 1994: 30.
- Williams, R. E., y the HDF team. «The Hubble Deep Field: Observations, Data Reduction, and Galaxy Photometry.» *Astronomical Journal* 112 (1996): 1335.
- Wilman, R. J., y otros. «The discovery of a galaxy-wide superwind from a young massive galaxy at redshift $z \sim 3$.» *Nature* 436 (2005): 227-229.
- Windhorst, R. A., B. E. Franklin, y L. W. Neuschaefer. «Removing cosmic-ray hits from multiorbit HST Wide Field Camera images.» *Astronomical Society of the Pacific* 106 (1994): 798-806 .
- Wolf, Max Born y Emil. *Principles of Optics: Electromagnetic Theory of Propagation, Interference and Diffraction of Light*. 7. Cambridge : Cambridge University Press, 1997.
- Zhang, C. Y. «Robust Estimation and Image Combining.» Editado por R. A. Shaw, H. E. Payne y J. J. E. Hayes. *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV, ASP Conference Series* 77 (1995).
- Zhang, L., Z. Bai, C. Wang, y Z. Ye. «Cosmic-ray rejection by an image restoration technique on the spectroscopic CCD image.» *Journal of University of Science and Technology of China* 37 (2007): 688-394.
- Zhu, J., Z. Zhu, C. Wang, y Z. Ye. «Cosmic-Ray Detection Based on Gray-Scale Morphology of Spectroscopic CCD Images.» *Publications of the Astronomical Society of Australia* 26 (2009): 69-74.

Zhu, Z., y Z. Ye. «Detection of Cosmic-Ray Hits for Single Spectroscopic CCD Images.» *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 120 (2008): 814-820.