

**AUTOMATIZACIÓN DEL PROCESO DEL CÁLCULO DE
LAS COORDENADAS GEOCÉNTRICAS DE SATÉLITES
GEOESTACIONARIOS A TRAVÉS DE OBSERVACIONES
ASTROMÉTRICAS**

por
ELVIS LACRUZ

Tesis de Grado presentada
como requisito para optar al título de Licenciado en Matemática

Universidad de Los Andes
ULA
Facultad de Ciencias

Mérida
Abril, 2008.

A mi Madre y Abuelos.

Agradecimientos

A mi tutor Carlos Abad por la constancia y dedicación exclusiva de trabajo que me ha brindado durante el desarrollo de la tesis. Su excelencia como profesor e investigador hace pilar fundamental en mi enseñanza en esta parte final de tan importante logro, gracias Carlos.

A la Universidad de Los Andes y en especial a los profesores Maria Gonzalez, Carlos Uzcategui, Ramon Pino, Olga Porras, Diomedes Barcenas y demás profesores del Departamento de Matemáticas.

Al Centro de Investigaciones De Astronomía (CIDA) y en especial al grupo de investigadores; Gladys Magris, Kathy Vivas, Cesar Briceño, Angel Bongiovanni y Gustavo Bruzual. a quienes debo parte de la formación académica en el área de la Astronomía. A los asistentes nocturnos del CIDA, Ubaldo, Gregory, Fredy, Orlando, Richard y Daniel, gracias por su ayuda y compañía en mi estadía en el observatorio.

A mis grandes amigos de univesidad Hiliana Uspin, Jesus Villarreal, Dubraka Salcedo, Maria Pino y al resto de compañeros del CEDECUM con los cuales compartí toda la carrera.

A Juan Jose, Cecilia, Fabiola, Natali y Jorman por ser compañeros y amigos de estudio en el CIDA, mucha ayuda por parte de ustedes.

Agradezco infinitamente:

A mi madre Nelis por su esfuerzo e incondicional apoyo en todos aquellos momentos difíciles durante toda la universidad.

A mis hermanos Dani, Laura, Arelys y Mayra por su compañía.

A mi primo Heberth, con quien estude gran parte de los estudios de universidad.

A todas aquellas personas que han colaborado de una u otra forma, gracias.

Índice general

1. Introducción	1
2. Satélites Geoestacionarios.	8
2.1. Fundamentos	8
3. Método Observacional	17
4. Sistemas de Coordenadas.	27
4.1. Sistemas de Coordenadas Celestes	28
4.1.1. Sistema Ecuatorial Horario	31
4.1.2. Sistema Ecuatorial Absoluto	32
4.1.3. International Celestial Reference System (ICRS)	34
5. Reducción de la Exposición	37
5.1. Medición	38
5.2. Identificación	41
5.2.1. Proyección Tangencial	42
5.3. Transformación	47
6. Automatización	50
7. Resultados	59

Índice de figuras

2.1. Elementos orbitales	9
2.2. Satélite geoestacionario	11
2.3. Puntos de equilibrio estable e inestable	14
2.4. Variaciones en distancia respecto al tiempo t	15
2.5. Variaciones de latitud ϕ en función del tiempo t	15
2.6. Variaciones de la longitud λ , respecto al tiempo t	16
3.1. Telescopio J. Stock (1 m)	21
3.2. Exposición de satélite geoestacionario con el telescopio Stock	22
3.3. Telescopio Reflector (1 m)	23
3.4. Telescopio Refractor (65 cm)	24
3.5. Telescopio Astrógrafo Doble (51)	25
4.1. Coordenadas cartesianas y polares en el espacio tridimensional.	28
4.2. Coordenadas Ecuatoriales Horarias.	32
4.3. Coordenadas Ecuatoriales Absolutas.	33
5.1. Perfil de los datos correspondientes a un Satélite.	39
5.2. Perfil de los datos correspondientes a una Estrella en el eje X	40
5.3. Perfil de los datos correspondientes a una Estrella en el eje Y	41
5.4. Proyección Tangencial.	42
5.5. Triángulo Esférico sobre la Esfera Celeste.	44
5.6. Posición de una estrella sobre el plano focal del telescopio determinada por (θ) y (d)	45
6.1. Figura convolucionada de un trazo	53
6.2. Figura convolucionada de una imagen puntual	54

7.1.	Exposición del 29/02/08 del Satélite INTELSAT 707	60
7.2.	Parte del movimiento diurno del INTELSAT 707	61
7.3.	Exposición del 27/09/2007 de los Satélites HISPASAT 1B, 1C y SPAIN- SAT	62
7.4.	Parte del movimiento diurno de los Satélites HISPASAT 1C, 1B y SPAINSAT	63
7.5.	Exposición del 29/02/08 del Satélite INTELSAT 3R	64
7.6.	Parte del movimiento diurno del Satélite INTELSAT 3R	65
7.7.	Esquema del proceso que se realiza para obtener las coordenadas planas (x, y) de los satélites	68
7.8.	Histograma del número de estrellas por exposición del conjunto de exposiciones obtenidas del satélite INTELSAT 3R	74

Capítulo 1

Introducción

Por definición, un satélite geoestacionario es aquel cuya posición relativa respecto a la Tierra permanece fija. Para que esto ocurra, los elementos orbitales clásicos que determinan su órbita deben cumplir con ciertas condiciones: excentricidad, e inclinación nula y que la distancia desde el centro de masa de la Tierra al satélite sea 42.164 km, esto implica que la órbita es circular, está sobre el plano ecuatorial y tiene un período orbital igual al de la rotación terrestre. En la definición de dicho concepto se considera a la Tierra con forma esférica, con una distribución de masas homogénea y que solo actúa el potencial gravitatorio de la misma.

En la realidad, un satélite geoestacionario no mantiene la misma ubicación o posición relativa respecto a la Tierra, implicando que a cada instante los elementos orbitales o parámetros que definen su movimiento, sufren pequeñas variaciones en sus valores con respecto a los que deberían tener para que la órbita sea completamente geoestacionaria. Las variaciones de estos elementos en función del tiempo son producidas por fuerzas perturbadoras como: el potencial gravitatorio del Sol, el de la Luna, las irregularidades que presenta la Tierra en cuanto a su distribución de masas y forma e incluso el viento solar eyectado por el Sol.

La posición de un satélite geoestacionario es determinada por la distancia a la que se encuentra del centro de masa de la Tierra y la orientación (longitud y latitud) que tiene en el espacio. Al obtener los valores de la distancia, longitud y latitud para cada instante, se pueden conocer los elementos orbitales que definirían la órbita geoesta-

cionaria afectada por las fuerzas perturbadoras, mediante un conjunto de expresiones señaladas en Soop, M., (1983).

Desde que en 1963 se situó el primer satélite en órbita geoestacionaria (el SYN-COM II) el número de satélites geoestacionarios se ha incrementado de modo considerable, debido a las múltiples aplicaciones que en diversas áreas ofrecen, tales como: militares, geofísicas y principalmente telecomunicaciones. Por las aplicaciones ofrecidas por dichos satélites, desde entonces, el área del espacio donde se sitúan es muy cotizada por muchas naciones. Esto ha hecho necesario que la Unión Internacional de Telecomunicaciones (UIT), como agencia especializada de las Naciones Unidas, se encargue de distribuir y controlar el espacio de la órbita geoestacionaria, formando las llamadas ventanas orbitales, las cuales pueden albergar varios de estos satélites pertenecientes a países y organizaciones legalmente constituídos que solicitan ponerlos en órbita.

Por la acción conjunta de las fuerzas perturbadoras sobre los satélites, la posición de éstos cambia a cada instante, ocasionando a la larga y en la mayoría de los casos, su salida de la ventana orbital que le fue asignada. Por esta razón, desde Tierra se realiza un monitoreo continuo a los mismos, el cual permitirá conocer la posición que tienen a cada instante, y así, permitir a las estaciones que controlan a este tipo de satélites planificar y ejecutar desde Tierra, maniobras de mantenimiento en estación. Las maniobras a realizar deben ser lo más efectivas posibles para que la nueva ubicación a ocupar dentro de la ventana orbital, corresponda con una estabilidad óptima. Esto ayudará al control de ahorro de combustible necesario para mover el satélite y así, alargar la vida útil que puede ofrecer el mismo.

En la actualidad, las estaciones terrestres realizan monitoreos a satélites geoestacionarios, aplicando diversos métodos que permiten conocer sus posiciones. Entre los métodos implementados está la *Telemetría*, que consiste en utilizar antenas para transmitir una señal de radio hasta el satélite y éste retransmitirla nuevamente a la estación. La orientación de la antena hacia el punto donde la señal recibida tie-

ne mayor intensidad, define la orientación del satélite. Este punto es llamado punto *auto-track*. Una vez encontrado dicho punto, se determina el tiempo que tardó en viajar la señal de radio, con la mitad de dicho tiempo se podrá calcular la distancia a la que se encuentra el satélite. El cálculo obtenido para la distancia es de muy buena precisión, mientras que para el de la orientación, el error es del orden de los 0,01 grados ($0^{\circ}01$) [ESA, Bulletin 119, August 2004]. Error grande pero suficiente para realizar las maniobras de mantenimiento en estación.

Cuando existen varios satélites dentro de una misma ventana orbital, las maniobras no solamente son para evitar que se salgan, sino también para evitar la colisión entre ellos al momento de realizar las maniobras de mantenimiento en estación, por lo que es necesario obtener una mejor precisión de la posición, que la dada por la *Telemetría*. De este modo, algunas agencias hacen uso de la *Interferometría*, que consiste en medir la diferencia de fase entre tonos de señales de radio transmitidas desde Tierra y retransmitidas por el satélite, siendo recibidas por dos antenas colocadas en distintos sitios geográficos. La precisión alcanzada con este método es del orden de los 0,005 grados ($0^{\circ}005$) en el cálculo de la orientación que comparada con la alcanzada por el método anterior es muy superior. Para el cálculo de la distancia sigue siendo parecida a la calculada por el método anterior. Como ejemplo del uso de esta técnica, podemos citar a la agencia Hispasat la cual obtiene las posiciones de sus satélites con estaciones situadas en Arganda del Rey (Madrid) y Maspalomas (Islas Canarias) [ESA, Bulletin 119, August 2004].

Existe otro método alternativo, todavía en forma experimental, que permite obtener la distancia de los satélites. Dicho método está basado en el sistema de transferencia de tiempo de doble vía (Two Way System Time and Frequency Transfer, TWSTFT), el cual está dedicado a la sincronización de las escalas de tiempo, controladas por una red de laboratorios de tiempo y frecuencia que definen la escala del Tiempo Atómico Internacional (TAI). La transferencia de tiempo se realiza mediante la transmisión sucesiva de señales de radio desde cada una de las estaciones, su retransmisión por un satélite geoestacionario y su posterior recepción en el resto de las

estaciones. Durante el proceso se emplea la señal como calibración, de forma que la primera señal transmitida por una estación sea recibida y analizada por ella misma. Uno de los datos obtenidos en esta calibración es el tiempo que tarda la señal en su viaje de ida y vuelta desde la estación al satélite. A partir de este tiempo, mediante las correcciones oportunas, puede obtenerse una medida de la distancia al satélite.

Otro método aplicado es el uso de la *Astrometría* basada en Tierra, utilizando telescopios ópticos y detectores CCD (Charge-Coupled Device) que pueden ser acoplados a ellos. Este método está restringido por las condiciones meteorológicas que se pueden presentar en el lugar geográfico de observación, lo cual hace de él un método no independiente. Sin embargo, se tienen alternativas que minimizan la dependencia del factor climatológico, tal como realizar observaciones desde distintos sitios, estableciendo una red de telescopios de pequeña y mediana apertura. También hay que hacer notar respecto a la *Astrometría*, que con una observación directa desde un único lugar de observación no es posible conocer la distancia al satélite, pero al obtener diferentes orientaciones del satélite al ser observado desde distintos lugares geográficos, es posible llegar a su conocimiento haciendo uso de la paralaje.

El uso de la astrometría para estos fines es reciente y es utilizado por algunos proyectos como: el proyecto ROSACE (Escane, I., et al. 2001) que se basa en obtener, continuamente, la orientación de satélites geoestacionarios y de basura espacial cerca de la órbita geoestacionaria. Los errores cometidos en el cálculo están en el orden de 1 a 2 segundos de arco. Una estación piloto para el proyecto fue instalada en el Observatorio de Haute Provence en Febrero de 2001 en Toulouse (Francia) con el uso de un telescopio Newtoniano de 500 mm de apertura y un detector CCD acoplado a él.

Otro proyecto, que actualmente se realiza, es el proyecto de Posicionamiento Astrométrico de Satélites Geoestacionarios (PASAGE) (López, T., et al. 2006), y que a diferencia del ROSACE, tiene como objetivo prioritario, además de obtener posiciones por medio de la *Astrometría*, calcular efemérides precisas de los satélites observados, que permitan a las estaciones terrestres que los controlan, planificar y ejecutar ade-

cuadamente las maniobras de mantenimiento en estación, en una forma más precisa que la actual, la cual está basada en telemetría e interferometría.

Este proyecto de tesis está enmarcado dentro del Proyecto PASAGE, el cual realiza monitoreos constantes a lo largo de toda una noche y por varias noches consecutivas para satélites como, HISPASAT 1A, 1B, 1C e INTELSAT 903, situados en distintas longitudes, desde el Real Instituto y Observatorio de la Armada (ROA), ubicado en San Fernando (España), utilizando el telescopio Astrógrafo Gautier y desde el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) ubicado en Mérida (Venezuela), con el telescopio Astrógrafo Doble.

Aprovechando que el ROA es una de las estaciones de tiempo y frecuencia, involucradas en la determinación del TAI, se está implementando en el proyecto PASAGE, en forma experimental, el uso de la técnica TWSTFT, con lo cual se espera tener el cálculo de la distancia.

Para obtener las efemérides y elementos orbitales es necesario conocer la distancia, la longitud y la latitud (r, λ, ϕ) de dichos satélites, referidas al sistema geocéntrico. El error en el cálculo que se estima obtener en este proyecto astrométrico para (λ, ϕ) es del orden del 0,1 segundos de arco, $(0''1)$ equivalente a 0,00003 grados, siendo inferior frente al error cometido por la *interferometría*, e incluso para otros proyectos astrométricos.

El presente trabajo aporta al proyecto PASAGE las coordenadas topocéntricas horarias (H, δ) que se pueden obtener de los satélites observados desde el OAN, es decir, coordenadas referidas a un sistema cuyo origen es el lugar de observación, que posteriormente serán convertidas a coordenadas geocéntricas al tener (H, δ) desde otro lugar de observación y contribuir en la determinación de las efemérides para ese tipo de satélites. Cabe destacar que la comparación de estas posiciones a lo largo de la noche de observación, permite determinar variaciones a la órbita geoestacionaria de las cuales saldrá el cálculo de dichas efemérides.

La idea es calcular las coordenadas (H, δ) , en una forma lo más automática posible. Para ello se ha creado un programa (software) escrito en lenguaje de programación FORTRAN, que obtiene de manera rápida, confiable y dentro de los márgenes de error establecidos, dichas coordenadas a partir de cada observación CCD (exposición).

Este trabajo de tesis, está estructurado en 7 capítulos y en la siguiente forma:

El capítulo 1 o introducción, que contiene lo mencionado anteriormente.

El capítulo 2 está dedicado a los satélites geoestacionarios descrito en términos generales. Fundamentos teóricos como: concepto de satélite geoestacionario, características de los mismos, principales fuerzas perturbadoras que afectan la posición del satélite y las razones por las cuales hay que realizar monitoreos continuos sobre ellos.

En el capítulo 3 se busca el mejor método de observación para la realizar las observaciones de satélites geoestacionarios, tomando en cuenta que es una observación con características novedosas por la combinación de objetos móviles y fijos. Para ello, se describe cómo se han desarrollado las observaciones en los diferentes telescopios del Observatorio Astronómico Nacional y las técnicas posibles en cada uno de ellos, hasta llegar al diseño actual de observación.

En el capítulo 4 se estudia los diferentes sistemas de coordenadas astronómicas involucrados en el proceso mencionado anteriormente y las correcciones que hay que realizar a los mismos, para referir las coordenadas obtenidas a un sistema topocéntrico horario.

En el capítulo 5 se describe el proceso de reducción a una exposición, basada en la medición de coordenadas planas de imágenes sobre las exposiciones, la identificación de las estrellas que son conocidas sobre la exposición y posteriormente encontrar la transformación que pasa las coordenadas planas a coordenadas astronómicas..

En el capítulo 6 se describe la forma como opera el software creado para calcular y obtener la coordenadas topocéntricas de satélites geoestacionarios. Se describe el contenido del programa. Finalmente en el capítulo 7 se presentan los resultados y conclusiones generales del trabajo de investigación.

Capítulo 2

Satélites Geoestacionarios.

2.1. Fundamentos

Un satélite artificial colocado en el espacio en movimiento alrededor de la Tierra describe una órbita, que es una figura geométrica situada en el espacio con una forma y una orientación definida. El satélite recorre la órbita y a cada instante estará en un punto de ella. La forma y orientación de la órbita puede ser definida por 6 elementos o parámetros orbitales, debiendo añadir el parámetro tiempo para que quede perfectamente determinada la posición del satélite en el espacio en cada momento.

Dependiendo del movimiento que lleve el satélite en el espacio, se generarán órbitas de diferentes formas, como elipses, hipérbolas o parábolas, aunque al hablar de satélites orbitando alrededor de la Tierra nos estamos refiriendo a órbitas cerradas, es decir, elípticas. Si consideramos una situación ideal, donde la Tierra es simétricamente esférica con una distribución de masas homogénea y la única fuerza que actúa sobre el satélite es la atracción gravitacional terrestre (problema de dos cuerpos unidos gravitacionalmente), los elementos orbitales clásicos son los siguientes:

- Inclinação (i).
- Ascensión recta del nodo ascendente (Ω).
- Semieje mayor (a).
- Excentricidad (e).

- Argumento del perigeo (ω).
- Anomalía verdadera (v).

En la siguiente figura se pueden observar los elementos orbitales que definen a una órbita.

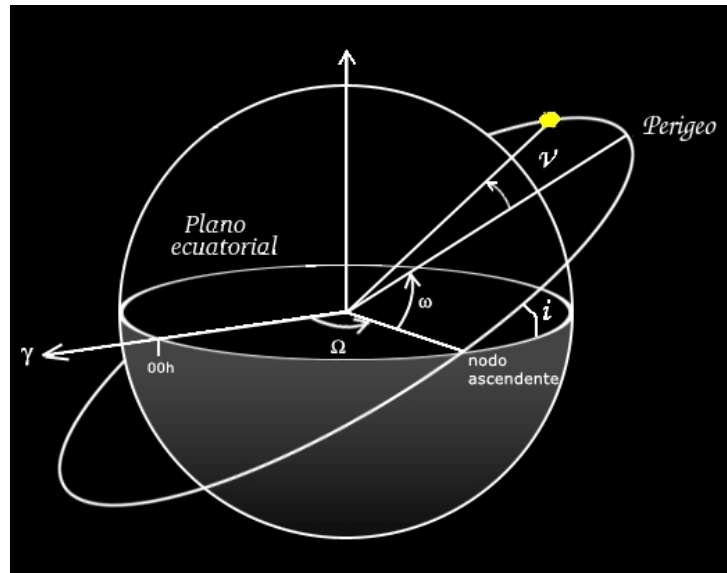


Figura 2.1: Elementos orbitales clásicos de una órbita.

Los dos primeros elementos orbitales, la inclinación (i) y la ascensión recta del nodo ascendente (Ω) determinan la orientación del plano de la órbita en el espacio .

