

TESIS DEFENDIDA POR
Luis Joel Mávita Granillo
Y APROBADA POR EL SIGUIENTE COMITÉ

Dr. Pedro Negrete Regagnon

Director del Comité

Dr. Juan Manuel Núñez Alfonso

Miembro del Comité

Dr. Víctor Ruiz Cortés

Miembro del Comité

Dr. Santiago Camacho López

Miembro del Comité

Dr. Enrique Mitrani Abenchuchan

Miembro del Comité

Dr. Pedro Negrete Regagnon

*Coordinador del Programa de
Posgrado en Óptica*

Dr. David Hilario Covarrubias Rosales

Director de Estudios de Posgrado

8 de diciembre de 2011

**CENTRO DE INVESTIGACIÓN CIENTÍFICA Y DE
EDUCACIÓN SUPERIOR DE ENSENADA**



**PROGRAMA DE POSGRADO EN CIENCIAS
EN ÓPTICA**

**CORRECTOR DE LA INCLINACIÓN DEL FRENTE DE ONDA
(TIP/TILT) PARA EL TELESCOPIO DE 2.1 M DEL OBSERVATORIO
ASTRONÓMICO NACIONAL DE SAN PEDRO MÁRTIR**

TESIS

que para cubrir parcialmente los requisitos necesarios para obtener el grado de
MAESTRO EN CIENCIAS

Presenta:

LUIS JOEL MÁVITA GRANILLO

Ensenada, Baja California, México, diciembre de 2011

RESUMEN de la tesis de **LUIS JOEL MÁVITA GRANILLO**, presentada como requisito parcial para la obtención del grado de MAESTRO EN CIENCIAS en ÓPTICA con orientación en OPTOELECTRÓNICA. Ensenada, Baja California, México. Diciembre de 2011.

CORRECTOR DE LA INCLINACIÓN DEL FRENTE DE ONDA (TIP/TILT) PARA EL TELESCOPIO DE 2.1 M DEL OBSERVATORIO ASTRONÓMICO NACIONAL DE SAN PEDRO MÁRTIR.

Resumen aprobado por:

Dr. Pedro Negrete Regagnon
Director de Tesis

Se realizó un estudio para la construcción e implementación futura de un sistema de óptica adaptativa (tip/tilt) en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir. Este estudio implicó la elaboración de programas para simular numéricamente el comportamiento de la turbulencia atmosférica así como la realización del montaje experimental para óptica adaptativa con los elementos ópticos y el detector disponibles. El arreglo propuesto consta de un sensor CCD, un módulo de control y un actuador piezoeléctrico que controlan la inclinación de un espejo plano, para llevar a cabo la compensación. Experimentalmente se implementó una fuente artificial de turbulencia atmosférica controlable con la cual se realizaron pruebas al sistema. Para ello, se empleó un modulador espacial de luz en el que se desplegaron pantallas de fase generadas a partir del modelo estadístico de Kolmogorov. Estas pueden inducir una distorsión óptica en la fase del frente de onda muy similar a la que ocurriría bajo condiciones reales de turbulencia. Con este método se deformó el frente de onda plano de una fuente puntual y de una estrella binaria (generadas en el laboratorio). Gracias a la compensación se logró disminuir el ancho a media altura (FWHM por sus siglas en inglés) e incrementar la intensidad de la imagen de larga exposición corregida, con respecto a la imagen sin corrección. De esta manera se mejoró la resolución del sistema óptico. También se hicieron simulaciones numéricas de las imágenes distorsionadas por la turbulencia atmosférica y de un sistema de compensación de tip/tilt.

Palabras claves: Óptica adaptativa, frente de onda, tip/tilt, sensor CCD, actuador piezoeléctrico, turbulencia atmosférica, modulador espacial de luz, pantalla de fase, modelo de Kolmogorov, fuente puntual, estrella binaria, ancho a media altura (FWHM), resolución óptica.

ABSTRACT of the thesis presented by **LUIS JOEL MÁVITA GRANILLO**, in partial fulfillment of the requirements of the degree of MASTER IN SCIENCES in OPTICS with orientation in OPTOELECTRONICS. Ensenada, Baja California, México. December 2011.