La inclinación es el ángulo diedro formado por la intersección del plano orbital que es el que contiene a la órbita, con el plano de referencia, que es el plano que contiene al Ecuador Celeste, y está definida en el intervalo $[0^\circ, 180^\circ]$. La recta que se genera al intersectar los dos planos mencionados es la línea de los nodos y proyectada sobre la esfera celeste, indica la dirección de dos puntos, uno es el nodo descendente y el otro el nodo ascendente. El nodo ascendente es determinado cuando el satélite en su movimiento, cruza la línea de los nodos desde el Hemisferio Sur al Hemisferio Norte.

En el caso particular en que $i = 0$, la línea de los nodos no está definida pues el plano orbital y el plano del ecuador coinciden.

Si consideramos lo mencionado anteriormente pero tomando el Sol como satélite, el plano de la eclíptica como plano orbital y el plano que contiene al Ecuador Celeste, el Sol, en su movimiento aparente visto desde la Tierra define un nodo ascendente (Ω_{\odot}) que comúnmente es conocido como punto Vernal (γ). Este punto está involucrado en muchos de los sistemas de referencia que se utilizan en astronomía como origen de medida de ángulos sobre el plano del ecuador. La ascensión recta del nodo ascendente es el ángulo formado por la dirección del punto Vernal (γ) y la dirección del nodo ascendente sobre el plano del ecuador. El intervalo donde está definido es $[0^{\circ}, 360^{\circ}]$.

Los dos siguientes elementos orbitales, el semieje-mayor (a) y la excentricidad (e) determinan la forma de la órbita.

En una órbita con forma de elipse existe un segmento con la mayor distancia posible entre puntos. Este segmento contiene al centro y a los dos focos de la misma. A dicho segmento se le denomina eje mayor y a la longitud mitad del mismo, semieje mayor (a). De igual forma, existen dos puntos de la elipse cuyo segmento que los une y pasa por el centro de la elipse tiene una distancia mínima. Al segmento que une ambos puntos se le denomina eje menor. La longitud mitad de este segmento perpendicular al eje mayor se le denomina semieje menor (b).

Si la Tierra está sobre uno de los focos de la elipse, uno de los puntos extremos del eje mayor estará más cerca a la Tierra, al cual llamaremos perigeo (p_e), y el otro punto extremo estará más alejado, que lo llamaremos apogeo (a_p). Estos dos puntos (p_e) y (a_p) corresponden, respectivamente, al punto de la órbita más cercano y más alejado a la Tierra.

El semieje mayor de la órbita puede ser determinado por la suma de las distancias desde la Tierra al apogeo y al perigeo dividido entre 2.

La excentricidad no es más que la relación entre el semieje-mayor y menor, e indica en qué medida está achatada la elipse y puede ser obtenida por medio de la expresión $e = 1 - b/a$. Los valores de e están comprendidos en el intervalo $[0, 1)$. En el caso particular de que $e = 0$, indica que la órbita es circular.

El quinto elemento orbital es el argumento del perigeo (ω), e indica la orientación que tiene la órbita sobre el plano orbital. Se define como el ángulo formado entre la dirección del nodo ascendente y la dirección del perigeo, como se muestra en la Figura (2.1).

El sexto parámetro es la anomalía verdadera (v) que depende del tiempo t e indica para un instante (t) cualquiera, la posición que tiene el satélite en su órbita y es el ángulo que forman las direcciones del perigeo y la del satélite, vistos desde el foco principal de la órbita.

Si consideramos el caso en que la excentricidad y la inclinación son nulas y además que el semieje-mayor (o radio) vale 42.164 km, obtendremos la llamada **órbita geostacionaria** y al satélite que la recorre, **satélite geostacionario**. Cabe destacar que el resto de los parámetros (Ω, ω, v) quedarían indefinidos.

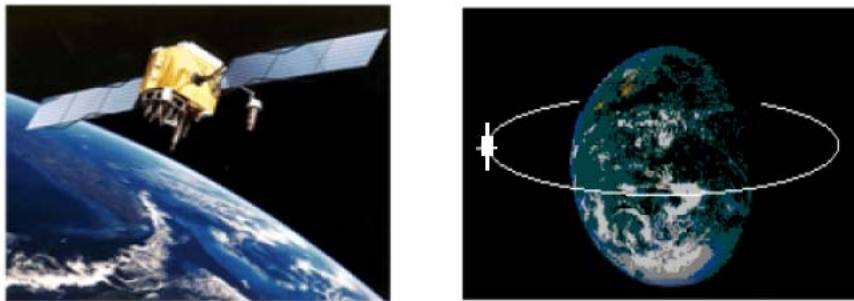


Figura 2.2: Satélite sobre la órbita geostacionaria representado por el punto blanco, moviéndose con velocidad igual a la que tiene la Tierra en rotación.

Unas de las características que poseen los satélites artificiales ubicados en la órbita geoestacionaria es que tienen un período orbital equivalente a un día sidéreo, que no es más que el tiempo que tarda la Tierra en dar una vuelta completa sobre su eje de rotación. Por tanto, estos satélites se observarán desde la superficie de la Tierra como puntos fijos en el espacio.

En la realidad, el caso ideal de la órbita geoestacionaria no existe, solamente para un instante (t), debido a la acción de las fuerzas perturbadoras presentes. De estas fuerzas las que más destacan son: las generadas por la no homogeneidad de la distribución de las masas y la no esfericidad de la Tierra, los potenciales gravitatorios del Sol y la Luna y la presión de radiación solar. Éstas hacen que se produzcan modificaciones en la órbita, cambiando su inclinación, excentricidad y semieje-mayor, implicando la aparición de (Ω) , (ω) y (v) . Dichos elementos orbitales instantáneos son llamados elementos ***orbitales oscultrices***.

Los elementos oscultrices definen una órbita para cada instante. Se pueden conocer sus valores a partir de la observación del satélite para cada instante diferente, bajo un conjunto de expresiones dadas en Soop, (1983). La posición de un satélite en el espacio, viene dada por la distancia (r) y la orientación, o par de ángulos que son llamamos longitud (λ) y latitud (ϕ), para referirnos a coordenadas geocéntricas.

Para el caso ideal donde sólo actúa el potencial gravitatorio de la Tierra según muestra Soop (1983), en las gráficas 2.4, 2.5 y 2.6 se refleja una dependencia directa de la distancia, longitud y latitud, en función del tiempo, respecto a pequeños valores de los elementos oscultrices (e, i, δ_a) , donde δ_a es la variación del semieje mayor. Para este caso, los otros tres elementos oscultrices (Ω, ω, v) pueden tomar cualquier valor.

La posición de un satélite afectado por fuerzas externas como las mencionadas, sufre variaciones en distancia, longitud y latitud que influyen, respectivamente, en los parámetros excentricidad, inclinación y anomalía verdadera, propios de su órbita. Dichas variaciones se manifiestan con menor incidencia en la distancia y la latitud y con mayor incidencia en la longitud.

Para la longitud, los principales cambios son producidos a causa de la Tierra, ya que ésta no presenta uniformidad en la distribución de sus masas y la geometría que posee no es simétricamente esférica. Dichas deformaciones de la Tierra, generan sobre el lugar donde se podrían colocar los satélites, que no todos sus puntos sean de equilibrio. De esta manera, sólo existen cuatro puntos especiales: dos de ellos son de equilibrio estable situados a $75^{\circ}1$ E y $105^{\circ}3$ O en longitud y los otros dos de equilibrio inestable situados en $11^{\circ}5$ O y $161^{\circ}9$ E en longitud, según se muestra en la Figura (2.3).

Dependiendo de la ubicación del satélite sobre la órbita, éste se mantiene en una posición fija o se mueve, es decir: si el satélite está en algún punto de equilibrio estable su longitud se mantendrá constante o fija. Por el contrario si es ubicado en cualquier otro punto, incluso los puntos de equilibrio inestable, el satélite se moverá hacia el punto de equilibrio estable más cercano a él. Dependiendo de la distancia en longitud a la que se encuentre de dicho punto de equilibrio estable, bien sea mayor o menor, el movimiento del satélite será más rápido o más lento ya que el satélite, en dicho movimiento, queda en oscilación periódica respecto al punto de equilibrio estable al que se dirige, partiendo desde el lugar donde se encuentra, pasando por el punto de equilibrio estable y llegando hasta la posición simétrica inicial, pero al otro lado del punto de equilibrio estable para regresar nuevamente a la ubicación original. Cada oscilación tiene un período de 2 años, independientemente de la longitud de partida [Soop, M.E., 1983].

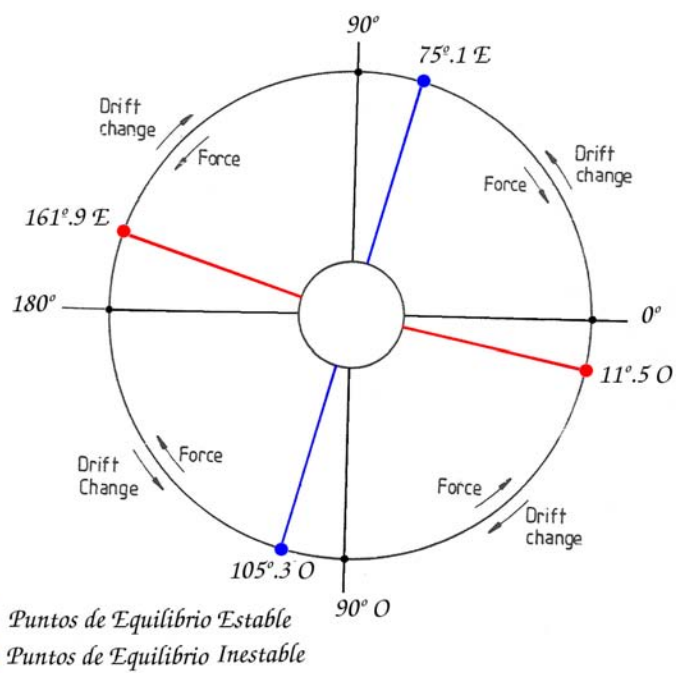


Figura 2.3: Órbita sobre el plano ecuatorial donde los puntos de equilibrio estable están en la posición de $75^{\circ}1$ E y $105^{\circ}3$ O y los de equilibrio inestable en la posición de $11^{\circ}5$ O y $161^{\circ}9$ E.

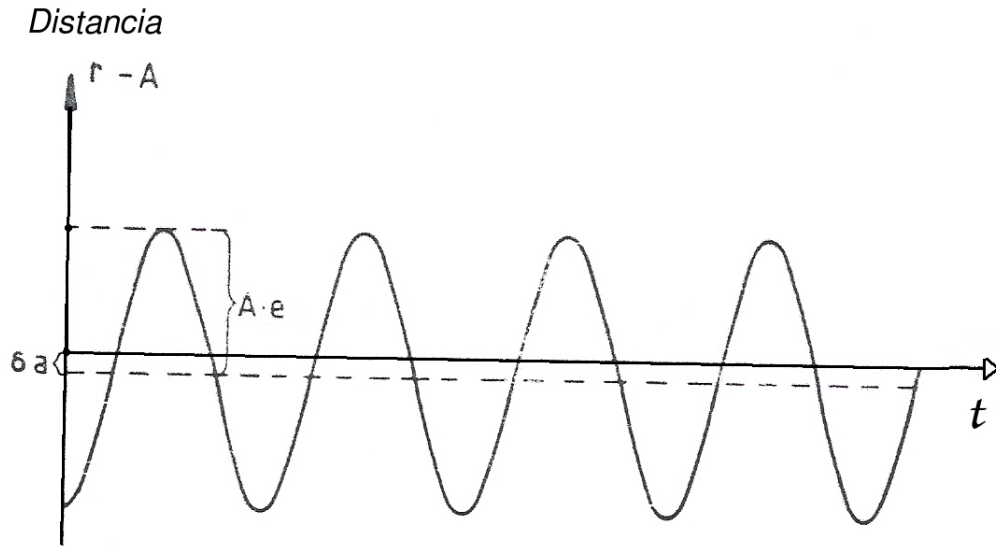


Figura 2.4: Variaciones en distancia respecto al tiempo t con dependencia de la excentricidad e . A es el radio de la órbita geostacionaria y δ_a su variación.

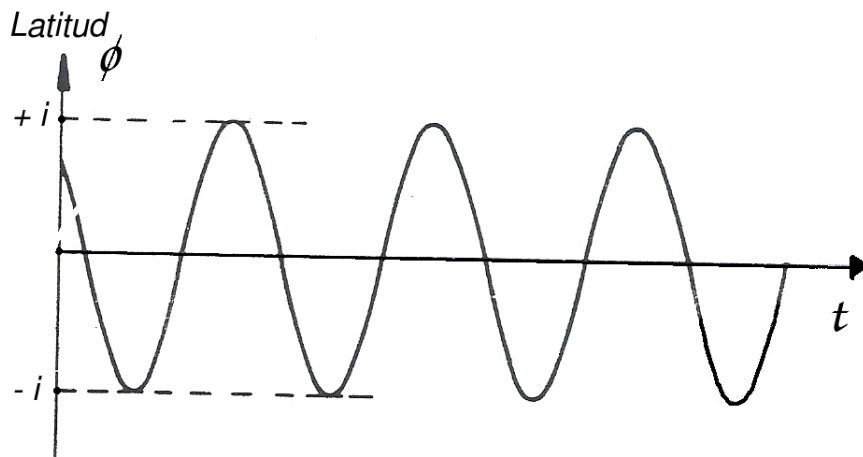


Figura 2.5: Variaciones de latitud ϕ en función del tiempo t y dependencia de la inclinación i .

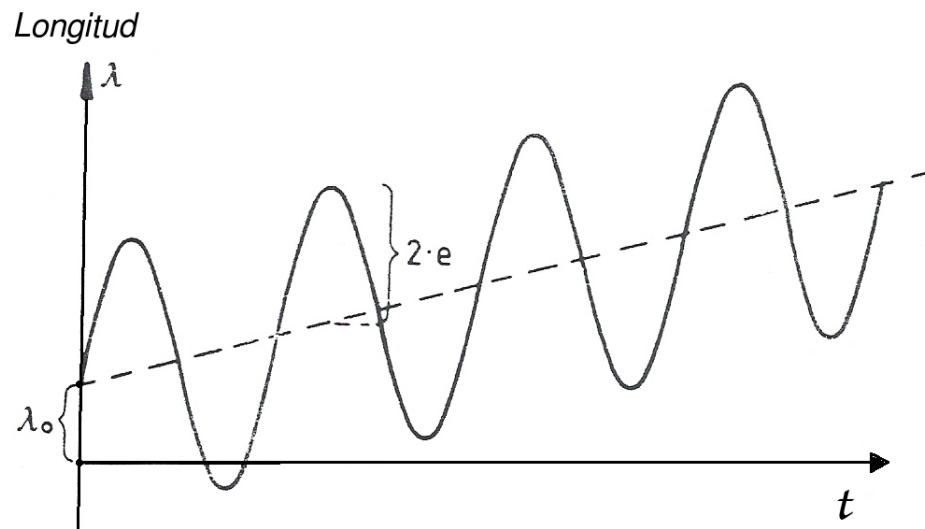


Figura 2.6: Variaciones de la longitud λ , respecto al tiempo t con dependencia de la excentricidad e , a partir de la posición inicial de la longitud λ_0 .

Capítulo 3

Método Observacional

Los objetos celestes vistos desde la Tierra parecen proyectados sobre un fondo y a una misma distancia. Dicho fondo envuelve completamente a la Tierra formando una esfera imaginaria. La esfera formada es conocida comúnmente como *Esfera Celeste* y sobre ella se dan las posiciones de los objetos del cielo. La esfera celeste se puede equiparar a una esfera de radio unitario para simplificar el uso del radio de la misma.

Es bien conocido que el movimiento de rotación de la Tierra es en dirección *Oeste-Este*, por tanto, un observador que esté unido a dicho movimiento observa el efecto aparente de que todos los objetos proyectados sobre la esfera celeste, no unidos a dicho movimiento, parecen moverse en dirección *Este-Oeste*. Entonces, si queremos realizar una observación fotográfica de un objeto celeste tal que su imagen salga fija, es necesario compensar dicho movimiento. De lo contrario, el objeto saldrá movido.

La mayoría de los telescopios poseen motores sidéreos que desplazan al telescopio en la dirección opuesta al movimiento aparente y a la misma velocidad angular que lleva la esfera. La velocidad es equivalente a la de la rotación terrestre.

La aparición del detector CCD (*Charge-Coupled Device*), acoplado por primera vez a un telescopio óptico en 1975, ha traído grandes ventajas en el área de la *Astronomía*. Podemos destacar algunas de las características de un CCD, tales como:

1. Produce imágenes en forma digital, directamente manipulables por computadoras.
2. Posee una gran eficiencia cuántica o respuesta del CCD a la luz que recibe. Como ejemplo dicha respuesta puede llegar a ser de 100 %, para un CCD en alguna longitud de onda, mientras que para una placa fotográfica no superaba el 2 %, para su longitud de onda óptima.

Con lo mencionado anteriormente las observaciones de objetos celestes, se han convertido en observaciones más eficientes y rápidas abriendo nuevas perspectivas para realizarlas, en particular para objetos celestes como satélites geoestacionarios.

Al realizar observaciones de satélites geoestacionarios, considerando que los satélites permanecen fijos respecto a la Tierra y las estrellas no, se tiene la particularidad que en las exposiciones pueden aparecer 2 tipos de imágenes. Unas imágenes serán con formas puntuales (fijas) y las otras con formas de trazos (móviles). Cualquiera de los dos tipos de imágenes pueden obtenerse para ambos objetos celestes. Es decir, si los satélites corresponden a imágenes puntuales entonces, las estrellas corresponderán a imágenes con forma de trazos, o viceversa. El poder obtener imágenes puntuales o trazos para satélites dependerá directamente de la técnica o método observacional que se aplique, al par Telescopio-CCD.

El método de observación será definido por la forma de operar el telescopio y el CCD, existiendo así, varias posibilidades para hacerlo.

Refiriéndonos al CCD, podemos realizar varios tipos de observación. Una posibilidad es la de recoger los datos capturados por el CCD una vez terminado el tiempo de exposición de la observación. Dicha observación se denomina ***Observación Directa***. Otra posibilidad es recoger los datos a medida que se realiza la exposición, dicho método es llamado observación ***driftscan o de barrido continuo***.

Refiriéndonos al telescopio, es posible realizar la observación moviendo el telescopio con su motor sidéreo o dejarlo completamente fijo sin ningún movimiento.

Una combinación adecuada de las diferentes posibilidades para realizar una observación con el telescopio y CCD, nos conducirá a obtener el resultado deseado. Por ejemplo, podemos compensar el movimiento aparente de la esfera celeste con una observación en modo driftscan mientras el telescopio permanezca fijo o realizar una observación directa una vez activado el motor sidéreo del telescopio.

Con las observaciones de los satélites geoestacionarios realizadas a lo largo de una noche es posible obtener un conjunto de exposiciones de tal manera que al referirlas a un mismo sistema, se pueda observar el movimiento diurno que tienen los satélites. El movimiento diurno no es más que el desplazamiento que describe el satélite en su órbita en función del tiempo sidéreo a lo largo de una rotación terrestre (día sidéreo). A dichas observaciones intentaremos darles el mismo tiempo de exposición para unificar su tratamiento. Cabe destacar, que un tipo de imágenes, las que tienen forma de trazos, son imágenes donde cada punto del trazo corresponde a instantes diferentes de la exposición. Por decirlo de otra forma, en una exposición donde las estrellas aparecen como trazos y los satélites en forma puntual, la posición relativa entre los puntos que definen los satélites (fijos durante la observación) y los puntos que definen a las estrellas (móviles con el tiempo sobre el trazo) cambia a cada instante de la observación. Por tanto, la medición del tiempo es muy importante, teniendo en cuenta que un error en la medición de este parámetro puede significar grandes contradicciones para el cálculo de la posición del satélite. A grandes rasgos un error de 1 segundo con la asignación del tiempo a una posición determinada significaría un error de aproximadamente 3 km en posición en el cielo, dado que 1 segundo de tiempo equivale a 15 segundos de arco y 1 segundo de arco equivale aproximadamente a 200 metros, a la distancia de 42.164 km.

En el tiempo que se llevan realizando nuestras observaciones de los satélites geoestacionarios se han utilizado los 4 telescopios del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de Venezuela. La Cámara J. Stock, el Reflector, el Refractor y el Astrógrafo Doble, cada uno con características diferentes.

El *Telescopio J. Stock* (Figura (3.1)) es un telescopio del tipo Cámara Schmidt, con un espejo esférico de 1.5 metros y una apertura de 1 metro. Tiene una distancia focal de 3 metros y una escala de 15 micras por 1 segundo de arco. Acoplado a él en el plano focal posee un mosaico de 16 CCDs de 2048x2048 píxeles cuadrados cada CCD, de 15 micras por lado. Su escala equivale a 1 segundo de arco por píxel y el campo abarcado en el cielo por cada CCD es aproximadamente de 0.5x0.5 grados cuadrados.

Una de las ventajas que tiene este telescopio es que puede realizar observaciones en forma driftscan, de hecho los CCDs son los únicos en el OAN cuya electrónica permite realizar este modo de observación. Además, debido a la escala, puede observar un campo en el cielo suficientemente amplio como para contener suficientes estrellas de referencia, que servirán posteriormente para calcular la posición del satélite. Cabe destacar que en un sólo CCD es posible registrar el movimiento diurno del satélite, sin necesidad de usar los 15 restantes.

Con dicho telescopio se ha intentado utilizar el método del driftscan apuntando o bien sobre los satélites o bien sobre las estrellas. Si apuntamos sobre las estrellas, activando el motor sidéreo, las imágenes de los satélites serán puntuales y la de las estrellas serán con forma de trazos. Como el campo ofrecido es grande y la razón focal (Diámetro de apertura/ Distancia Focal), que está relacionada con la rapidez de respuesta del telescopio a la luz, los trazos se montarían unos con otros, lo cual dificultaría la manipulación posterior de los datos. De este modo, se decidió realizar la observación apuntando directamente sobre los satélites (dejando el telescopio fijo) tal que sus imágenes saldrán con forma de trazos y las estrellas con formas puntuales, como se muestra en la Figura (3.1).

Para el control del tiempo, la mejor referencia en principio es el inicio o el final de la exposición, pero el telescopio posee un obturador muy grande (40 cm) el cual no permite conocer con exactitud el instante en que se abre y cierra el mismo. Por ello, para tener una medida del tiempo más exacta, que no dependa del obturador,

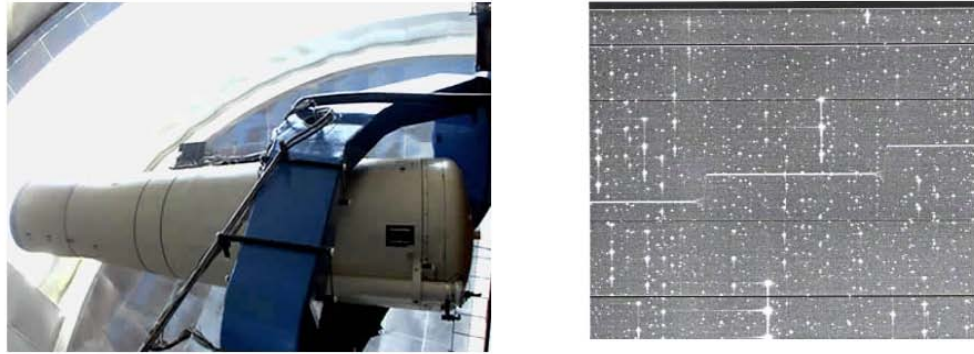


Figura 3.1: (Izda) Telescopio J. Stock (1 m). (Dcha) Imágenes con forma de trazo de satélites geostacionarios HISPASAT.

se realizó una variante en el método de observación. Esta variante consistió en mover físicamente el telescopio cada cierto tiempo en uno de sus ejes (declinación) lo suficiente como para no superponer las estrellas sobre sí mismas (Figura (3.1)). Este instante, inicio del movimiento, puede ser determinado en forma más confiable por la consola de operación del telescopio y el punto asociado al satélite a dicho instante de corte entre las direcciones de los trazos del satélite antes y después del movimiento hasta que vuelve a estabilizarse el trazo (Figura (3.2)). Sin embargo, el método no prosperó debido a incertidumbres que también se presentaban en la toma de este mismo tiempo desde la consola de operación del telescopio.

El *Telescopio Reflector* (Figura (3.3)) tiene un espejo de 1 metro de diámetro con una distancia focal de 20.5 metros que conlleva una escala de 100 micras por segundo de arco. Tiene acoplado un detector CCD en el plano focal del telescopio de 2048x2048 píxeles cuadrados, de 13 micras de lado cada píxel, abarcando un campo aproximado de 5x5 minutos de arco, mucho menor que el ofrecido por el telescopio J. Stock.

Algunas de las desventajas que presenta este telescopio, por el campo reducido que tiene, son: que el número de estrellas de referencia en una exposición se reducen, e incluso puede llegar a ser nulo; y no permite registrar en una noche de observación

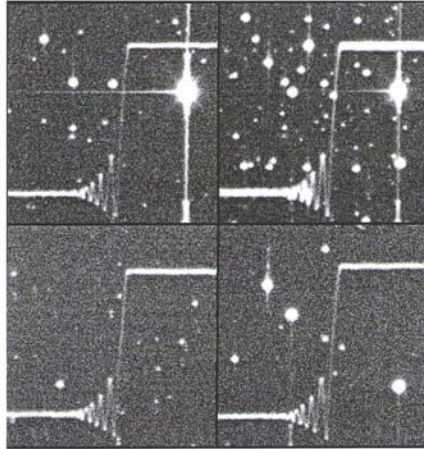


Figura 3.2: Imagen dejada por el satélite con deriva en dirección del eje de declinación.

la totalidad del movimiento diurno que tendría el satélite, pues el área que abarca dicho movimiento es mayor que la del campo. La forma de solventar el problema para asignar una posición al satélite en cada una de las observaciones fue programando las mismas de tal manera que pudiéramos capturar estrellas de referencia.

La observación se realizó apuntando directamente sobre los satélites, manteniendo el telescopio en posición fija, así las imágenes serán puntuales y las posibles estrellas corresponderán a imágenes trazadas. Los trazos señalarán la dirección Este-Oeste y la distancia del satélite sobre la exposición a dicha dirección, será función de la diferencia en declinación entre las estrellas y el satélite.

Debido a lo reducido del campo de observación existe la posibilidad de que los trazos dejados por las estrellas puedan salir cortados, la cual complica la asignación de un tiempo al punto seleccionado o coordenada (x, y) para su representación. A fin de minimizar este problema se siguió una técnica de observación ya conocida y aplicada por otros proyectos como el proyecto ROSACE [Escane, I., 2001], que consiste en hacer la observación abriendo y cerrando el obturador del detector por intervalos de tiempos cortos. De este modo, los trazos serán una composición de pequeños



Figura 3.3: (Izda) Telescopio Reflector (1 m). (Dcha) Imagen con exposición múltiple.

trazos (Figura (3.3)), donde cada uno de ellos puede considerarse independiente y además aportarán puntos diferentes para instantes diferentes en la coordenada del movimiento, manteniendo la otra coordenada fija.

El instante de tiempo asignado a la posición de cada pequeño trazo es definido por el tiempo central entre el tiempo de apertura y el tiempo de cierre del obturador que originó dicho pequeño trazo. Sin embargo, en nuestro caso particular, dicho instante no es exacto pues es tomado en forma visual, generando así inexactitudes en la medición. Debido a ello y a lo pequeño del campo abarcado, se dejó de utilizar este telescopio.

El *Telescopio Refractor* de 65 centímetros de apertura (figura (3.4)), tiene una distancia focal de 10.5 metros que implica una escala de 50 micras por segundo de arco. No tiene ningún detector instalado, pero se acoplaron dos dispositivos electrónicos distintos en el plano focal del telescopio. Primero fue un detector de 1535x1024 píxeles cuadrados de 9 micras de lado abarcando un campo aproximado de 5x3 minutos de arco y después una Cámara Finger Lakes Instrumentation (FLI) de 2048x2048 píxeles cuadrados de 13 micras de lado y abarcando un campo aproximado de 9x9 minutos de arco.

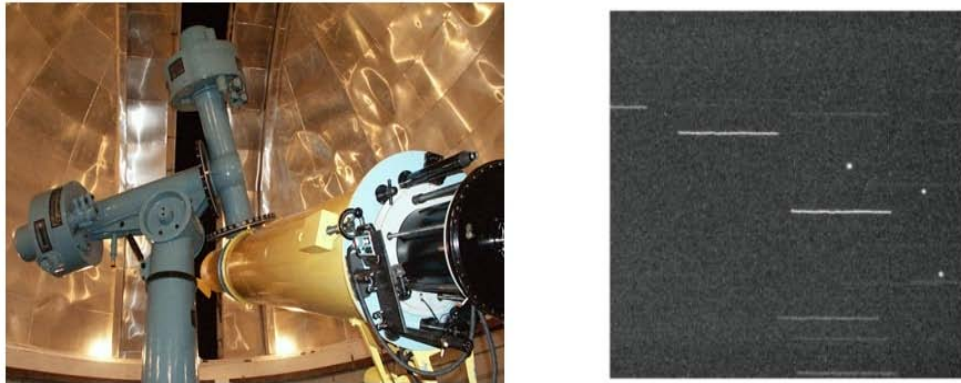


Figura 3.4: (Izda) Telescopio Refractor (65 centímetros de apertura). (Dcha) Imagen de los satélites geoestacionarios HISPASAT tomada con la Cámara FLI (Mayo 2007) con un tiempo de exposición de 20 segundos.

Las observaciones se realizaron en modo *directo* dejando el telescopio fijo y apuntando directamente sobre los satélites, así sus imágenes saldrán con forma puntual y para las estrellas con forma de trazos como se muestra en la figura (3.4).

A pesar de que el campo del telescopio sigue siendo pequeño, en ocasiones, es suficiente para albergar el movimiento diurno de satélites a lo largo de la noche de observación y suficiente también, para que en algunas de las exposiciones aparezcan estrellas de referencia; esto en el caso de la Cámara FLI. Fue este telescopio conjuntamente con la Cámara FLI el seleccionado para experimentar el método con el cual actualmente se realizan las observaciones.

El **Telescopio Astrógrafo Doble** (Figura (3.5)) está compuesto por dos tubos, de 51 centímetros de apertura cada uno. La distancia focal es de 3.72 metros que conlleva a una escala de 18 micras por segundo de arco. Con la activación parcial del mismo en Julio de 2007 se le acopla la Cámara FLI en uno de los tubos, abarcando un campo aproximado de $0,41 \times 0,41$ grados cuadrados, muy parecido al ofrecido por el telescopio J. Stock.

El método observacional aplicado es análogo al ejecutado en el telescopio Refrac-

tor, obteniendo imágenes con forma de trazo para las estrellas y en forma puntual para los satélites.

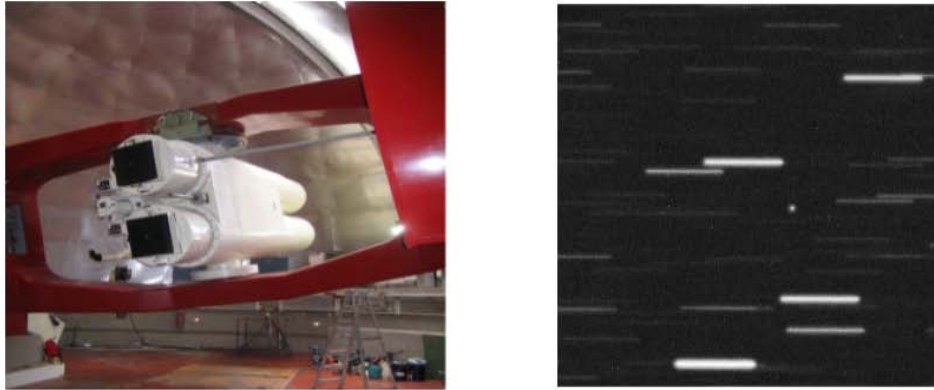


Figura 3.5: (Izda) Telescopio Astrógrafo Doble (51 centímetro de apertura). (Dcha) Imagen del satélite INTELSAT 903 tomada con la Cámara FLI (Febrero 2008) con un tiempo de exposición de 20 segundos.

Las ventajas que tiene este telescopio, son: el campo ofrecido es suficiente para registrar el movimiento diurno de los satélites observados a lo largo de la noche y puede capturar un conjunto de estrellas de referencia (Figura (3.4)), suficientes para hacer la reducción astrométrica en la mayoría de las exposiciones. La medición del tiempo es realizada de manera automática por una estación de control de tiempo por GPS (*Global Positioning System*), donada por el ROA en Diciembre 2007, el cual refiere el tiempo de la computadora que manipula la electrónica del CCD. Los instantes, de comienzo y final de la observación son guardados en la cabecera del archivo que contiene la misma, en formato fits (*flexible image transport system*).

Actualmente el telescopio no está operativo completamente, ya que no existe control sobre el posicionamiento del telescopio, pero por la técnica de observación aplicada para nuestros fines, el problema es indiferente.

Como conclusión final y tomando en cuenta las ventajas y desventajas obtenidas de las características propias de cada telescopio y CCD, se adoptó por definir la técnica observacional de la siguiente forma:

- Telescopio seleccionado: el Astrógrafo Doble junto con la Cámara FLI, ya que el campo es suficiente para incluir la totalidad del movimiento diurno de los satélites que se observarán en una noche, y suficiente, también para contener estrellas de referencia que nos ayudarán a dar las coordenadas astronómicas de los satélites observados.
- La observación se realiza con el telescopio completamente fijo ya que el propio CCD va a ser el nuevo sistema de referencia del movimiento diurno de los satélites. Las imágenes serán con forma puntual para los satélites y con forma de trazos para las estrellas.
- Tipo de observación es en modo Directo, realizando una secuencia de n observaciones con un tiempo de exposición determinado (20 o 10 segundos) para cada una, a lo largo de toda una noche y por varios días consecutivos.
- Superponer toda una serie de exposiciones de una misma noche, donde se puede determinar el movimiento del satélite en el marco de referencia definido por el CCD. La estabilidad de dicho marco debe ser controlada por un sistema de referencia externo, como el que definen las estrellas, que aparecen en las exposiciones. Estas estrellas nos darán los patrones de corrección para el sistema del CCD durante toda la noche de observación, sin más que controlar la posición de uno o varios puntos fijos del CCD.

Capítulo 4

Sistemas de Coordenadas.

Los objetos celestes vistos desde la Tierra, se observan proyectados sobre una esfera a una misma distancia del lugar de observación. Dicha esfera es llamada *esfera celeste*. Si queremos dar una posición a cualquiera de estos objetos sobre la esfera es necesario disponer de un sistema de referencia al cual referir dicha posición. Una vez establecido este sistema, un objeto viene definido en coordenadas cartesianas o coordenadas polares, con módulo de distancia igual a la unidad.

A continuación se señalan una serie de elementos para definir un sistema de referencia.

En primer lugar, para definir un sistema de referencia en el espacio es necesario determinar tres ejes coordenados que se corten en un punto, al cual llamaremos origen. Si los tres ejes son perpendiculares entre sí, el sistema es cartesiano. En cualquier sistema, dos ejes determinan un plano y el tercero, en el caso cartesiano, un eje perpendicular a él que corta el origen. Otra forma de definir un sistema de este tipo es definiendo un plano (plano fundamental), un punto sobre él (origen) y una dirección (eje fundamental) contenida en el mismo plano.

Un punto cualquiera $P(u, v, w)$ en el espacio queda definido respecto al origen, por una terna ordenada de números reales (u, v, w) que corresponden cada uno al módulo de los vectores que determinan al vector \vec{OP} Figura (4.1), según su proyección sobre los ejes coordenados. Estos tres números se denominan coordenadas cartesianas tridimensionales del punto P .

También es posible presentar las coordenadas cartesianas tridimensionales de P como coordenadas polares (r, ϕ, θ) , donde r es el módulo del vector \vec{OP} , y los ángulos ϕ y θ determinan la orientación del vector según se muestra en la Figura (4.1).

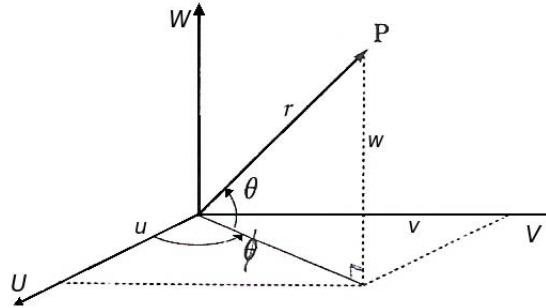


Figura 4.1: Coordenadas cartesianas y polares en el espacio tridimensional.

En el caso particular de la esfera celeste, la posición de un objeto generalmente se define mediante coordenadas polares y como en principio todos los objetos se encuentran aparentemente a la misma distancia ($r = cte = 1$), las coordenadas polares se reducen al par (ϕ, θ) . El par de ángulos (ϕ, θ) dependerán de cómo se define el origen, plano y dirección fundamental y según uno u otro se estará definiendo diferentes sistemas, que son llamados *sistemas de coordenadas celestes*.

4.1. Sistemas de Coordenadas Celestes

Para definir un sistema de coordenadas debemos definir el plano fundamental, el origen y la dirección fundamental. De acuerdo a la elección de cada uno de estos elementos el sistema se definirá de diferentes formas.

Con relación al origen, según donde lo elijamos, sea el lugar de observación, sea el centro de masas de la Tierra, o sea el baricentro del Sistema Solar (centro de masas del Sistema Solar), estaremos hablando de sistemas de coordenadas celestes

topocéntricos, geocéntricos y heliocéntricos, respectivamente.

También, según la elección del plano fundamental, sea el plano del horizonte o sea el plano que contiene el ecuador celeste, se puede hablar de los sistemas de coordenadas, horizontales o ecuatoriales, respectivamente.

Y según la dirección elegida, para el instante de coordenadas ecuatoriales, hablaremos de coordenadas horarias y absolutas, según sea la dirección fundamental la definida por el meridiano del lugar o la del punto vernal γ , respectivamente.

El siguiente esquema resume los diferentes sistemas de coordenadas celestes que en este trabajo de tesis vamos a manejar.

1.

$$\textit{Topocéntricos} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Horizontales} \\ \textit{Ecuatoriales} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Horarias} \\ \textit{Absolutas} \end{array} \right. \end{array} \right.$$

2.

$$\textit{Geocéntricos} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Ecuatoriales} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Horarias} \\ \textit{Absolutas} \end{array} \right. \end{array} \right.$$

3.

$$\textit{Heliocéntricos} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Ecuatoriales} \left\{ \begin{array}{l} \textit{Absolutas} \end{array} \right. \end{array} \right.$$

Especial mención deben tener las coordenadas ecuatoriales, donde la diferencia entre la división de horarias y absolutas depende de si la dirección de origen de los ángulos es fija o móvil para el observador. Dichos sistemas celestes se relacionan directamente con el movimiento de rotación de la Tierra, quien es causante del movimiento diurno aparente de los objetos celestes.

Antes de hacer mención sobre los sistemas ecuatorial horario y absoluto, debemos mencionar algunos elementos típicos de la astronomía esférica. Tales elementos son

los siguientes:

Una **circunferencia máxima** es aquella que se forma a partir de la intersección de un plano con la esfera celeste y que contiene al centro de la esfera. Una **circunferencia menor** es aquella que se forma por la intersección de un plano con la esfera, el cual no contiene al centro de dicha esfera.