WAVEFRONT INCLINATION (TIP/TILT) CORRECTOR FOR THE 2.1 M TELESCOPE OF THE SAN PEDRO MÁRTIR NATIONAL ASTRONOMICAL OBSERVATORY.

A study for the construction and future implementation of an adaptive optics system (tip/tilt) in the 2.1 m telescope of the San Pedro Mártir National Astronomical Observatory was made. This study involved computer simulations of atmospheric turbulence and the performance of the adaptive optics experimental setup with the optical elements and detector available. This experimental setup includes a CCD sensor, a control module and a piezoelectric actuator for controlling the tilt of a plane mirror in order to carry out the compensation. An artificial source of controllable atmospheric turbulence was implemented to test the system. For this, we used a spatial light modulator in which we deployed the numerically generated phase screens that follow the Kolmogorov model. These screens induce an optical distortion in the wavefront phase very similar to what would occur under real conditions of turbulence. This method distorted the wavefront plane coming from a point source and from a binary star (generated in the laboratory). The tip/tilt compensation was able to reduce the Full Width at Half Maximum (FWHM) and increase the intensity of long-exposure images. Numerical simulations of images distorted by atmospheric turbulence and a tip/tilt compensation system are also included.

Keywords: Adaptive optics, wavefront, tip/tilt, CCD sensor, piezoelectric actuator, atmospheric turbulence, spatial light modulator, phase screen, Kolmogorov's model, Full Width at Half Maximum (FWHM), optical resolution.

Dedicatoria

A Dios.

*Por que has hecho realidad uno más de tus sueños en mi vida.
Te dedico el fruto de dos años en los que aprendí a depender más de ti; como una
ofrenda de agradecimiento por todo lo que me das.*

A mis padres.

A mi esposa Fabihiday.

A mi hija Jhoeli.

Agradecimientos

Agradezco al CICESE por recibirme con las puertas abiertas y hacerme sentir como en casa desde mi llegada. Por darme una oportunidad de crecimiento y satisfacción personal.

Al CONACYT que sin lugar a dudas fue el medio que Dios usó para sustentar mi casa y mi familia durante poco más de dos años. Agradezco también el apoyo recibido por parte del PAPIIT-UNAM a través del Proyecto IN112710 “Imágenes Astronómicas de Alta Resolución Espacial” y al Instituto de Astronomía de la UNAM.

A todas las personas que estuvieron involucradas en el proceso que me llevó a la culminación de este proyecto les agradezco y deseo que las bendiciones de Dios sean abundantes en sus vidas.

A cada uno de mis maestros que con paciencia y entusiasmo me dieron las herramientas académicas necesarias para alcanzar esta meta.

A todos mis compañeros y amigos, en particular: Ricardo, René, Enrique, Eduardo, Gibraham, Daniel, Gildardo, Luis, Lalo y Lily; ya que con todos ellos compartí vivencias que recordaré con mucho cariño.

Al Dr. Víctor Ruiz, a quien considero una gran persona y ser humano. No es difícil simpatizar con alguien que tiene un corazón tan sencillo como el suyo. Gracias por sus contribuciones a mi trabajo y por tomarse la molestia de aclarar mis dudas. Mil gracias Víctor, por todo el apoyo dado a mí y a mi familia sin el cual muchas cosas hubieran sido realmente complicadas para nosotros, sobre todo en la fase final del proyecto.

A mi director de tesis, el Dr. Pedro Negrete Regagnon quien me instruyó en todas las etapas del proyecto y me brindó su amistad más allá de una simple relación alumno-maestro. Gracias por compartir conmigo gratos momentos y por preocuparse no solo por mi entorno académico sino también por el aspecto personal y familiar que me rodea. Trabajar juntos ha sido una experiencia muy enriquecedora en diferentes aspectos de mi vida.

A los miembros de mi comité de tesis, los Doctores Santiago Camacho, Enrique Mitrani, Víctor Ruiz y Juan M. Núñez, por sus oportunas correcciones.

A los Doctores David Hiriart, Juan M. Núñez y Joel Herrera del Instituto de Astronomía de la UNAM quienes siempre estuvieron prestos a ayudarme, gracias por todo el aprendizaje que recibí de su parte.