Dados dos puntos A y B de la esfera celeste, se denomina **distancia angular** (distancia esférica) entre ambos al menor de los arcos de extremos A y B de la circunferencia máxima que contiene a dichos puntos.

Otros elementos importantes son:

1. **Eje de Rotación** de la esfera, que es determinado por la prolongación del eje de rotación terrestre.
2. Los **Polos** son los puntos donde el eje perpendicular al plano fundamental intersecta a la esfera celeste.
3. **Ecuador Celeste** es la circunferencia máxima de la esfera celeste que resulta de la intersección de dicha esfera con el plano que contiene al ecuador terrestre.
4. Un **Meridiano Celeste** es cualquier circunferencia máxima que pasa por los polos de la esfera celeste.
5. **Meridiano del lugar** es el meridiano celeste que pasa por el *Zenit* o punto de intersección de la vertical del lugar de observación con la esfera celeste.
6. **Meridiano del Objeto** es el meridiano celeste que contiene al objeto celeste a observar.
7. **Plano Eclíptico** Es el plano que contiene la órbita de la Tierra alrededor del Sol.

8. **Punto Vernal** es el punto determinado por la intersección del plano de la eclíptica con el plano del ecuador y definido por el paso del Sol desde el Hemisferio Sur hacia el Hemisferio Norte, en su movimiento aparente visto desde la Tierra.

Conociendo estos elementos podemos definir los diferentes sistemas de coordenadas ecuatoriales

4.1.1. Sistema Ecuatorial Horario

El sistema ecuatorial horario es un sistema de coordenadas definido por:

1. El origen, que pueden ser el lugar de observación, el centro de masas de la Tierra o el baricentro del Sistema Solar.
2. El ecuador celeste como plano fundamental.
3. La dirección Q sobre el ecuador celeste, donde el punto Q resulta de intersectar el ecuador celeste y el meridiano del lugar.
4. Los ángulos correspondientes sobre el ecuador celeste se miden en sentido de las agujas del reloj (retrógrado) a partir del punto Q .

La posición de un punto P sobre la esfera en coordenadas ecuatoriales horarias vendrá dada por las coordenadas esféricas, **Ángulo Horario** (H) y **Declinación** (δ), según se muestra en la Figura (4.2).

H es el ángulo diedro formado por el meridiano del punto P y el meridiano del lugar. Este ángulo está medido en sentido retrógrado, entre 0° a 360° o de 0^h a 24^h a partir del meridiano del lugar. Y δ es la distancia angular medida sobre el meridiano de P desde el ecuador celeste hasta el punto P , tomando valores entre 0° y $\pm 90^\circ$ según P pertenezca al hemisferio Norte o al hemisferio Sur.

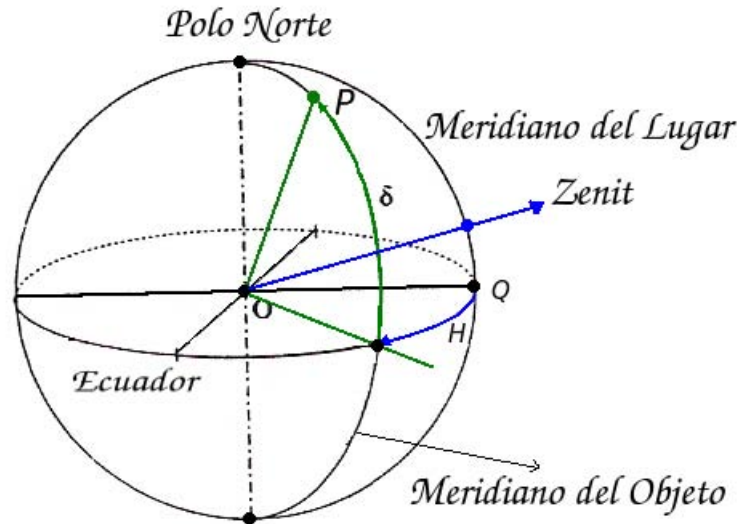


Figura 4.2: Coordenadas Ecuatoriales Horarias.

4.1.2. Sistema Ecuatorial Absoluto

Recordemos que el punto Vernal γ , está determinado por el Sol en su movimiento aparente visto desde la Tierra, al cruzar la línea de los nodos o intersección entre el ecuador celeste y la eclíptica.

El sistema de coordenadas ecuatorial absoluto se define por:

1. Un origen que puede ser cualquiera de los tres orígenes mencionados anteriormente.
2. El ecuador celeste como plano fundamental.
3. El punto (γ) como dirección de origen de medida de los ángulos sobre el ecuador celeste.
4. El sentido de medida de los ángulos es en sentido directo (contrario a la agujas del reloj) a partir de (γ).

De esta manera, para un punto P sobre la esfera celeste sus coordenadas ecuatoriales absolutas se definen como **Ascensión Recta** (α) y **Declinación** (δ), según muestra la Figura (4.3).

La ascensión recta α es el ángulo diedro definido por el meridiano que pasa por el punto (γ) y el meridiano del objeto. Dicho ángulo se mide sentido directo de 0^h a 24^h , y se suele expresar en horas, ya que este ángulo está relacionado con la rotación de la Tierra y por tanto con la noción de día y hora.

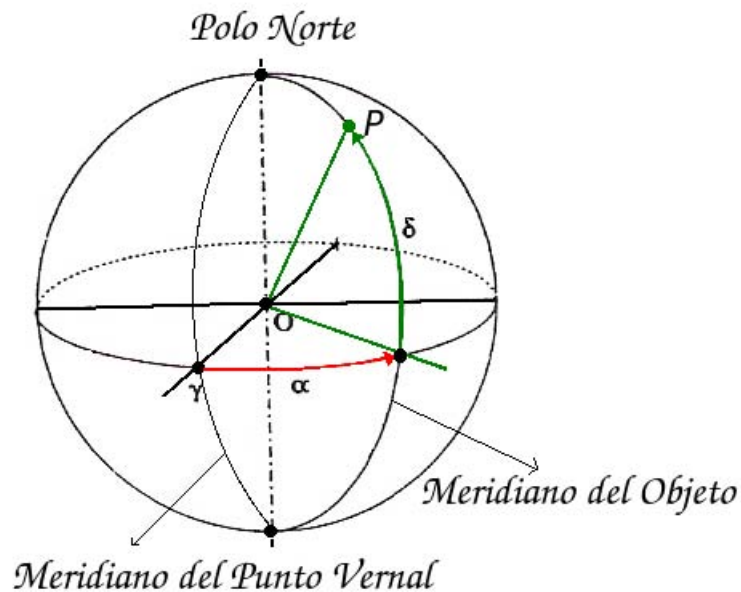


Figura 4.3: Coordenadas Ecuatoriales Absolutas.

Si desde un lugar de observación una estrella tiene ascensión recta α , mediante la expresión (4.1) es posible pasar de coordenadas ecuatoriales absolutas a coordenadas ecuatoriales horarias.

$$\alpha = H + TS \quad (4.1)$$

donde, TS es el tiempo sidéreo, o ascensión recta del lugar de observación.

Conociendo α y TS podemos hacer un cambio de coordenadas absolutas a coordenadas horarias, por ejemplo, al conocer la ascensión recta de los satélites geostacionarios y el tiempo sidéreo para el instante de la observación, se puede obtener el ángulo horario que tendrían los satélites para dicho instante. Este ángulo sería constante durante toda la noche en caso de un geostacionario teórico, no así su coordenada α que cambiaría constantemente con el tiempo.

4.1.3. International Celestial Reference System (ICRS)

La Unión Astronómica Internacional (IAU) en su búsqueda de un sistema lo más inercial posible, es decir estable, adoptó un sistema de coordenadas fundamental al cual referir las posiciones de los astros sobre la esfera celeste. Este sistema está basado en objetos muy lejanos, los cuales pueden considerarse fijos debido a la distancia que se encuentran desde la Tierra, como son los cuasares. Dicho sistema es el International Celestial Reference System (ICRS), donde las posiciones de las estrellas de los principales catálogos ya están referidas a él, en particular el catálogo *Tycho-2*, al cual hemos referido todo nuestro trabajo.

El sistema ICRS, está definido por:

1. Un origen que es el baricentro del Sistema Solar.
2. Un plano fundamental que es el ecuador celeste J200.0. Es decir, la posición del ecuador celeste para el instante de tiempo, Enero 1, a las 12^{hr} de Tiempo Universal del año 2000.
3. La dirección fundamental es la dirección definida por el Punto Vernal (γ) para la fecha mencionada.
4. Y los ángulos son medidos en sentido directo a partir de γ .

De esta manera podríamos decir que el sistema ICRS es un sistema donde la posición dada para un objeto celeste son coordenadas heliocéntricas ecuatoriales absolutas (α, δ) . Así, las posiciones de las estrellas en el catálogo *Tycho-2*, mencionado anteriormente, tendrán dichas coordenadas.

Las observaciones que se van a realizar para objetos celestes como lo son satélites geoestacionarios nos aportarán unas posiciones que estarán referidas inicialmente al lugar de observación. Entonces, las coordenadas que daremos a dichos satélites, serán topocéntricas ecuatoriales absolutas. Estas observaciones están referidas al ecuador de la época o por decirlo de otra forma, se relacionan con el cómo se observa el satélite desde dicho lugar geográfico de observación.

Ahora bien, si queremos usar las estrellas que vienen dadas por el sistema ICRS como de referencia, habrá que llevarlas al sistema que definen las exposiciones realizadas. Para ello, debemos realizar primero una translación del origen del sistema ICRS al lugar de observación (*corrección por paralaje anua*) y segundo hacer coincidir los planos fundamentales y la dirección de origen de los ángulos (γ) respecto a la época de observación (*corrección por precesión y nutación*).

La paralaje es un efecto geométrico que expresa la variación de la posición de un astro, respecto al fondo del cielo, cuando se efectúa un cambio del origen del sistema coordenado y se clasifica en paralaje diurna y anua. Dichas paralajes corresponden al cambio de origen desde la superficie de la Tierra al centro de masa de la Tierra o viceversa, y al cambio de origen del baricentro del Sistema Solar a la Tierra o viceversa, respectivamente.

La inestabilidad del plano ecuatorial respecto al plano eclíptico ocasiona que el punto (γ) cambie su dirección en función del tiempo. Dicho movimiento del ecuador se debe principalmente a efectos gravitacionales producidos por la Luna y los Planetas, generando así un movimiento retrógrado del eje de rotación alrededor del eje de la eclíptica, con un período de larga duración de aproximadamente 26 mil años

(precesión). Existe un segundo movimiento elíptico de este eje de rotación a la vez que va completando su recorrido. Este movimiento es periódico, de corta duración, igual a 18.6 años (nutación) y es debido, principalmente, a la no coincidencia de los planos de translación de la Luna con el de rotación de la Tierra.

Capítulo 5

Reducción de la Exposición

Reducir una exposición consiste en encontrar una transformación que permita pasar de coordenadas planas sobre la exposición a coordenadas astronómicas en el cielo. Para realizar dicha reducción se siguen los siguientes pasos elementales: primero, una vez definido un sistema de coordenadas cartesianas sobre la exposición, medir las coordenadas planas (x, y) de las imágenes que se encuentran en ella; segundo, la identificación de las imágenes correspondientes a las estrellas que tienen coordenadas astronómicas conocidas, que llamaremos estrellas de referencia; y por último apoyándonos en las estrellas de referencia, determinaremos la función R tal que transforme las coordenadas planas (x, y) medidas, a coordenadas astronómicas (α, δ) .

Tal y como hemos definido el método de observación a seguir en el Capítulo 3, las imágenes producidas por los satélites geoestacionarios sobre una exposición, tienen la particularidad que durante el tiempo de exposición mantienen sus posiciones fijas, pues en principio los satélites se mantienen estáticos, mientras que las otras imágenes, las de las estrellas, cambian sus posiciones conforme pasa el tiempo de exposición. La imagen de una estrella será un trazo, donde cada punto del trazo corresponde a un instante de la exposición. Así que, para dar una posición al satélite sobre la esfera celeste a partir de estos trazos, es imprescindible definir a qué instante de tiempo nos estamos refiriendo. Por comodidad y precisión en el cálculo tomamos como instante, el tiempo central de la exposición t_c , definido por el $(t_{final} - t_{inicial})/2$, donde el $t_{inicial}$ y t_{final} son el tiempo inicial y final de la exposición respectivamente.

Una de las razones de tomar el t_c se debe a la facilidad de determinar dicho punto sobre el trazo ya que para los instantes inicial y final de exposición, la imagen tiene indefiniciones relacionadas a la apertura y cierre del obturador del detector.

Para las estrellas de catálogo que aparezcan en las exposiciones llegaremos a conocer sus coordenadas planas (x, y) y sus coordenadas astronómicas (α, δ) para el instante (o época) t_c de la observación. En ellas nos apoyaremos para determinar la relación que une ambos sistemas. Una vez encontrada la relación podremos aplicarla a cualquier punto de la exposición para encontrar sus coordenadas astronómicas en particular, para los puntos que definen los satélites geoestacionarios.

5.1. Medición

Medir las coordenadas (x, y) de una imagen sobre una exposición es definir que punto sobre la observación va a representarla. Las imágenes producidas por los satélites geoestacionarios son imágenes puntuales con simetría radial y las producidas por las estrellas imágenes en forma de trazos con dos ejes de simetría, con una longitud proporcional al tiempo de exposición y un ancho proporcional a las condiciones atmosféricas durante la observación. Este ancho proporcional y la dispersión en las imágenes radiales nos definen lo que en astronomía llamamos *seeing*.

Como mencionamos al principio, la elección del punto que va a representar a cada imagen será el referido al instante de tiempo t_c . Para este tiempo, el punto que representará a las imágenes con simetría radial, será el foto-centro, mientras que para las imágenes con dos ejes de simetría hemos definido como el punto medio del trazo. El foto-centro corresponde al valor con mayor amplitud de la distribución de los datos que representarán a dichas imágenes. La medición o determinación de dichos puntos será por medio del ajuste de funciones a la distribución de los datos que representan a cada imagen. Para ello buscaremos cuales son las distribuciones matemáticas que mejor se amolden según sea el caso.

En astronomía se suelen usar algunos programas como lo es el *Images Reduction and Analysis Facility (IRAF)* donde se pueden visualizar los datos. Cabe mencionar que el programa no determina cual es la función a ajustar en la distribución de los datos de las imágenes, salvo si las imágenes tiene un perfil gaussiano.

La manipulación de los datos dependerá del tipo de imagen producida durante la observación. En el caso de las imágenes de los satélites, la distribución de los datos se asemeja a una distribución gaussiana de 3 dimensiones expresada por:

$$f(x, y) = A.e^{-\left(\frac{(\mu_x - x)^2}{2.\sigma_x^2} + \frac{(\mu_y - y)^2}{2.\sigma_y^2}\right)} \quad (5.1)$$

donde A es la amplitud o valor máximo que tiene la distribución; el par (μ_x, μ_y) es la coordenada sobre la exposición al cual le corresponde dicha amplitud y σ_x y σ_y la desviación típica de la distribución en el eje X e Y .

El foto-centro está determinado por (μ_x, μ_y) y representa la posición (x, y) de las imágenes de los satélites geoestacionarios.

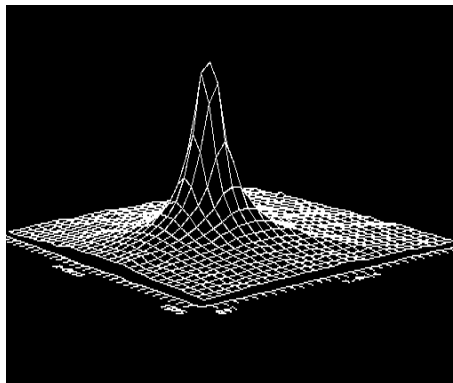


Figura 5.1: Perfil de los datos correspondientes a un Satélite.

Para los trazos o imágenes con dos ejes de simetría calculamos el punto (x, y) descomponiendo su tratamiento (o estudio) en dos casos, uno por cada eje.

1. En la dirección del eje X , dirección del trazo, haremos uso de la función *Tepui* en 2 dimensiones (x, z) , expresada por:

$$g(u) = \frac{A}{2 \cdot \arctan(b \cdot c)} \cdot [\arctan(b(u - c)) - \arctan(b(u + c))] \quad (5.2)$$

con $u = x - x_0$ siendo x_0 la posición media de la distribución; A la amplitud o valor máximo; b inclinación al comienzo y final que tiene la distribución y c al tamaño o anchura media del trazo.

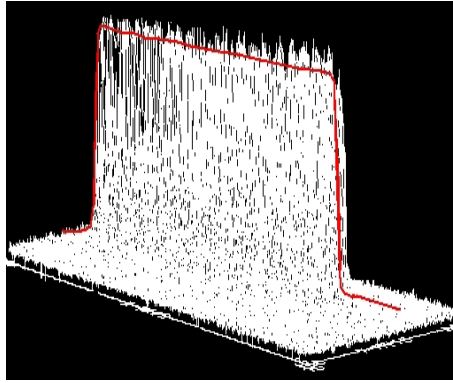


Figura 5.2: Perfil de los datos correspondientes a una Estrella en el eje X .

La función *Tepui*, es el resultado de restar dos funciones arco tangentes [Abad, C., 1996] separadas simétricamente respecto a un punto central x_0 . Cada función depende de los parámetros b , c y se pueden controlar asimetrías, manipulando el valor de b para una y otra función.

2. En la dirección del eje Y , o dirección transversal al trazo, los datos siguen una distribución Normal en dos dimensiones (y, z) , expresada por:

$$h(y) = A \cdot e^{-\frac{(\mu_y - y)^2}{2 \cdot \sigma_y^2}} \quad (5.3)$$

donde A corresponde a la amplitud, μ_y a la coordenada sobre la exposición referida a la amplitud y σ_y a la desviación típica que tiene la distribución. El

valor de σ_y dependerá de qué tan alineado esté el eje X respecto al movimiento de la estrella y de las condiciones atmosféricas durante la exposición.

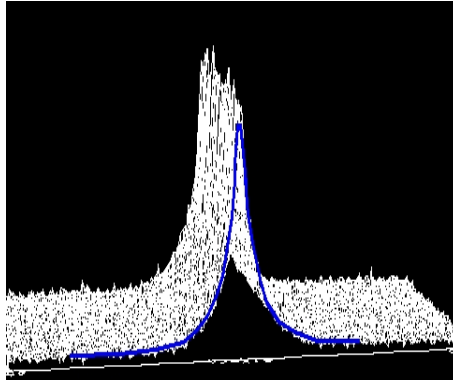


Figura 5.3: Perfil de los datos correspondientes a una Estrella en el eje Y .

El punto que define los trazos o coordenadas planas (x, y) para el instante de tiempo t_c , será determinado por los valores que se obtengan de los parámetros x_0 de la función $g(u)$ y μ_y de la función $h(y)$.

Para la determinación de los parámetros individuales de las funciones $f(x, y)$, $g(u)$ y $h(y)$ para las diferentes distribuciones se hace uso del método de mínimos cuadrados. Dicho método es válido para funciones lineales y en nuestro caso ninguna lo es, debiendo aplicar antes una linealización. Esta linealización la realizamos haciendo uso del desarrollo de **Taylor** de 1^{er} orden junto con una aplicación del método de mínimos cuadrados en forma iterativa.

5.2. Identificación

El proceso de identificación trata de localizar aquellas imágenes de la exposición que se corresponden a estrellas conocidas, es decir, cuyas coordenadas astronómicas vienen dadas en un catálogo para la época de la observación.