A la familia Ramírez Santos que aún yo siendo un completo extraño para ellos, me recibieron como un nuevo integrante de la familia. A mis suegros José y Ludín que han intercedido por nosotros y han sido de gran bendición. No tengo como pagar todo lo que han hecho, les ofrezco mi gratitud.

A mis padres que aunque lejos, se que en sus oraciones siempre estuvieron cubriéndome y cubriendo a mi familia. Gracias por inculcarme valores y principios que me han hecho en gran parte llegar a ser lo que hoy soy, los amo con todo mi corazón. A mis hermanas Sibia y Priscila, gracias por estar ahí en todo momento.

Agradezco a mi amada esposa Fabihiday, en muy poco tiempo te han pasado tantas cosas. Dejaste tu entorno familiar para iniciar una nueva vida a mi lado y a los pocos meses nos mudamos a Ensenada donde no mucho tiempo después me diste una de las mayores satisfacciones de mi vida convirtiéndome en padre por primera vez. Tantos cambios deben ser difíciles de asimilar, sin embargo tuviste la determinación de mantenerte firme a mi lado. Muchas veces incluso estuviste dispuesta a sacrificar el tiempo que por derecho te correspondía, para que yo me ausentara y pudiera dedicarme a de lleno a los estudios. Me siento orgulloso de haber llegado hasta aquí juntos, pero sobre todo me siento orgulloso de saber que el mayor logro de mi vida han sido tú y nuestra pequeña hija Jhoeli. Esa hermosa niña que tan cariñosamente me recibía cada noche con pequeños abrazos repletos de amor que me hacían sentir que mi día había valido la pena. Son ustedes dos mi motivación para seguirme superando cada día y poder ofrecerles una vida plena. ¡Las amo con todas mis fuerzas!

Por último quiero agradecer y darle el mérito al que hace la diferencia en todas las áreas de mi vida, ya sea espiritual, académica, económica, familiar, etc. Me refiero a Dios, que me ama como soy y se mantiene siempre fiel aún cuando yo sea infiel. Gracias por tu gracia sin la cual nada tendría sentido.

Índice general

Resumen en español	i
Resumen en inglés	ii
Dedicatoria	iii
Agradecimientos	iv
Contenido	vi
 Lista de Figuras	 viii
Lista de Tablas	xiii
I. INTRODUCCIÓN	1
 II. LA ÓPTICA DEL TELESCOPIO	 7
II.1. Descripción del telescopio	7
II.2. Telescopio reflector	11
II.2.1. Telescopio Cassegrain	13
II.3. Telescopios de San Pedro Mártir	16
II.3.1. Óptica activa	17
II.3.2. Óptica adaptativa	18
 III. EL PROBLEMA DE LA TURBULENCIA ATMOSFÉRICA	 22
III.1. La atmósfera de la tierra	22
III.1.1. Transmitancia óptica de la atmósfera	24
III.2. Turbulencia atmosférica	26
III.2.1. “Seeing”	29
III.2.2. Caracterización de la turbulencia atmosférica en SPM	29
III.2.3. Monitor de movimiento diferencial de imágenes	32
III.3. Modelo de Kolmogorov	35
III.4. Modelo matemático para la formación de imágenes	39
 IV. SIMULACIÓN DE LA TURBULENCIA ATMOSFÉRICA	 43
IV.1. Simulación numérica de la turbulencia atmosférica	43
IV.1.1. Generación de pantallas de fase de Kolmogorov	44
IV.1.2. Imagen simulada vista a través de turbulencia	48
IV.2. Simulación experimental de la turbulencia atmosférica	55
IV.2.1. Modulador espacial de luz	56