El proceso mencionado no es inmediato y para realizarlo, seleccionamos del catálogo aquellas estrellas que por su posición y brillo, consideramos puedan aparecer en la exposición. Para ello, buscamos estrellas del catálogo que estén incluidas en un área centrada en la dirección o coordenada astronómica a las que está apuntando el telescopio. Dicha área deberá ser suficientemente grande para que nuestra exposición esté completamente incluida en ella. Una vez seleccionadas dichas estrellas, les asignaremos unas coordenadas teóricas (x_*, y_*) sobre la exposición, por medio de una transformación de sus respectivas coordenadas astronómicas (α, δ) . Para hacer el cambio de coordenadas utilizamos una proyección tangencial con punto tangente al punto que representa la dirección del eje óptico del telescopio.

Dicha proyección corresponde al comportamiento de los rayos de luz de un objeto celeste, al ser capturados por un telescopio cuya óptica es una lente.

5.2.1. Proyección Tangencial

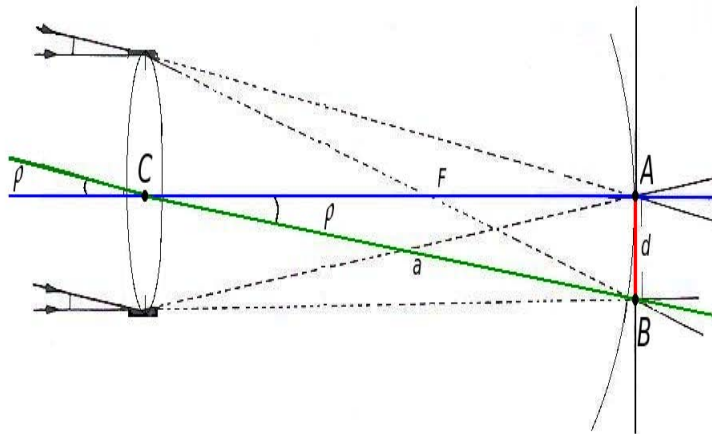


Figura 5.4: Proyección Tangencial.

Los rayos paralelos de luz que provienen de un objeto del cielo, al atravesar la lente de un telescopio, convergen en un punto sobre un plano que llamamos plano

focal. El plano focal, es un plano formado por los puntos de convergencia de los rayos de luz que captura el telescopio y perpendicular al eje óptico del telescopio. El eje óptico es una línea imaginaria o eje de simetría de la lente, perpendicular a ella.

Si apuntamos a una estrella en el cielo, tal que la dirección del eje óptico coincida con la posición de la estrella, los rayos de luz que provengan de dicha estrella al atravesar la lente, convergerán a un punto en el plano focal sobre el propio eje óptico. Según muestra la Figura (5.4) el punto de convergencia es el punto A , el cual está separado del centro de la lente por una distancia F , que llamamos distancia focal.

Para otra estrella en el espacio, con distancia angular ρ de separación respecto a la dirección que señala el eje óptico del telescopio, sus rayos de luz convergerán sobre el plano focal en un punto B , punto de intersección entre el plano y la dirección de la estrella. Según podemos ver en la Figura (5.4) dicho punto está situado a una distancia lineal d respecto al punto A , igual al valor de la $\tan(\rho)$ cuando la distancia F y d vienen expresadas en radianes. Es decir, a partir del triángulo rectángulo $\triangle BAC$, como se muestra en la Figura (5.4), podemos obtener la expresión

$$\tan(\rho) = \frac{d}{F}$$

donde, si $F = 1$ radián, d queda expresado por:

$$\tan(\rho) = d. \tag{5.4}$$

Lo que nos dice que al conocer la distancia angular ρ podemos obtener la distancia lineal d .

El valor de ρ para cualquier estrella seleccionada se puede obtener resolviendo el triángulo esférico (Figura 5.5) definido por los vértices P , \star y E , donde: E corresponde a la dirección de apuntado del eje óptico del telescopio; P la dirección del Polo

Norte de la esfera y \star a la posición de la estrella que seleccionemos del catálogo. Un triángulo esférico es una figura geométrica formada por la intersección de tres planos que cortan a la esfera y que contienen al centro de la misma (intersección de tres circunferencias máximas).

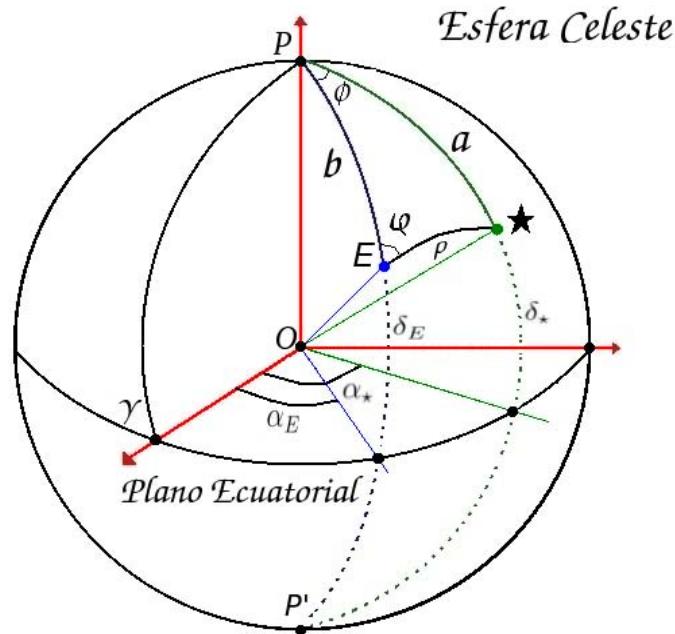


Figura 5.5: Triángulo Esférico sobre la Esfera Celeste.

Si deseamos conocer en que lugar del plano (exposición) se localizan las imágenes de las estrellas, debemos conocer el valor de las coordenadas (x_*, y_*) o en su versión polar (d, θ) (ver Figura 5.6), donde d es la distancia anteriormente definida y θ el ángulo de orientación medido a partir del eje Y o dirección *Norte-Sur* del sistema cartesiano de la exposición.

Normalmente, la dirección sobre la esfera celeste de los ejes X y Y de la exposición los haremos corresponder a las direcciones *Este-Oeste*, *Norte-Sur* respectivamente durante las observaciones. Las coordenadas (x_*, y_*) serán determinadas por las siguientes expresiones:

$$x_{\star} = \text{sen}(\theta).d \quad y_{\star} = \text{cos}(\theta).d$$

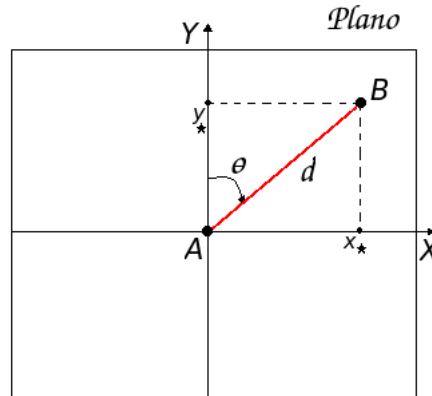


Figura 5.6: Posición de una estrella sobre el plano focal del telescopio determinada por (θ) y (d) .

El triángulo esférico, es generado por las circunferencias máximas que contienen además de los ejes de los Polos Norte y Sur, al punto E , \star (meridiano del lugar de observación y meridiano de la estrella) y la circunferencia máxima que une a los puntos E y \star , Figura (5.5). Los ángulos ρ y φ están relacionados con la distancia d ($d = \tan(\rho)$) y el ángulo θ ($\theta = \varphi$), de la Figura (5.6).

En dicho triángulo, los ángulos $b = 90 - \delta_E$, $a = 90 - \delta_{\star}$ y $\phi = \Delta\alpha$, son conocidos. Donde δ_E es la declinación del eje óptico del telescopio, δ_{\star} es la declinación de la estrella, $\Delta\alpha$ corresponde a la diferencia de la ascensión recta α_{\star} de la estrella seleccionada y la ascensión recta α_E del eje óptico (ambas medidas a partir del punto fundamental γ).

Los valores de los ángulos ρ y φ , los podemos conocer utilizando las fórmulas de *Bessel*, siguiendo los siguientes pasos:

De la primera fórmula de *Bessel* aplicada al ángulo ρ tenemos que

$$\cos(\rho) = \cos(b).\cos(a) + \text{sen}(b)\text{sen}(a).\cos(\phi) \quad (5.5)$$

luego

$$\rho = \arccos[\cos(b).\cos(a) + \text{sen}(b)\text{sen}(a).\cos(\phi)] \quad (5.6)$$

El valor de φ puede presentar indeterminaciones en su cálculo computacional pues puede tener cualquier valor en el intervalo $[0^\circ, 360^\circ]$, no así el valor de ρ que siempre va a tener valores muy pequeños. Para evitar dichas indeterminaciones, calculamos φ por medio de la fórmula de la tangente del ángulo medio, es decir:

$$\tan(\varphi/2) = \frac{\text{sen}(\varphi)}{1 + \cos(\varphi)} \quad (5.7)$$

De este modo, a partir de la segunda fórmula de *Bessel*.

$$\frac{\text{sen}(\varphi)}{\text{sen}(a)} = \frac{\text{sen}(\phi)}{\text{sen}(\rho)} \quad (5.8)$$

y despejando, obtenemos

$$\text{sen}(\varphi) = [\text{sen}(\phi)/\text{sen}(\rho)].\text{sen}(a)$$

De la primera fórmula de *Bessel* aplicada al ángulo (a) tenemos

$$\cos(a) = \cos(b).\cos(\rho) + \text{sen}(b).\text{sen}(\rho).\cos(\varphi) \quad (5.9)$$

entonces

$$\cos(\varphi) = [\cos(a) - \cos(b).\cos(\rho)]/[\text{sen}(b).\text{sen}(\rho)]$$

Sustituyendo en la ecu. (5.7) el $\text{sen}(\varphi)$ y $\text{cos}(\varphi)$ sera la siguiente expresión:

$$\tan(\varphi/2) = \frac{[\text{sen}(\phi)/\text{sen}(\rho)].\text{sen}(a)}{1 + [\text{cos}(a) - \text{cos}(b).\text{cos}(\rho)]/[\text{sen}(b).\text{sen}(\rho)]}$$

y despejando φ tenemos,

$$\varphi = 2.\arctan\left[\frac{[\text{sen}(\phi)/\text{sen}(\rho)].\text{sen}(a)}{1 + [\text{cos}(a) - \text{cos}(b).\text{cos}(\rho)]/[\text{sen}(b).\text{sen}(\rho)]}\right] \quad (5.10)$$

A partir de las ecuaciones (5.6) y (5.10) podemos conocer el valor de ρ y φ y así, obtener las coordenadas polares (d, θ) o coordenadas (x_*, y_*) . Dadas estas nuevas coordenadas teóricas para las estrellas de referencia, sobre la exposición deberían existir dos conjuntos de coordenadas muy parecidas, las que provienen de la medición $(x_*, y_*)_m$ (Sección 5.1) y las que provienen de la *proyección tangencial* $(x_*, y_*)_t$.

Para asignar las verdaderas coordenadas $(x_*, y_*)_m$ a cada estrella (α_*, δ_*) debemos buscar la coincidencia entre los dos conjuntos de coordenadas, mediante algún método sencillo, una translación o una translación compuesta con una pequeña rotación.

5.3. Transformación

Se trata de encontrar una función R que relacione las coordenadas (x, y) de las imágenes sobre la exposición con las coordenadas astronómicas (α, δ) de los objetos celestes que las han producido. Dicha función o correspondencia la podemos encontrar trabajando en el plano o en la esfera. Para ello debemos transformar todas las coordenadas esféricas a coordenadas planas o viceversa a un mismo sistema.

En nuestro caso buscamos la transformación R trabajando sobre la esfera, haciendo uso para ello del método de Stock (1981). El método hace uso de las coordenadas $(x_*, y_*)_m$ y las coordenadas (α_*, δ_*) de las estrellas que fueron identificadas. El método

consiste, primero, en transformar las coordenadas astronómicas (α_*, δ_*) en coordenadas cartesianas tridimensionales (ξ, η, ζ) , ya que el método trabaja en coordenadas cartesianas. Dichas coordenadas son espresadas por el sistema (1). Segundo, en proyectar a la esfera las coordenadas $(x_*, y_*)_m$ medidas de las imágenes que las han producido sobre la exposición asignandoles unas coordenadas teóricas. Para ello, se elige un punto de proyección que es determinado por la coincidencia del eje Z de la esfera celeste con el centro de la exposición y utilizando la proyección tangencial en un proceso inverso al relatado en la identificación (Sección 5.2). Estas nuevas coordenadas estarán referidas a coordenadas cartesianas tridimensionales (u, v, w) según el sistema (2).

$$(1) \quad \begin{cases} \xi = \text{sen}(\alpha_*) \cdot \text{cos}(\delta_*) \\ \eta = \text{cos}(\alpha_*) \cdot \text{cos}(\delta_*) \\ \zeta = \text{sen}(\delta_*) \end{cases}, \quad (2) \quad \begin{cases} u = \text{cos}(\rho) \cdot x/F \\ v = \text{cos}(\rho) \cdot y/F \\ w = \text{cos}(\rho) \end{cases}$$

donde F es el factor de escala del telescopio (distancia focal) y $\rho =$ separación angular entre la dirección del eje óptico del telescopio y la de la estrella tratada, de tal manera que $\tan(\rho) = (x_*^2 + y_*^2)^{1/2}/F$ [Stock, J., 1981].

De este modo, del proceso mencionado anteriormente tendremos sobre la esfera, dos conjuntos de estrellas que definirán dos sistemas respectivamente, los cuales tienen el mismo origen. Dichos sistemas pueden ser llevados a coincidencia resolviendo el sistema de ecuaciones (3).

$$(3) \quad \begin{cases} \xi = a_{11}u + a_{12}v + a_{13}w \\ \eta = a_{21}u + a_{22}v + a_{23}w \\ \zeta = a_{31}u + a_{32}v + a_{33}w \end{cases} \quad (5.11)$$

Una forma esquemática de representar el proceso mencionado anteriormente es la siguiente:

$$(x_*, y_*)_m \xrightarrow{\text{proyeccion}} (u, v, w) \xleftrightarrow{R} (\xi, \eta, \zeta) \xleftarrow{\text{transformacion}} (\alpha_*, \delta_*)$$

El sistema (3) puede ser representado en forma matricial como:

$$V_1 = M.V_2, \quad \text{donde}$$

$$V_1 = \begin{bmatrix} \xi \\ \eta \\ \zeta \end{bmatrix}, \quad M = \begin{bmatrix} a_{11} & a_{12} & a_{13} \\ a_{21} & a_{22} & a_{23} \\ a_{31} & a_{32} & a_{33} \end{bmatrix}, \quad V_2 = \begin{bmatrix} u \\ v \\ w \end{bmatrix}$$

La matriz formada por los coeficientes (a_{ij}) con $i, j : 1, 2, 3$ depende directamente de la posición inicial del apuntado del telescopio (α_E, δ_E) y el ángulo de orientación que tengan los ejes de la exposición con los de la esfera, y cada exposición tendrá una matriz M solución. [Stock, J., 1981].

Finalmente, la matriz M es la función R buscada. Al ser aplicada a todos los puntos $(x, y)_m$ medidos sobre la exposición, en particular, a las coordenadas que representan a los satélites geoestacionarios y a las coordenadas que han sido tomadas como puntos de control del sistema cartesiano establecido sobre la exposición, obtendremos las coordenadas astronómicas de las mismas.

Capítulo 6

Automatización

Para obtener las coordenadas topocéntricas de los satélites geoestacionarios a partir de observaciones astrométricas, se ha creado un programa que calcula dichas coordenadas. El programa está escrito en lenguaje de programación FORTRAN.

El esquema de operación del programa, el cual se ejecuta individualmente para cada una de las exposiciones realizadas durante la noche de observación, contiene los siguientes pasos:

1. Lee los datos de una exposición.
2. Detecta los tipos de imágenes existentes sobre la exposición.
3. Asigna posiciones (x, y) a cada imagen.
4. Calcula posiciones (α, δ) de las estrellas del catálogo de referencia para el instante de la observación.
5. Aplica el proceso de reducción y determina coordenadas astronómicas (α, δ) a cualquier punto relevante sobre la exposición. En particular, a los puntos de los satélites y los puntos de control de estabilidad del sistema de referencia del CCD.
6. Transforma las coordenadas (α, δ) a coordenadas topocéntricas horarias (H, δ) .
7. Muestra los resultados obtenidos y sus errores.

En cada paso se realizan un conjunto de operaciones que mencionamos a continuación:

En primer lugar, tenemos que, una exposición obtenida con un detector CCD no es más que un conjunto de números reales ordenados con los cuales podemos realizar operaciones aritméticas. Es decir, que una exposición viene dada por un conjunto de datos distribuidos según una matriz de tantas filas y columnas como filas y columnas de píxeles tiene el detector. Cada número real representa el valor o respuesta de un píxel determinado del CCD a la luz recibida durante la exposición, siendo el píxel un elemento de información indivisible en el detector. La posición de un píxel es determinada por una coordenada (x, y) al establecer un sistema de coordenadas cartesiano sobre la exposición.

A partir de lo anterior, los datos de una exposición los podemos leer y tratar como variables numéricas ordenadas en una matriz de tantas filas y columnas como filas y columnas tenga el detector. En nuestro caso, el tamaño del CCD usado es de 2048×2048 píxeles, el cual arroja un poco más de 4 millones de datos. Así, la matriz que la representa es una matriz cuadrada $M_1(2048 \times 2048)$, donde el valor y posición de cada elemento es determinado por (a_{ij}) con $i, j = 1, \dots, 2048$.

Dado que vamos a obtener en los primeros pasos del programa valores aproximados, mas no definitivos, para las posiciones de las diferentes imágenes, agilizamos los cálculos y tiempo de los mismos, quitando resolución a la exposición original. Para ello, asociamos en forma consecutiva cada $n \times n$ píxeles de la matriz M_1 , a un nuevo valor que será la integral de los valores asociados a dichos píxeles. De esta manera, construimos una nueva matriz $p \times q$ veces más pequeña, con la cual trabajaremos, que abarca la misma área de la original y además resalta la señal/ruido sin perder la información original. Este proceso de simplificación lo denotamos por ***Binning*** $n \times n$. De esta forma, una matriz de 2048×2048 es reducida a una matriz de 1024×1024 cuando se hace un binning 2×2 o una matriz de 512×1024 cuando se hace un binning de 4×2 . En nuestro caso realizamos un binning de 2×2 creando una matriz

$M_2(1024 \times 1024)$.

El siguiente paso es distinguir, detectar qué tipo de imágenes hay sobre M_2 y conocer posiciones aproximadas para dichas imágenes, las producidas por los satélites y por las estrellas. Para ello, se aplica una **convolución** que consiste simplemente en una transformación generada por la suma de un conjunto de valores, valores de píxeles, abarcados por una matriz llamada **matriz de convolución** M_{conv} que se desplazará por la matriz M_2 . La matriz de convolución tiene un tamaño $r \times s$, donde el valor de r depende del valor del **seeing** que exista en la noche de observación y s será equivalente al tamaño de los trazos, que depende intrínsecamente del tiempo total de exposición. El **seeing** es un término utilizado en astronomía para referirse al efecto distorsionador de la atmósfera sobre las imágenes de un objeto celeste. También podría decirse que es el achatamiento o aumento de anchura de las imágenes, causado por variaciones de densidad de la atmósfera que deforman el camino recorrido por los rayos de luz de los objetos celestes.

Algunas de las ventajas que nos proporciona el método de la convolución son: diferencia los tipos de imágenes; para un trazo el punto central se convierte en un máximo; y además, integra la señal de un trazo cuando la matriz convolución lo contiene completamente, dando una señal igual a la señal que daría dicha imagen si fuese puntual.

El método de convolución se aplica deslizando la matriz M_{conv} sobre las filas de M_2 integrando (sumando) los valores que encierra dicha matriz, y por cada suma realizada se genera un nuevo valor. Estos nuevos valores cambiarán drásticamente, conforme se desplace M_{conv} sobre cualquiera de los dos tipos de imágenes en M_2 . Gráficamente se generan dos figuras, como son:

Si la imagen original tiene dos ejes de simetría, por la convolución se transformará en una figura con forma triangular (Figura (6.1)). Dicha figura es generada cuando el desplazamiento de M_{conv} se realiza en la dirección del eje de longitud o eje

que define el trazo. La subida corresponde a un incremento de valores del trazo entre los píxeles de M_{conv} y la bajada a un decrecimiento de este número de píxeles. El valor máximo de la figura triangular, se consigue cuando M_{conv} cubre completamente al trazo, y el valor asignado se asocia a la integral de la luz recibida por el CCD de la propia estrella.

Cabe resaltar, que el valor máximo del triángulo podría corresponder al punto central del trazo, pero no puede ser tomado como posición definitiva, sino como una aproximación, ya que el punto asociado al valor máximo se desplaza a un lado u otro dependiendo de la asimetría que tenga el trazo en sus extremos que son generadas de acuerdo al tiempo que tarda en abrirse y cerrarse el obturador del CCD.

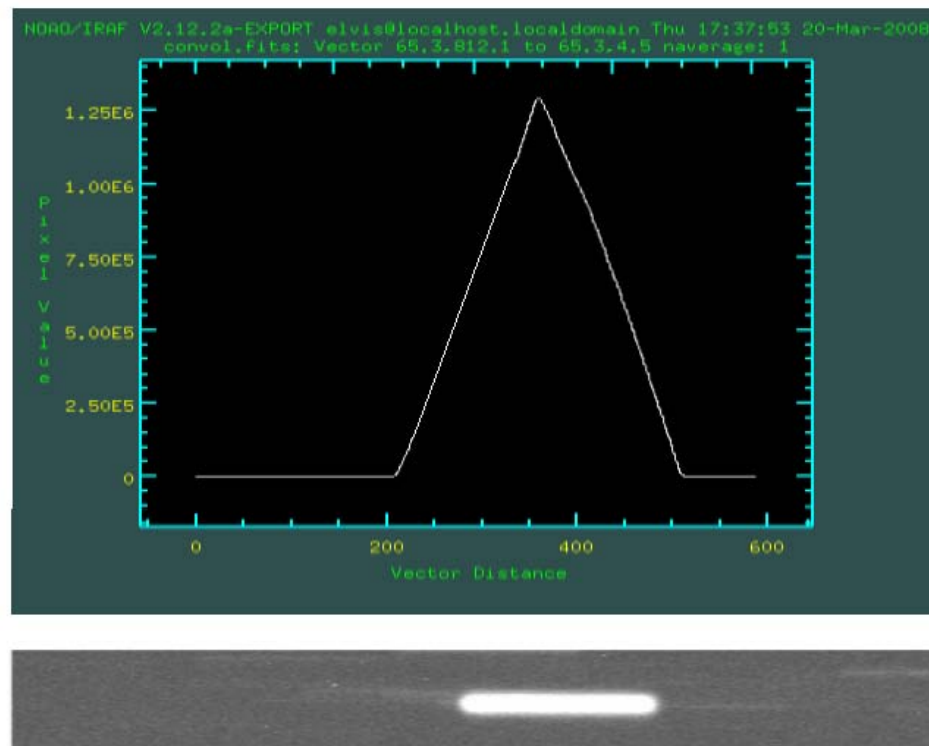


Figura 6.1: (Superior) Figura geométrica formada por los valores de la convolución, cuando es aplicada sobre una imagen trazada en la dirección del largo del trazo. (Inferior) imagen de una estrella.

Si es una imagen con simetría radial, la figura convolucionada será una figura con forma de rectangular (Figura (6.2)). La cúspide de la figura se produce siempre que los valores de la imagen estén incluidos entre M_{conv} , es decir, siempre que los píxeles de la matriz convolución incluyan la señal, ésta será constante, salvo las fluctuaciones debidas al ruido de la señal del fondo.

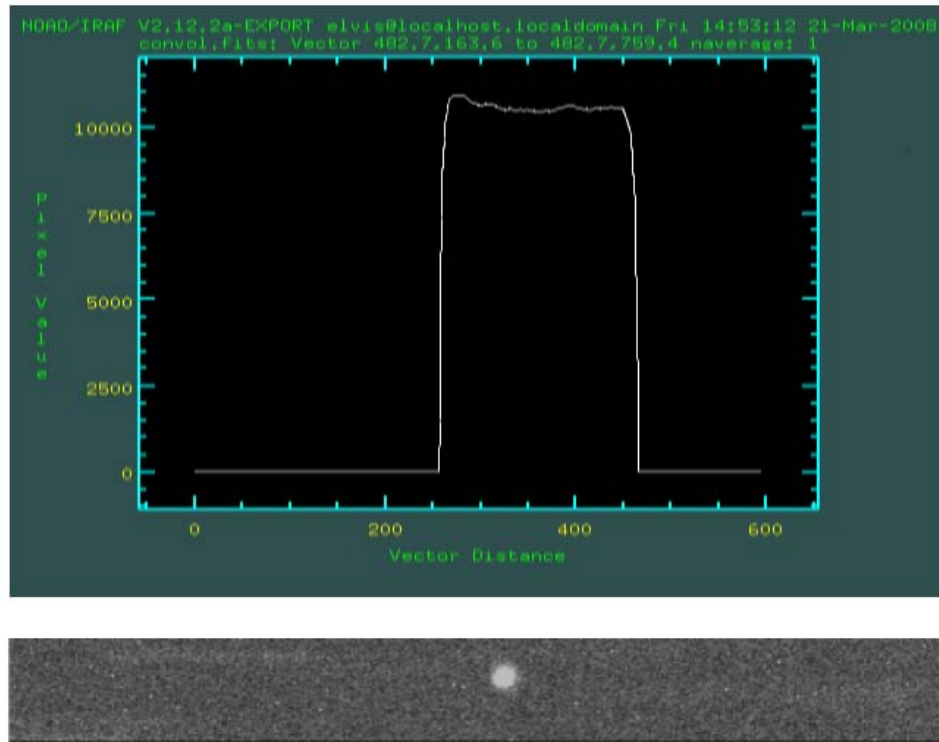


Figura 6.2: Figura geométrica formada por los valores de la matriz convolución, cuando se aplica sobre una imagen puntual.

En nuestro caso, en vez de darle una anchura equivalente a la del seeing a la matriz M_{conv} , hemos aplicado la convolución a partir del vector unidad con una longitud en píxeles del tamaño que ocuparía el trazo en M_2 , aproximadamente 210 píxeles, para 20 segundos de exposición.

Por cada suma realizada por la matriz de convolución se genera un nuevo valor. El conjunto total de valores obtenidos forman una matriz $M_3(1024 \times (1024 - 210))$ y sobre ella, por cada fila, buscamos **máximos absolutos**, ya que a partir de estos permitirá obtener las filas y columnas donde se encuentran las imágenes con figura triangular y las filas donde están las imágenes con forma de rectangular. Además es posible, dar de manera aproximada un valor de la amplitud.

Para calcular los máximos absolutos, primero, buscamos por cada fila de M_3 el mayor valor que tenga cada una de ellas; segundo, entre estos nuevos valores extraemos aquellos que resalten con valores por encima de los que tiene la mayoría, ya que estos representan la señal de las imágenes. Considerando que las imágenes ocupan varias filas consecutivas, dichos valores estarán en filas consecutivas y el máximo absoluto en una de ellas. Para seleccionar las filas de mayor valor, utilizamos como discriminante una comparación de valores consecutivos o máximos relativos de dichas filas. La comparación de selección se realiza de la siguiente manera:

Si tenemos tres valores A , B y C correspondientes a tres filas consecutivas, al obtener las diferencias del segundo y el primero y del segundo y tercero, diremos que el segundo número es un máximo relativo respecto a los otros dos, cuando la diferencia del segundo y el primero es positivo y el producto de las diferencias calculadas también es positivo.

Pudiéramos extraer directamente los máximos absolutos de cada fila, pero para diferenciar a qué imagen representa sería complicado. Entonces, extrayendo dichos valores con el método de los máximos relativos podemos conocer a qué figura pertenece y la posición que lo representa. Es decir, el máximo absoluto y su posición (x, y) para las figuras triangulares (estrellas) y el máximo absoluto y posición y para los rectángulos (satélites). La coordenada x para este último la podemos encontrar directamente sobre M_2 .

Para ello, en cada fila donde se encontró alguna imagen con forma rectangular,

buscamos sobre las mismas filas de M_2 , ya que se corresponden a las mismas, el valor más grande y obtener su respectiva posición (x). Para realizar este proceso, primero hacemos una pequeña estadística de todos los valores de M_2 suponiendo que estos datos de fondo siguen una distribución normal; y segundo calculamos un nivel de corte tal que podamos extraer solamente los valores que están por encima de dicho corte. Esto garantizará que estamos extrayendo valores que representan a imágenes. Dicho corte, lo denotamos por P_{r2} y para calcular su valor utilizamos la siguiente expresión:

$$P_{r2} = \mu_2 + 3 \times \sigma_2 \quad (6.1)$$

donde μ_2 es un valor promedio que representa al plano de fondo y determinado por:

$$\mu_2 = \left[\sum_{i,j=1}^n a_{ij} \right] / n^2 \quad \text{con } n = 1024 \quad (6.2)$$

Y σ_2 la desviación estándar de la distribución de los datos y determinada por:

$$\sigma_2 = \sqrt{\left(\sum_{i,j=1}^n (a_{ij} - \mu_2)^2 \right) / (n \cdot (n - 1))} \quad \text{con } n = 1024 \quad (6.3)$$

Una vez conocidas las posiciones (x, y) (valores aproximados) para los dos tipos de imágenes y la amplitud, el siguiente paso es aplicar el proceso de reducción mencionado en el Capítulo 5. En primer lugar, se calculan las posiciones verdaderas que ocupan sobre la exposición original M_1 las imágenes. Para ello, seleccionamos un entorno alrededor de la posición aproximada para que contenga a la imagen de acuerdo a su tipo. Luego se aplican los ajustes en forma iterativa, tomando como valores iniciales los asignados de manera aproximada en el paso anterior.

En cada paso iterativo los nuevos valores iniciales serán los valores iniciales dados en el último paso más los incrementos a dichos valores obtenidos en el proceso iterativo. El proceso iterativo se mantendrá hasta que los incrementos de cada variable o parámetro estén dentro de una tolerancia establecida en forma individual para cada una. Las soluciones de los ajustes nos darán las coordenadas definitivas $(x, y)_m$ para

cada imagen sobre la exposición.

El siguiente paso es identificar las estrellas de referencia, para ello utilizamos el catálogo *TYCHO-2* como catálogo de referencia y a las estrellas seleccionadas de él, le aplicamos lo mencionado en el Capítulo 5, Sec. 5.2. Como las estrellas del catálogo están referidas a un sistema de referencia, el cual está asociado a la posición del ecuador celeste para una fecha diferente al que tiene en el momento de la observación. Para esto, es necesario llevar el primer sistema a coincidencia con el segundo sistema si deseamos comparar las posiciones de dichas estrellas. El proceso anterior se realiza con dos subrutinas como lo son: **slap-MAPPA** y **slap-MAPQKZ**. Dichas subrutinas aplican las correcciones a las coordenadas según se menciona en el Capítulo 4.

Una vez identificadas las estrellas de referencia, tendremos tanto las coordenadas planas $(x, y)_m$ como sus correspondientes coordenadas (α, δ) y a partir de ambos conjuntos de coordenadas, aplicamos el método de Stock. Dicho método se ejecuta en una subrutina **CM1** creada por Stock, J. y Abad, C., donde, de entrada, necesita coordenadas $(x, y)_m$ y (α, δ) de al menos tres de las estrellas de referencia; la posición central (x_0, y_0) u origen cartesiano establecido sobre la exposición; la distancia focal o escala del telescopio utilizado; y la época para la cual están referidas las coordenadas.

Ejecutada dicha subrutina, genera la función que hace la correspondencia entre dichos conjuntos de coordenadas y los errores cometidos en los cálculos. Luego, podemos aplicar para cualquier coordenada $(x, y)_m$, en particular a la de los satélites y puntos de control del sistema cartesiano establecido sobre la exposición. A partir de aquí, tendremos las correspondientes coordenadas astronómicas (α, δ) de los satélites geostacionarios y los errores.

Una vez ejecutado el proceso de la reducción, las coordenadas astronómicas obtenidas las transformamos en coordenadas topocéntricas horarias (H, δ) . Para ello, hacemos uso del tiempo sidéreo TS , ángulo definido sobre el ecuador celeste por los meridianos del lugar de observación y el meridiano del punto vernal, para el ins-

tante en que se dieron las posiciones $(x, y)_m$ y luego manejando la siguiente expresión:

$$\alpha = H + TS$$

La salida final del programa proporciona las coordenadas (H, δ) de los satélites geoestacionarios que aparecen en la exposición y sus errores.

Capítulo 7

Resultados

A lo largo de este trabajo hemos logrado obtener un conjunto de exposiciones astrométricas en las cuales se pone en manifiesto el movimiento diurno que tienen los satélites geoestacionarios. Dichas exposiciones se diseñaron en períodos mensuales, donde cada período estaba compuesto por un conjunto de observaciones para cada noche y por varias noches consecutivas. Las observaciones se realizaron en forma directa sobre el satélite, manteniendo fijo el sistema telescopio-CCD. El equipo utilizado desde julio de 2007 fue el telescopio Astrógrafo Doble del OAN conjuntamente con la Cámara FLI.

Para el período de observación del mes de febrero de 2008, se realizaron observaciones para el satélite INTELSAT 707 (Figura (7.1)) y del conjunto de exposiciones obtenidas hemos extraído las correspondientes al día 29, un total de 219 exposiciones, con las cuales, una vez determinada la posición del satélite en cada exposición y compuestas dichas exposiciones en una sola, se logra apreciar el movimiento diurno que tuvo el satélite durante esa noche.

La posición nominal de este satélite es 307° Este, donde posición nominal quiere decir longitud geográfica asignada al satélite por la UIT a partir del meridiano de Greenwich. Las observaciones están siendo realizadas desde el OAN, el cual tiene coordenadas geográficas: longitud $= -70^\circ : 50',74$ y latitud $= +8^\circ : 47',18$. Desde dicha posición, un satélite que está ubicado a una distancia de 42.164 km y posición nominal 307° Este, se deberá observar según las coordenadas ecuatoriales topocéntri-

cas, en la posición: $H = 1^h : 23^m : 41^s$ (Este) y $\delta = -1^\circ : 30' : 10''$, (Ángulo Horario y Declinación). Las exposiciones obtenidas para la noche señalada comenzaron a las 7:30 pm Hora local Venezolana (HLV) y finalizaron a las 3:30 am HLV del día siguiente. Todas las exposiciones tuvieron 20 segundos de exposición, pudiendo encontrar, para cada una de ellas, la posición (x, y) del satélite sobre la misma.

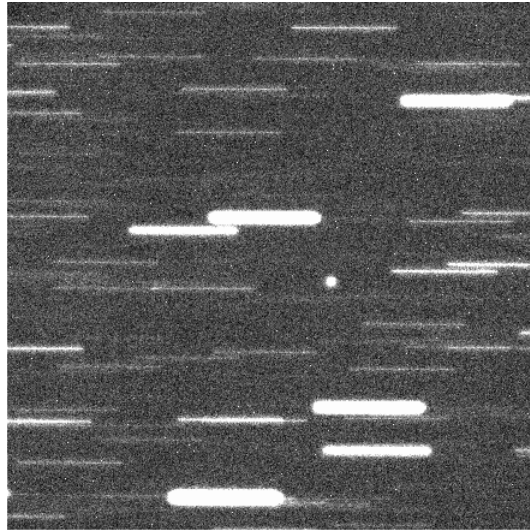


Figura 7.1: Una de las exposiciones del Satélite INTELSAT 707 realizada en la noche del 29/02/2008. La imagen puntual corresponde al satélite y los trazos a las estrellas que han coincidido en el campo durante la observación.

En la Figura (7.2) se observa una curva, la cual representa el movimiento del satélite INTELSAT 707. Esta curva viene determinada por la composición de las diferentes posiciones (x, y) que se van obteniendo del satélite sobre el plano del CCD a medida que transcurre el tiempo. De esta manera, se refleja parte del movimiento diurno del satélite, el que corresponde al tiempo de observación útil de esa noche, que fue aproximadamente 9 horas y que viene a ser un poco más de $1/3$ del movimiento diurno total del satélite.

También se logra destacar un corte o discontinuidad sobre la curva, y éste se debe a que en las proximidades de los equinoccios se producen eclipses de satélite, es decir, que el satélite se ubica dentro del cono de sombra generado por la Tierra. El Sol en su

movimiento aparente sobre la eclíptica en un año va cambiando su altura respecto al ecuador celeste, alcanzando un valor máximo y mínimo de $\pm 23^\circ : 27'$ respectivamente. Habrá momentos durante ese recorrido en que la posición de la Tierra respecto al Sol es tal que, el cono de sombra producido por ésta alcance al satélite. Ello ocurre en las cercanías de los equinoccios. Cuando el Sol pasa por el plano del ecuador celeste, es decir, cuando su declinación es cero, el eclipse será el de mayor duración (71 minutos) y ocurre, generalmente, los días 21 de marzo y 21 de septiembre.

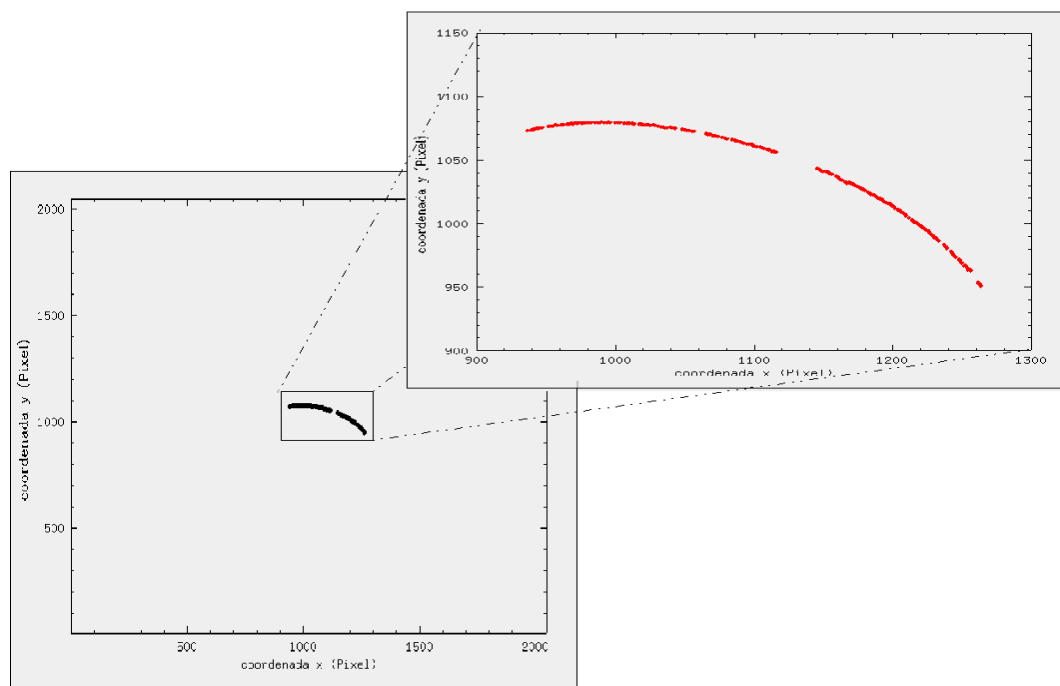


Figura 7.2: Movimiento diario del Satélite INTELSAT 707, representado por una curva generada por la composición de las observaciones obtenidas para esa noche de observación, 29/02/2008. Se observa un corte en dicha curva producido por un eclipse de satélite.