IV.2.2. Adecuación de las pantallas de fase de Kolmogorov	57
IV.2.3. Pantalla de corrimiento de fase	59
IV.3. Comparación de la simulación numérica y experimental	63
IV.4. Simulación numérica de un sistema de compensación de tip/tilt	64
V. SISTEMA DE ÓPTICA ADAPTATIVA PARA CORRECCIÓN DE TIP/TILT	68
V.1. Selección del sensor de frente de onda	68
V.1.1. Sensor de Shack-Hartmann	70
V.1.2. Sensor de cuatro cuadrantes	71
V.1.3. Sensor CCD	71
V.2. Actuador tip/tilt	73
V.2.1. Frecuencia de resonancia	75
V.2.2. Caracterización	78
V.2.3. Histéresis	81
V.3. Sistema de control en lazo cerrado	83
V.3.1. Algoritmo de control	84
V.4. Pruebas realizadas al sistema bajo condiciones controladas	86
V.4.1. Compensación de tip/tilt	88
VI. CONCLUSIONES	101
REFERENCIAS	107
A. Modos de Zernike	109

Lista de figuras

1.	Perfil de intensidad del patrón de difracción formado por dos fuentes puntuales separadas por un ángulo dado según el criterio de Rayleigh. El máximo de uno de los patrones coincide con el mínimo del otro . . .	11
2.	Algunas configuraciones de telescopios formadas por espejos: (a) foco primario, (b) foco de Newton, (c) foco de Coudé y (d) foco de Nasmyth	13
3.	Telescopio tipo Cassegrain	14
4.	Bosquejo de un sistema de óptica adaptativa completo	20
5.	Absorción atmosférica de la radiación electromagnética. La línea representa la altura a la cual la intensidad ha caído al 50 % de su valor original. Figura tomada de Giménez y Castro (1997)	23
6.	Transmitancia atmosférica para el rango de longitudes de onda ópticas comprendido desde los rayos gama hasta el infrarrojo. Se tienen ventanas de transmisión eficiente centradas en 1,200 nm (banda J), 1,600 nm (banda H) y 2,200 nm (banda K). Figura tomada de Glass (1999)	25
7.	Celdas de coherencia atmosférica	28
8.	Seeing astronómico. (a) Imagen de corta exposición obtenida a través de turbulencia atmosférica; el frente de onda distorsionado produce un conjunto de patrones de Airy que interfieren. (b) Imagen de larga exposición; el promedio de muchos patrones de Airy genera una mancha borrosa del objeto llamada disco de seeing	30
9.	Monitor diferencial de movimiento de imágenes DIMM. a) Bosquejo general del DIMM; se generan dos imágenes de un mismo objeto y se mide la varianza dada por la separación cambiante entre ellas. b) subaperturas de entrada de diámetro D separadas una distancia d . . .	34
10.	Comportamiento de la constante de estructura de índice de refracción en función de la altura en SPM. Gráfica calculada a partir de la ecuación (14) para una velocidad de viento $V=9.44$ m/s (caso SPM) . . .	38
11.	Geometría para modelar la formación de imágenes a través de turbulencia atmosférica	39
12.	Generación de una pantalla de fase de Kolmogorov. Los procesos de extracción, interpolación y suma se repiten cíclicamente hasta lograr una pantalla de fase que cubra un área igual a la pupila del telescopio y que contenga las componentes de alta y baja frecuencia requeridas .	47

13.	Respuesta al impulso de un sistema óptico limitado por difracción. En el dominio de Fourier la distribución espectral de la imagen es obtenida mediante un simple producto dado por $O(u, v)H(u, v)$. En el dominio espacial esta operación es vista como la convolución $o(x, y) * h(x, y)$.	49
14.	Simulación de la imagen de una fuente puntual (vista a través de turbulencia atmosférica con un telescopio) como salida de un sistema lineal invariante	51
15.	Secuencia de pantallas de fase e imágenes simuladas a través de turbulencia atmosférica. La forma del speckle es debida a la distorsión de orden superior de la pantalla de fase. El cambio de posición del centroide de la imagen (representado por la intersección de las líneas punteadas) para cada pantalla de fase es causado por la contribución de tip y tilt en la inclinación del frente de onda	52
16.	Imágenes simuladas de dos estrellas cercanas observadas a través de distintos grados de turbulencia atmosférica en la banda visible (500nm). Cada columna corresponde a un valor de seeing determinado, mientras que la fila (a) muestra su correspondiente imagen de corta exposición y la fila (b) despliega las imágenes de larga exposición. Estas últimas fueron obtenidas mediante el promedio de 200 imágenes de corto tiempo de exposición	53
17.	Simulación de imágenes de larga exposición de dos estrellas muy próximas observadas en distintas bandas ópticas. Cada columna corresponde a una longitud de onda específica, mientras que la fila (a) muestra las imágenes de larga exposición para cada longitud de onda y la fila (b) despliega su perfil de intensidad correspondiente. Estas imágenes fueron obtenidas mediante la suma de 200 imágenes de corto tiempo de exposición	54
18.	Arreglo experimental empleado para simular la turbulencia atmosférica.	55
19.	Estructura de un pixel del modulador espacial de luz	58
20.	(a) Pantalla de fase parcialmente ajustada para ser desplegada en el modulador espacial con un mapa de colores en escala de grises de 0 a 255 y un tamaño de 768×1024 pixeles, además, ha sido modulada en fase de $-\pi$ a π . En (b) se ilustra la imagen experimental del speckle generado por la pantalla de fase y se observa también la presencia de una componente de luz muy intensa (especular)	59
21.	Proceso de adecuación de una pantalla de fase de Kolmogorov: (a) pantalla de fase modulada de $-\pi$ a π , (b) Pantalla de corrimiento de fase y (c) pantalla de fase con un corrimiento adicional	60
22.	Órdenes de difracción e imagen desplazada (abajo) obtenidas al desplegar en el modulador espacial de luz diferentes pantallas de corrimiento de fase (arriba), cuya inclinación se incrementa de izquierda a derecha	62

23. Pantalla de fase de Kolmogorov con distintos corrimientos, adecuadas y desplegadas en el modulador espacial de luz (arriba) y la imagen del speckle desplazado para cada caso (abajo). El corrimiento es mayor de izquierda a derecha 63
24. Comparación de las imágenes distorsionadas obtenidas tanto de manera numérica como experimental para diferentes tamaños de celdas de coherencia atmosférica 64
25. Simulación de un sistema de compensación de tip/tilt para una fuente puntual, una estrella binaria y un objeto extendido. La columna de la izquierda muestra las imágenes de larga exposición sin corrección, la columna central corresponde a la imagen vista al límite de difracción y la columna de la derecha ilustra las imágenes corregidas. Estas imágenes fueron obtenidas al realizar un promedio de 500 eventos . . . 67
26. Diagrama interno del arreglo de piezoeléctricos (pzt) que conforman al actuador tip/tilt en configuración push-pull y sus voltajes de operación (vista aérea). Cada par de piezoeléctricos conforma un eje del actuador 74
27. Actuador tip/tilt y montura de aluminio. (a) El espejo tip/tilt que puede tener geometría circular (de radio R) o cuadrada (cuyos lados L están orientados de la manera mostrada con respecto a los ejes del actuador) se encuentra pegado a una montura circular de aluminio. El anillo 3 de la montura puede ser ajustado para sujetarse a la plataforma tip/tilt como una abrazadera. (b) Aunque la montura de aluminio es un solo cuerpo, para realizar el cálculo de la frecuencia de resonancia ésta es vista como la composición de 3 anillos, cada uno con un diámetro interno D_{int} y un diámetro externo D_{ext} , además de un disco sólido . 76
28. Desplazamiento lateral de la imagen de una fuente puntual (enfocada sobre un CCD) debido a variaciones de voltaje en el eje x del actuador que ocasionan inclinaciones de tip 78
29. Caracterización del actuador tip/tilt: (a) desplazamiento espacial sobre el CCD y (b) desplazamiento angular. La línea continua describe el comportamiento lineal obtenido al realizar un barrido de 0 a 100 V de corriente directa en el eje x y la línea punteada representa lo mismo pero para el eje y . El signo indica el sentido en el que se realiza el desplazamiento 80
30. Histéresis del actuador tip/tilt: (a) eje x y (b) eje y . Los círculos representan las mediciones tomadas en sentido ascendente y las cruces las de sentido descendente 81