Quiero presentar otros dos ejemplos como muestra de satélites observados en diferentes períodos durante el desarrollo de este trabajo.

El primero es para el período de observación del mes de septiembre de 2007 donde se realizaron observaciones sobre una zona del cielo en la cual están ubicados, en una

misma ventana orbital, los satélites HISPASAT 1C y 1B y SPAINSAT (Figura (7.3)).

La posición nominal de estos satélites es 330° al Este (E) del meridiano de Greenwich y para la observación de dichos satélites desde el OAN, para la longitud mencionada, el telescopio debe ser apuntado con las coordenadas topocéntricas $H = 3^h : 7^m : 45^s$ (E) y $\delta = -1^\circ : 30' : 18''$. Las observaciones a las que hacemos referencia para estos satélites fueron realizadas la noche del 27 de septiembre de 2007, cada una de ellas con 20 segundos de exposición, con inicio de la observación a las 7:30 pm HLV y fin a las 3:30 am HLV del día siguiente.

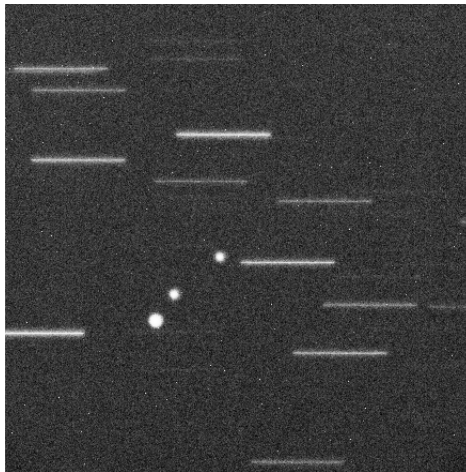


Figura 7.3: Exposición del 27/09/2007 de los Satélites HISPASAT 1B, 1C y SPAINSAT, representados por las tres imágenes puntuales en el mismo campo y algunas estrellas capturadas en el momento de la observación y que están representadas por las imágenes con forma de trazos.

Situaciones como la mostrada, en las que hay varios satélites sobre una misma ventana, son las que motivan el obtener una mayor precisión en la determinación de los movimientos de cada satélite. De este período de observación hemos seleccionado las exposiciones obtenidas para el día 27, un total de 50 exposiciones, en las cuales se pone en manifiesto el movimiento diurno de los tres satélites mencionados anteriormente. Dichos movimientos están representados por las curvas que se muestran en la Figura (7.4) y que son generadas a partir de la composición de las posiciones individuales obtenidas de cada satélite.

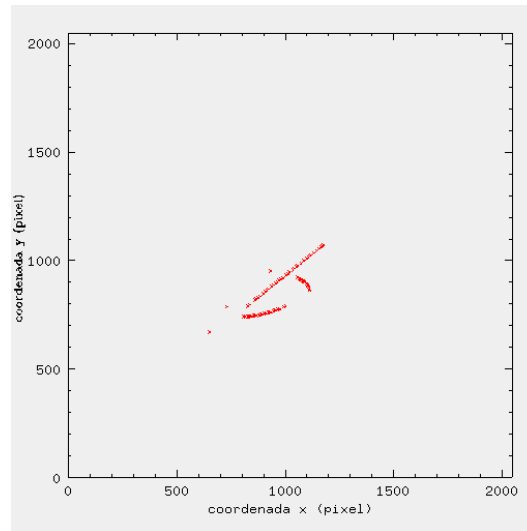


Figura 7.4: Movimiento diurno de los Satélites HISPASAT 1C, 1B y SPAINSAT, para la fecha del 27/09/2007 representado por las tres curvas que han sido generadas por la composición de la 50 exposiciones obtenidas esa noche.

Como un segundo ejemplo tenemos el período de observación del mes de marzo de 2008, donde se realizaron observaciones para al satélite INTELSAT 3R (Figura (7.5)) y del conjunto de exposiciones obtenidas durante las observaciones, hemos tomado las correspondientes al día 24, un total de 310 exposiciones tomadas en aproximadamente 9 horas.

La particularidad de estas observaciones es que está en funcionamiento la conexión entre el servidor de tiempo donado por el ROA, como parte de la colaboración con el CIDA en el proyecto PASAGE, y el reloj de la computadora que controla las exposiciones. A partir de este momento la cabecera de los archivos formato *fits*, donde se graban los datos de cada exposición, contiene la hora exacta (en Tiempo Universal) del momento de inicio y fin de la exposición.

La posición nominal para el INTELSAT 3R es 317° Este y la posición de apuntado del telescopio Astrógrafo Doble del OAN vendrá dada por las coordenadas topocéntricas $H = 2^h : 9^m : 49^s$ (Este) y $\delta = -1^\circ : 30' : 11''$. En esta oportunidad

cada exposición fué tomada con 10 segundos de exposición y con una cadencia de separación entre cada una de ellas de 2 minutos.

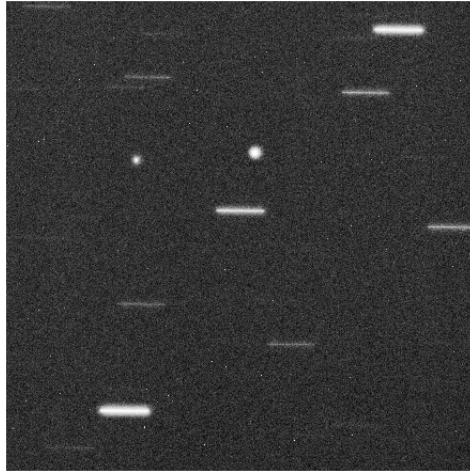


Figura 7.5: Exposición del Satélite INTELSAT 3R para la fecha 29/02/2008 el cual, está representado por una imagen puntual. Se aprecia otra imagen puntual que se corresponde a otro satélite en la misma ventana orbital. Las estrellas que coincidieron para el momento de la observación son las imágenes con forma de trazo.

En la Figura (7.6) se observa parte del movimiento diurno de dicho satélite INTELSAT 3R, obtenido a partir de las exposiciones realizadas el día 24 de marzo, donde también se aprecia otro satélite con el que comparte la misma ventana orbital. Cada trazo de dicha figura, contiene un corte en la parte intermedia producto del eclipse de cada satélite, respectivamente. Tal y como se indicó al hablar del satélite INTELSAT 707, mientras están sumergidos en el cono de sombra generado por la Tierra, estos son invisibles para un observador situado en Tierra durante un cierto intervalo de tiempo.

Hemos seleccionado una exposición de las obtenidas el 24 de marzo, la exposición número 6 (expo#6), que está realizada con el telescopio apuntando al satélite INTELSAT 3R, con el fin de mostrar el funcionamiento del programa desarrollado en este trabajo y discutido en el Capítulo 6. Por cada noche de observación realizada y para cada una de las exposiciones obtenidas podemos calcular las coordenadas planas

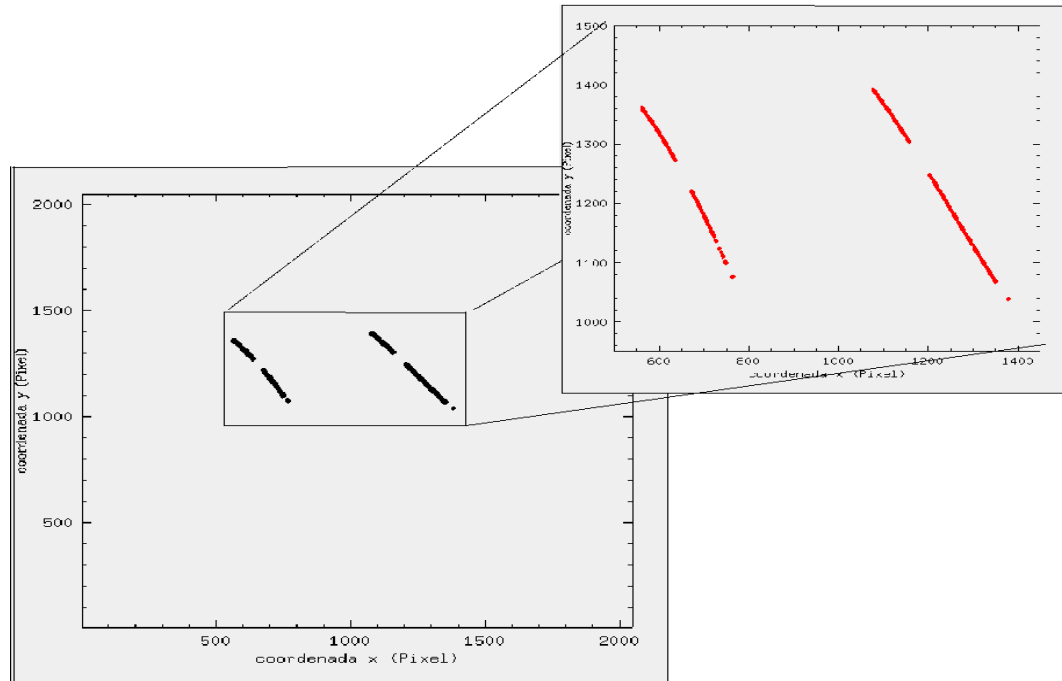


Figura 7.6: Movimiento diurno de dos Satélites, el INTELSAT 3R y el otro satélite ubicado en la misma ventana orbital, que se representa por la dos curvas.

(x, y) de las imágenes que aparecen en ellas.

Como mencionamos anteriormente, el satélite INTELSAT 3R no se encuentra sólo en su ventana orbital, por ello, para la exposición seleccionada, se obtienen las coordenadas planas (x, y) del satélite INTELSAT 3R, las coordenadas (x, y) del satélite acompañante y las coordenadas (x, y) de 10 estrellas de referencia identificadas en la exposición. Todas ellas referidas al sistema cartesiano establecido sobre la Cámara FLI, es decir, por los ejes X e Y del CCD. Los datos medidos se muestran en la siguiente tabla.

Objeto	x	y
⊙	-51.08	-365.41
⊙	463.96	-326.76
★	494.48	-643.47
★	498.68	767.42
★	-668.96	-910.98
★	7.72	-112.04
★	-529.99	-635.30
★	-221.83	466.67
★	417.65	-689.61
★	433.96	300.45
★	861.69	-991.23
★	734.93	931.07

Tabla 7.1: Coordenadas medidas sobre la exposición expo#6 en unidades de píxeles y referidas al centro del CCD, donde el símbolo ⊙ representa los satélites y ★ representa a las estrellas.

Las coordenadas planas (x, y) de los dos satélites y las 10 estrellas, de la tabla anterior, vienen expresadas en píxeles donde cada píxel tiene un tamaño de $13 \times 13 \mu_m$, equivalente a $0'',74 \times 0'',74$ en el cielo. Dichas coordenadas se obtuvieron de forma automática por un programa que detecta la existencia de las imágenes sobre la exposición (satélites y estrellas). El proceso lo intentamos esquematizar en la Figura (7.7).

En la Figura (7.7) la de la parte superior izquierda muestra la exposición seleccionada como ejemplo para aplicar el programa. La coordenada y de cada estrellas es calculada por el ajuste de una función gaussiana a los perfiles mostrados en la parte superior derecha de la misma figura (7.7), donde los perfiles son producidos por la integración de cuentas por fila. Los máximos de dichos perfiles determinan las filas donde hay señal significativa. La coordenada x para cada estrella es calculada por el ajuste de la función tepui, según muestra la parte inferior izquierda de la misma figura. Igualmente, un estudio de los datos de dichas filas no ayuda a determinar que tipo de perfil o perfiles existen en la misma. Las coordenadas de los satélites son tratadas en forma tridimensional, calculando los (x, y) por medio del ajuste de una

función gaussiana de 3 dimensiones al perfil de sus imágenes.

Como las coordenadas calculadas están referidas al marco de referencia que define la Cámara FLI, la estabilidad de dicho marco debe ser controlado, a lo largo de toda la noche de observación, por medio de un sistema independiente y eso se consigue con el uso de las estrellas de referencia. Para ello, cada exposición donde se hallan suficientes estrellas de referencia es trabajada a fin de encontrar una función que relacione las coordenadas planas (x, y) con las coordenadas astronómicas (α, δ) de un mismo objeto. A esto se le llama reducción de la exposición. Una vez encontrada la solución se puede asignar coordenadas astronómicas (α, δ) a cualquier punto de la exposición, en particular, a los puntos que representan a los satélites y a los puntos de control, que pudieran ser uno o varios puntos prefijados, cualesquiera, del CCD.

Para la reducción, hacemos uso del programa **CM1** realizado por Stock y Abad (1996) que aplica el método de Stock (1981). Los parámetros de entrada que se le asignan al programa son:

1. Época de la observación, es decir, instante de tiempo en que se realizó la observación.
2. La distancia focal del telescopio usado, en este caso, la del Astrógrafo Doble que es 3,72 metros
3. Un punto cero del CCD que será usado como dirección del eje óptico del telescopio. Generalmente el centro del CCD (1024x1024).
4. El tipo de proyección usado durante el cálculo, en este caso la proyección tangencial descrita en el Capítulo 5.
5. Los datos de las estrellas de referencia, es decir, las coordenadas planas (x_*, y_*) medidas sobre el CCD y las coordenadas astronómicas (α_*, δ_*) dadas por el catálogo para la época de la observación.

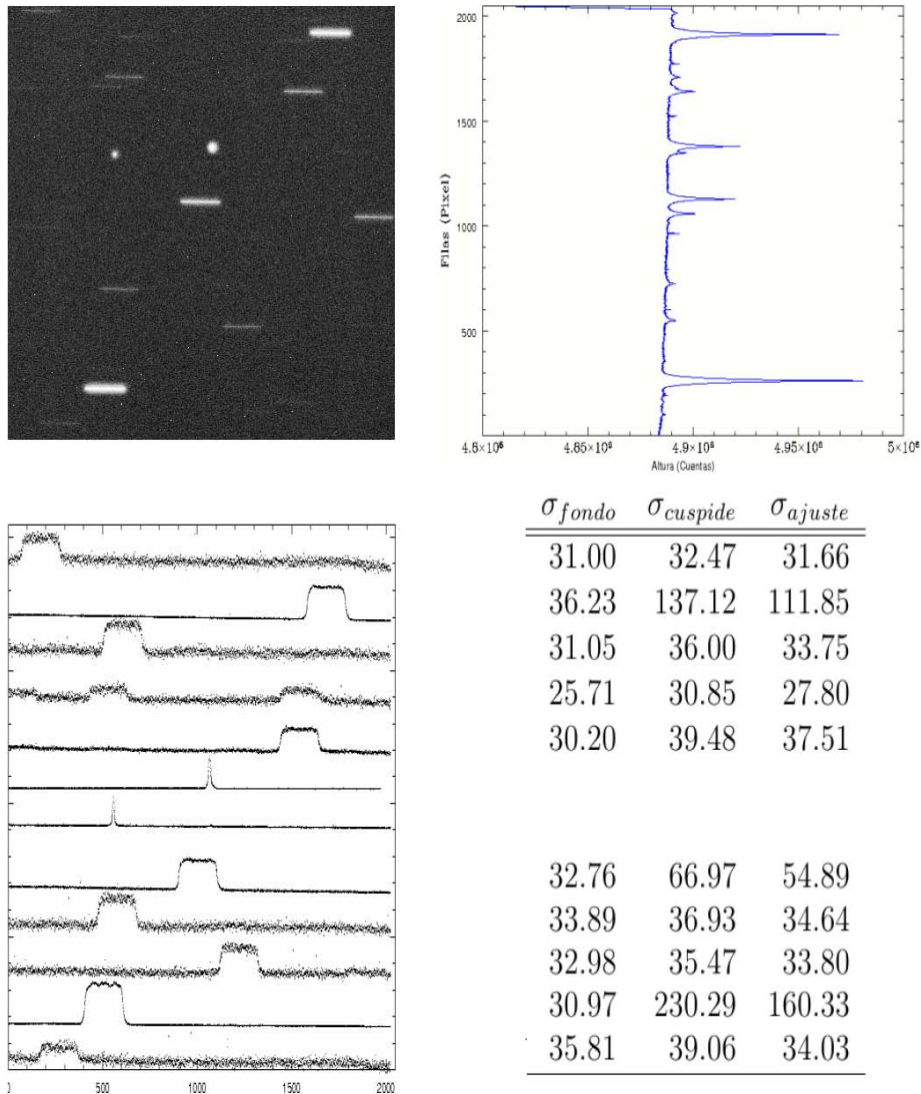


Figura 7.7: Esquematzación del proceso que se realiza para obtener las coordenadas planas (x, y) de los satélites y estrellas de referencia sobre la exposición. La imagen de la parte superior izquierda corresponde a una exposición del día 24/03/2008 utilizada como ejemplo para aplicar el programa. La imagen de la parte superior derecha equivale a la integración de cuentas por fila del CCD y nos ayuda a seleccionar las filas que contienen imágenes y al cálculo de la coordenada y de las mismas. La imagen inferior izquierda corresponde a los perfiles de las filas seleccionadas y de ellas se obtendrán las coordenadas x de las imágenes. La tabla, en la parte inferior derecha muestra tres valores, σ_{fondo} , $\sigma_{cuspide}$ y σ_{ajuste} , los cuales determinan las desviaciones estandares que tienen los datos del fondo del cielo, los datos correspondientes a la cúspide y el ajuste de la tepui a dichos perfiles.

Los datos de entrada para este caso son los mostrados en la siguiente tabla.

época de la placa	:	2008,21
distancia focal	:	278447,0312
tipo proyección	:	1.
centro de la placa x0	:	0,0000
centro de la placa y0	:	0,0000
m.p. en tiempo o arco	:	1.
época de catálogo	:	2000,00

#★	α (h : m : s)	μ_α	δ (° : ' : ")	μ_δ	x	y
1	9:54:56.793	0.0004	-1:36: 8.74	-0.007	494.49	-643.48
2	9:54:57.224	0.0000	-1:18:42.88	0.000	498.69	767.43
3	9:53:59.384	-0.0028	-1:39:24.60	-0.005	-668.96	-910.99
4	9:54:32.893	-0.0007	-1:29:33.72	-0.010	7.73	-112.05
5	9:54: 6.274	-0.0009	-1:36: 0.18	-0.003	-530.00	-635.31
6	9:54:21.585	-0.0008	-1:22:24.73	-0.010	-221.83	466.67
7	9:54:53.067	-0.0011	-1:36:41.87	-0.004	417.65	-689.61
8	9:54:53.991	0.0002	-1:24:27.96	-0.048	433.96	300.45
9	9:55:15.006	-0.0008	-1:40:26.09	-0.015	861.69	-991.24
10	9:55: 8.948	0.0025	-1:16:41.58	-0.006	734.94	931.08

Los datos que indican distancia, como son: la distancia focal del telescopio, la posición central de la placa y las coordenadas (x, y) de las estrellas de referencia (columnas 6 y 7), vienen expresadas en la misma unidad, en nuestro caso unidades de píxeles. Hay que hacer notar que la posición de las estrellas de referencia, en el catálogo utilizado *Tycho-2*, están referidas al sistema ICRS. Estas posiciones han sido trasladadas al equinoccio de la observación o sistema de referencia ecuatorial definido para la época de la observación por las subrutinas **slap-MAPPA** y **slap-MAPQKZ** según lo discutido en el Capítulo 6, siendo el propio programa **CM1** el que, haciendo uso de los movimientos propios de las estrellas, obtiene las posiciones adecuadas para el instante de la observación, y es con ellas con las que trabaja para encontrar la solución.