31.	Diferencias (en valor absoluto) de las mediciones tomadas en sentido ascendente y descendente al realizar un barrido de voltajes de corriente directa que va desde 0 V hasta 100 V para el eje x (a) y el eje y (b) del actuador tip/tilt. La línea punteada representa el promedio de las fluctuaciones	82
32.	Diagrama a bloques del sistema de control en lazo cerrado para un canal	84
33.	Arreglo de un sistema sencillo de óptica adaptativa para la compensación de tip/tilt utilizando un CCD de alta velocidad como sensor de frente de onda y un CCD científico como cámara fotográfica	89
34.	Imagen al límite de difracción de una fuente puntual que simula de manera experimental una estrella objeto generada utilizando el arreglo mostrado en la figura 18. Esta puede ser distorsionada de manera similar a como lo hace la turbulencia atmosférica al desplegar pantallas de fase de Kolmogorov en el modulador espacial de luz. Se pueden observar pequeños spots debidos a la luz difractada tras aplicar una pantalla de corrimiento de fase mediante la cual se separa el componente especular de la imagen de interés según se explica en la sección IV.2.3	90
35.	Imágenes de larga exposición de una fuente puntual afectada por diferentes grados de turbulencia: a la izquierda se pueden observar las imágenes sin corrección de tip/tilt y a la derecha las imágenes corregidas a través del sistema de compensación. En todos los casos se usaron 200 eventos	91
36.	Perfiles de intensidad de las imágenes de larga exposición corregidas (a) y sin corrección (b) obtenidas de manera experimental para diferentes valores de seeing (promedio de 200 imágenes de corta exposición) . .	92
37.	Arreglo experimental utilizado para generar una estrella binaria. Este arreglo fue modificado con relación al mostrado en la figura 18 para generar dos haces de una misma fuente puntual, pero con una diferencia de camino óptico suficiente para superar la longitud de coherencia y evitar interferencia entre las imágenes formadas. La ligera desviación en la dirección de ambos haces permite formar la imagen de dos fuentes puntuales muy cercanas entre sí	96
38.	Estrella binaria. Arriba se ilustra la distribución de intensidad de las imágenes de larga exposición sin corrección, con corrección y al límite de difracción (ILD) de una fuente binaria. Abajo se observan sus correspondientes mapas de contorno. Las imágenes con y sin corrección fueron obtenidas tras promediar 500 eventos, mientras que la ILD ha sido adquirida mediante una sola exposición	97

39. Perfil de intensidad de la estrella binaria simulada en el laboratorio. A la izquierda se muestra el perfil de intensidad de la imagen sin corrección y a la derecha el perfil de intensidad de la imagen corregida. Se puede observar como gracias a la compensación de tip/tilt es posible resolver ambos objetos, a diferencia de la imagen sin corrección . . . 97
40. Fluctuaciones del centroide de la imagen de corta exposición corregida con respecto al centroide de referencia para cada evento de compensación. La línea continua indica el centroide de referencia en cada caso y la máxima desviación está representada con una estrella de cinco picos 99

Lista de tablas

I.	Geometría de los espejos para distintas variantes del telescopio de Cassegrain	16
II.	Diferentes configuraciones para el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM, dadas en función de la relación focal $f\#$. f es la longitud focal efectiva (mm), d es la distancia entre los espejos (mm), s la distancia entre el vértice del primario y la imagen (mm), Ep es la escala de placa ("/mm) y α es el límite de difracción ("). Datos proporcionados por el Instituto de Astronomía de la UNAM que opera el OAN de SPM . . .	16
III.	Parámetros de los diferentes espejos secundarios que son utilizados en el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM. D_f y D_o son los diámetros físico y óptico. El diámetro de obstrucción central D_c para al primario es de 500 mm. R es el radio de curvatura y K es la constante de conicidad. Todos los parámetros, a excepción de K (que es adimensional) están dados en unidades de milímetros. Datos proporcionados por el Instituto de Astronomía de la UNAM que opera el OAN de SPM . . .	17
IV.	Principales ventanas ópticas de transmisión atmosférica usadas en astronomía	26
V.	Parámetros estadísticos de la turbulencia en San Pedro Mártir	31
VI.	Valores de r_0 (dado en cm) en función del seeing y la banda de observación	32
VII.	Tiempos de coherencia para un seeing de 0.79"	32
VIII.	Datos técnicos del actuador tip/tilt modelo S-330 de Physik Instrumente (Obtenidos de la hoja de especificaciones del fabricante) . . .	75
IX.	Datos de las diferentes cargas que contribuyen al momento de inercia y la frecuencia de resonancia del actuador	77
X.	Parámetros estadísticos que representan las condiciones atmosféricas para varios casos de seeing cercanos a los 0.79" medidos en el sitio del OAN por el equipo TMT. Los valores de t_0 , θ_0 y r_0 fueron calculados mediante las ecuaciones (4), (5) y (6) respectivamente	87