Hay que hacer notar que las coordenadas (x, y) medidas sobre la exposición ya fueron trasladadas al sistema con centro en el punto (1024,1024) del CCD y es por ello que como punto central de la placa aparece como punto (0,0) y las coordenadas

(x, y) en el intervalo $[-1024 : 1024, -1024 : 1024]$. Dichas coordenadas corresponden a las columnas 2 y 4 de la tabla superior. Las columnas 3 y 5 corresponden a los movimientos propios que tiene cada estrella por año.

Una vez ejecutado el programa **CM1** para la expo#6, la salida del mismo es:

Matriz solución y su ortogonalidad.

-0.8546906E+00	0.1178246E-01	0.5203101E+00
-0.5209173E+00	-0.2287323E-01	-0.8535922E+00
-0.2006397E-02	0.1000240E+01	-0.2564724E-01
0.1000178E+01	0.9998218E+00	0.1000000E+01

La matriz solución es la función o transformación con la cual podremos asignar coordenadas (α, δ) a cualquier punto (x, y) sobre la exposición y viceversa. Los tres últimos valores de la tabla anterior indican cuan ortogonal es la matriz encontrada, siendo estos valores iguales a 1 o muy próximos a 1.

Residuos de α, δ para cada estrella expresados en píxeles (1 píxel $\Leftrightarrow 0''$, 74).

#★	res_α	res_δ	Índice
1	1.8335	0.9856	0
2	-0.0844	-0.1274	1
3	0.0893	0.2026	1
4	-0.1426	0.1244	1
5	-0.1619	-0.3933	1
6	0.2224	0.1635	1
7	0.5588	-0.3141	0
8	-0.2598	-0.5806	0
9	0.0771	0.0301	1
10	-1.2282	-0.6376	0

El programa **CM1** es interactivo y tiene la facilidad de excluir o añadir estrellas de referencia al cálculo. En nuestro caso, para la solución final que se ha obtenido, se han excluido las estrellas numeradas como 1, 7, 8 y 10. De la tabla superior, los índices 1 y 0 de la última columna indican si la estrella fue usada o rechazada

para el cálculo, respectivamente. Podemos notar que los residuos al hacer la conversión en segundos de arco se encuentran en el orden de los $0''$, 1 y $0''$, 2 segundos de arco.

Con todo esto podemos asignar unas coordenadas astronómicas a cada uno de los puntos (x, y) medidos para los dos satélites sobre la expo#6 obteniendo los siguientes valores:

Satélite	x	y	α (h : m : s)	δ (° : ' : ")
Sat 1	-51.08	-365.41	09:54:29.954	-01:32:41.34
Sat 2	463.96	-326.76	09:54:55.404	-01:32:13.33

Tabla 7.2: Coordenadas (x, y) medidas sobre la expo#6 para los dos satélites y sus respectivas coordenadas topocéntricas absolutas (α, δ) obtenidas al aplicar la solución generada por el programa **CM1**.

Sabiendo que el tiempo sidéreo TS para el instante medio de la exposición es $TS = 07^h : 44^m : 58^s,854$, las coordenadas absolutas pueden ser transformadas a coordenadas horarias según lo mencionado en el Capítulo 4. Así, para nuestro ejemplo dichas coordenadas quedan como muestra el tabla (7.3)

Satélite	TS (h : m : s)	α (h : m : s)	H (h : m : s)	δ (° : ' : ")
Sat 1	07:44:58.854	09:54:29.954	02:09:31.100	-01:32:41.34
Sat 2	07:44:58.854	09:54:55.404	02:09:33.655	-01:32:13.33

Tabla 7.3: Coordenadas topocéntricas absolutas (α, δ) de los dos satélites y sus respectivas coordenadas topocéntricas horarias (H, δ) obtenidas a partir de la relación $H = \alpha - TS$.

Si el proceso anterior es realizado para uno o varios puntos fijos del CCD y para varias exposiciones, podemos controlar la estabilidad del CCD en el sistema de coordenadas horarias y obtener las coordenadas topocéntricas tanto de dichos puntos como las de los satélites. Los puntos de control deberían permanecer fijos pues la Cámara está anclada al telescopio y en caso de no suceder, esto nos sirve de control de problemas añadidos como: estabilidad del reloj que controla la computadora, variaciones de refracción a lo largo de la noche y otros. Es entendido que el estudio de dichos puntos no es parte de este trabajo y por tanto sólo se muestra como ejemplo en el siguiente cuadro que contiene una muestra de diferentes exposiciones.

N	hora		TSL		α_{P0}		H_{P0}		δ_{P0}		α_{Sat1}		H_{Sat1}		δ_{Sat1}		H_{Sat2}		δ_{Sat2}	
	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s	h:m:s
006	19 47 06.240	07 44 58.853	09 54 32.506	02 09 33.655	-1 28 10.75	09 54 29.954	02 09 31.100	-1 32 41.34	02 09 56.551	-1 32 13.33										
023	20 21 06.243	08 19 04.432	10 28 38.049	02 09 33.617	-1 28 10.52	10 28 34.576	02 09 30.142	-1 32 28.26	02 09 55.596	-1 31 58.60										
045	21 05 06.244	09 03 11.670	11 12 45.326	02 09 33.655	-1 28 09.57	11 12 40.579	02 09 28.910	-1 32 06.49	02 09 54.426	-1 31 37.22										
063	21 41 06.245	09 39 17.584	11 48 51.301	02 09 33.716	-1 28 09.38	11 48 45.391	02 09 27.808	-1 31 46.92	02 09 53.488	-1 31 18.06										
082	22 19 23.825	10 17 23.825	12 26 57.546	02 09 33.723	-1 28 09.21	***	***	***	***	***										
104	23 03 07.241	11 01 32.052	13 11 05.817	02 09 33.764	-1 28 09.81	13 10 57.128	02 09 25.075	-1 30 57.69	02 09 51.305	-1 30 33.10										
134	00 03 07.242	12 01 41.857	14 11 15.692	02 09 33.833	-1 28 10.02	14 11 04.910	02 09 23.053	-1 30 20.31	02 09 49.877	-1 29 59.59										
144	00 23 06.242	12 21 44.139	14 31 17.912	02 09 33.775	-1 28 09.04	14 31 06.506	02 09 22.366	-1 30 07.74	02 09 49.399	-1 29 49.12										
160	00 55 07.242	12 53 50.399	15 03 24.302	02 09 33.902	-1 28 09.13	15 03 11.795	02 09 21.395	-1 29 48.82	02 09 48.860	-1 29 32.95										
189	01 53 06.242	13 51 58.922	16 01 32.826	02 09 33.905	-1 28 09.60	16 01 18.634	02 09 19.712	-1 29 17.44	02 09 47.775	-1 29 08.93										
201	02 17 06.243	14 16 02.866	16 25 36.780	02 09 33.915	-1 28 09.08	16 25 21.928	02 09 19.063	-1 29 05.93	02 09 47.470	-1 29 00.43										
219	02 53 06.242	14 52 08.779	17 01 42.676	02 09 33.895	-1 28 09.42	17 01 26.935	02 09 18.157	-1 28 50.84	02 09 47.058	-1 28 51.28										
238	03 31 07.243	15 30 16.026	17 39 49.972	02 09 33.946	-1 28 09.33	17 39 33.464	02 09 17.439	-1 28 37.97	02 09 46.704	-1 28 41.55										
250	03 55 06.242	15 54 18.964	18 03 52.935	02 09 33.974	-1 28 09.53	18 03 35.991	02 09 17.027	-1 28 31.57	02 09 46.718	-1 28 38.41										
271	04 37 07.241	16 36 26.863	18 46 00.911	02 09 34.049	-1 28 09.17	18 45 43.381	02 09 16.519	-1 28 23.91	***	***										
297	05 29 34.410	17 28 34.410	19 38 08.462	02 09 34.049	-1 28 08.60	***	***	***	***	***										

Cuadro 7.1: Coordenadas topocéntricas horarias y absolutas del punto de control $P0$ del marco de referencia establecido en el CCD, del satélite (Sat 1) y del otro satélite (Sat 2). El punto de control en este caso es el punto central (0,0). Para el Sat 2 se han omitido sus coordenadas α_{Sat2} por facilitar la formación de la tabla.

En el cuadro anterior se puede observar que en algunas exposiciones faltan datos, en la exposición 082 no se obtuvieron coordenadas para ninguno de los satélites ya que para ese momento de la exposición los satélites se encontraban eclipsados. La condición de visibilidad de los satélites dependen de la reflectividad de la luz solar por ellos, es decir, de la posición relativa Sol-Satélite-Tierra y de la orientación del propio satélite respecto a su eje, variando así la superficie reflectiva. En las exposiciones 271 y la 297, para el momento de dichas observaciones el segundo satélite ya no era visible por lo tanto no se obtuvieron coordenadas para él. En el caso del primer satélite a partir de la exposición 297 tampoco era visible.

El proceso de reducción de las exposiciones se aplica solamente para aquellas donde existe un número suficiente de estrellas de referencia detectadas (al menos 3). Con ellas definiremos un patrón continuo de estabilidad para la noche, el cual deberá aplicarse a todas las exposiciones y así llevarlas a un sistema común.

La Figura (7.8) presenta un histograma de la frecuencia relativa del número de estrellas de referencia presentes por exposición en una misma noche, en concreto la noche del 24/3/2008. De aquí observamos que al 84% de las exposiciones se les puede aplicar el proceso de reducción, número suficiente de exposiciones para crear el patrón de control del sistema a lo largo de toda la noche.

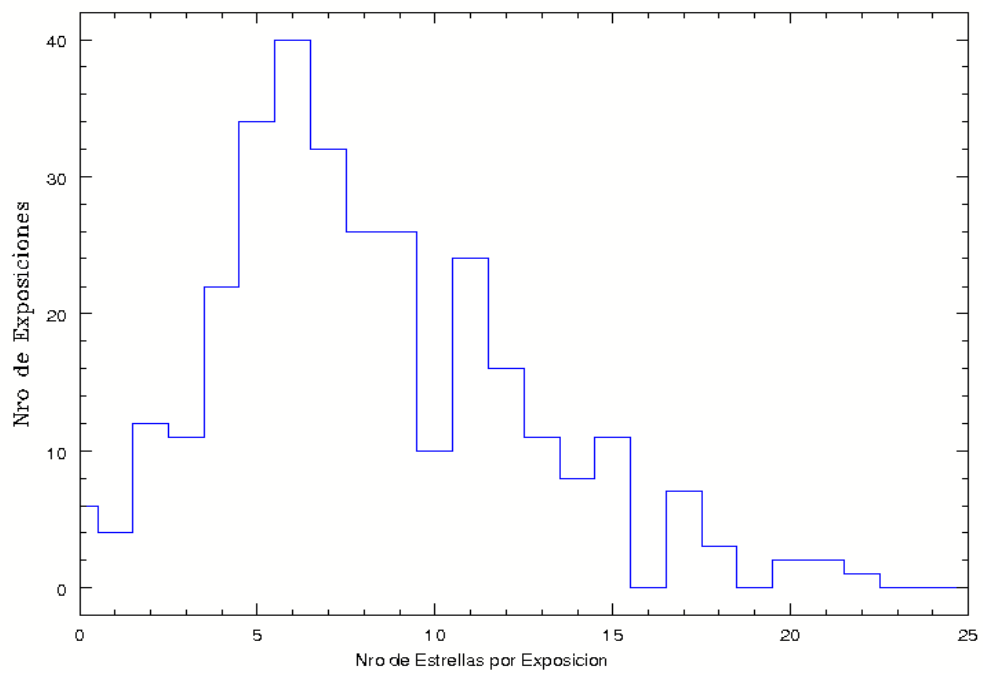


Figura 7.8: Histograma del número de estrellas por exposición del conjunto de exposiciones obtenidas del satélite INTELSAT 3R para el 24 de marzo de 2008.

Conclusiones

La presente tesis demuestra la posibilidad de observar satélites geoestacionarios y de calcular las posiciones con telescopios ópticos y detectores CCD acoplados a ellos, siendo las precisiones alcanzadas, en orientación, superiores a las obtenidas por otros métodos.

Para realizar las observaciones no es indispensable el uso de telescopios de gran apertura ya que los satélites se muestran relativamente brillantes, variando su brillo según la época, siendo máximo para los equinoccios y mínimo para los solsticios, entre 5V y 9V de magnitud visual, respectivamente. Para el resto de la noche, su brillo dependerá del ángulo de fase Sol-satélite-Tierra.

Asimismo, telescopios de menor apertura que los usados tanto en el OAN (51 cm) como en el ROA (33 cm) pueden ser utilizados para realizar las observaciones sobre este tipo de satélites.

En el presente trabajo, haciendo uso del telescopio Astrógrafo Doble del OAN y la Cámara FLI, se han obtenido conjuntos de exposiciones de diferentes satélites geoestacionarios. Dichas observaciones se realizaron durante períodos de observación continuos a lo largo de la noche y por varios días consecutivos, las cuales, han permitido observar el movimiento diurno que tienen satélites como: HISPASAT 1B y 1C, SPAINSAT, INTELSAT 707, INTELSAT 3R y otros.

De cada exposición obtenida es posible calcular las coordenadas planas (x, y) del satélite y componiendo estas posiciones a lo largo de una misma noche es posible mostrar la parte proporcional de su movimiento diurno. Según el proyecto PASAGE, es parte suficiente para la determinación de las órbitas y efemérides de este tipo de satélites.

De igual forma, y haciendo uso de las estrellas que aparecen en las exposiciones,

es posible determinar las posiciones astronómicas (α, δ) de los satélites y además, estudiar la estabilidad del sistema de referencia que se ha elegido para la observación, el propio CCD.

La obtención de las coordenadas, tanto cartesianas (x, y) como astronómicas (α, δ) , se realiza en forma automática a través de un programa creado especialmente para ello y que ha sido el eje central del trabajo de tesis.

Glosario

Astrometría ... Ciencia que estudia la posición y movimiento de objetos celestes, mediante medidas efectuadas en observaciones astronómicas.

Baricentro ... Centro de masas de un sistema de cuerpos; el centro de masa del Sistema Solar.

CCD ... Siglas en inglés del Charge-Coupled Device: dispositivo de cargas acoplada es un circuito integrado que contiene un número determinado de condensadores enlazados o acoplados.

Hemisferio Norte ... Semiesfera generada por el corte del ecuador terrestre con la Tierra y que contiene al Polo Norte terrestre.

Hemisferio Sur Semiesfera opuesta al hemisferio norte, generada por el corte del ecuador terrestre con la Tierra y que contiene al Polo Sur terrestre.

IRAF ... Es el acrónimo de Image Reduction and Analysis Facility, o Utilidad de Análisis y Reducción de Datos. Consiste en una gran colección de software escrito por astrónomos y programadores en el Observatorio Nacional de Astronomía Óptica (NOAO), en Estados Unidos, enfocado a la reducción de imágenes astronómicas en arrays de pixels, es decir, datos tomados de detectores en array de imágenes.

Lugar Geométrico ...Es un conjunto de puntos que satisfacen una propiedad y sólo estos puntos satisfacen dicha propiedad

Movimiento Diurno ... Movimiento de los astros sobre la esfera celeste en círculos paralelos al ecuador celeste en sentido retrógrado, producidos por el movimiento de la Tierra en sentido directo alrededor de su eje de rotación.

Nodo Ascendente ...Punto en que una órbita corta el plano del ecuador celeste desde el hemisferio Sur al hemisferio Norte.

Número de Cuentas ...La luz que cae en cada píxel de un CCD es convertida en una señal electrónica y esta señal es expresada en forma numérica como número de cuentas.

Perigeo ... Punto de la órbita elíptica alrededor de la Tierra en que el cuerpo que la describe se halla más cerca del foco que ocupa ésta.

Período Orbital ... Es el tiempo que tarda un astro (satélite) en completar una órbita completa.

Píxel ...Es la menor unidad en la que se descompone una imagen digital. Las imágenes se forman como una matriz rectangular de píxeles, donde cada píxel forma un punto diminuto en la imagen total.

Radián ...Es el ángulo que limita un arco de circunferencia cuya longitud es igual al radio de la circunferencia.

Bibliografía

- [1] Abad, C. and Stock, J., 1996. De la observación al movimiento estelar. Aplicación al cálculo del ápex del Cúmulo Abierto en Coma Berenices. RACZ 51 93-119.
- [2] Abad, C., 2005. Astrometría de satélites geoestacionarios. Técnica de observación, reducción de imágenes y puesta a punto de la cámara CCD del Astrógrafo Guatier del ROA. Boletín ROA No. 1/2006.
- [3] Abad C., 2007. Astrometría para la obtención de efemérides de satélites geoestacionarios. CIENCIA 15(1), 50-60.
- [4] Alby, F., Boer, M., Deguine, B., Escane, I., Newland, F., Portmann, C., 2002. Status of CNES optical observation of space debris in geostationary orbit. PEDAS1-B1. 4-0042 -02, COSPAR02-A-00319.
- [5] Berrocoso M., Ramírez M. E., Salamnca, J.M y Pérez, A. 2003. Notas Y Apuntes de Trigonometría Esférica y Astronomía de Posición, Universidad de Cádiz, España, 2003.
- [6] Burden, R.L y Faires J.D. 2001. Análisis Numérico, 7ª edición, Ed. Brooks/Cole, Bogotá, Colombia.
- [7] Cramér, H., 1972. Teoría de Probabilidades y aplicaciones, Ed. Colección Ciencia y Técnica - Aguilar, 6ta edición, España, 1972.
- [8] Escane, I., DeLong, N., Newland, F., 2001. 16th International Symposium on Space Flight Dynamics, Pasadena, California (USA).
- [9] Galadí, D,E., Ribas, I., 1998. Manual Práctico de Astronomía con CCD. Ed. Omega, Barcelona, 1998.

- [10] Henri, Y., 2007. Procedimientos de atribución de los recursos de la órbita y el espectro mecanismo de registro. Departamento de Servicios Espaciales (UIT). V3-ORBIT -ES.DOC (183920)
- [11] Howell, S.B., 2000. Handbook of CCD Astronomy. Cambridge University Press, United States of America, 2000.
- [12] Downes J., 2007. Caracterización de la Cámara FLI. Publicación interna CIDA. #530. Mérida, Venezuela.
- [13] Koffman, E.B., and Friedman, F.L., 1987. Problem solving and structured programming in FORTRAN 77, 3ra edition, (USA), 1987.
- [14] López Moratalla, T., Abad, C., Belizón, F., Coma, J.C., Montojo, F.J., Muiños, J.L., Palacio, J., and Vallejo, M., 2006. Astrometric Positioning of geostationary satellites (PASAGE). RMxAA 25, 59-60.
- [15] Roy, A.E. y Clarke, D. 1982. Astronomy: Principles and Practice, 2da edición, Institute of Physics, Bristol (BS1 6NX).
- [16] Soop, M, E., 1994. Introduction to Geostationary Orbits, European Space Operations Centre, ESA Scientific & Technical Publications Branch, Darmstadt Germany, 1983
- [17] Stock, J., 1981. Block adjustment in photographic astrometry. RMAA 6, 115-118.
- [18] Stock, J. y Abad, C., Manual Para El Programa CM1, Publicación interna CIDA, CIDA-TC-161. Mérida, Venezuela.
- [19] Taylor, J.R., 1997. An Introduction to Error Analysis, 2da Edition, University Science Book, Sausalito, California, 1997.
- [20] ... 2004. Tracking geostationary satellites, ESA., Bolletín 119 65-68.
- [21] - 2007 The Astronomical Almanac for the year 2007, Government Printing Office, United States of America.

- [22] Van de Kamp, P. 1967. Principles of Astrometry, Ed. R.A. Rosenbaum, United States of America.