XI. Mediciones del FWHM y de la intensidad pico (normalizada con respecto a la ILD) de las imágenes de larga exposición con corrección (C/C) y sin corrección (S/C) de tip/tilt obtenidas experimentalmente para una fuente puntual afectada por diferentes casos de turbulencia atmosférica	93
XII. Porcentaje de incremento en el ancho a media altura y porcentaje de decremento en la intensidad de las imágenes corregidas y sin corrección con respecto a la imagen al límite de difracción (ILD)	94
XIII. Porcentaje de mejora en el ancho a media altura (FWHM) y en la intensidad de las imágenes de larga exposición con corrección (C/C) con respecto la imagen sin corrección (S/C) de tip/tilt para los diferentes valores de seeing propuestos. Se presentan las mediciones normalizadas con respecto a la imagen sin corrección	94
XIV. Centroides de referencia medidos para cada caso de seeing y diferencias en valor absoluto con respecto al centroide de la imagen corregida . .	98
XV. Expresión matemática y gráfica de algunos de los primeros modos de Zernike	110

Capítulo I

INTRODUCCIÓN

Muchos de los campos de interés científico se apoyan en el uso de sistemas ópticos que permiten formar imágenes amplificadas del objeto de estudio para apreciar y medir a detalle características que serían imposibles de percibir a simple vista por el ojo humano. En la astronomía, por ejemplo, el uso del telescopio es fundamental para la observación de objetos tan lejanos cuyas distancias son estimadas en años luz.

Ya que una estrella puede ser modelada como una fuente puntual, su frente de onda puede ser considerado como una esfera con un radio de curvatura tan grande al llegar a la tierra que aquellas secciones que la interceptan son consideradas planas. Solo una cantidad limitada de este frente de onda logra ser colectada por la abertura de un telescopio, por lo tanto la imagen resultante está, al menos, limitada por difracción. Idealmente, en ausencia de una atmósfera turbulenta y dada la forma geométrica circular de la abertura de entrada de la mayoría de los telescopios, el patrón de difracción obtenido al observar una fuente puntual consiste en un spot central muy intenso rodeado por un conjunto de anillos concéntricos de luz, llamado patrón de Airy. Cerca del 80 % de la información óptica está concentrada en el disco central (también conocido como disco de Airy), su diámetro es proporcional a la relación entre la longitud de onda de la luz y el diámetro de la abertura (λ/D). El disco de Airy es el tamaño del punto de luz o spot más pequeño que puede ser logrado a través de un telescopio dado el límite impuesto por difracción. La potencia de resolución es la capacidad del telescopio de poder diferenciar entre dos estrellas muy cercanas. Para que esto ocurra, los patrones de Airy correspondientes a cada estrella deberán

estar suficientemente separados. De acuerdo al criterio de Rayleigh, las imágenes pueden ser resueltas siempre y cuando el centro de uno de los discos de Airy coincida con el primer mínimo del segundo disco. Dicho esto podemos deducir que existe una dependencia directa entre el tamaño de la abertura colectora y la resolución del telescopio.

En el mejor de los casos, la resolución óptica de una imagen astronómica obtenida al observar con un telescopio terrestre estaría dada por el límite de difracción. Sin embargo, en condiciones reales esto es prácticamente imposible ya que el comportamiento turbulento de la atmósfera afecta la manera en la que la luz se propaga a través de ella, distorsionando así la forma de la imagen resultante. Ello se debe a inconsistencias en el índice de refracción del aire que hacen que cada sección del frente de onda viaje con diferente velocidad, de modo que este deja de ser plano. Como consecuencia, la estrella vista a través de un telescopio aparece como un patrón de “speckle” (moteado de luz) cambiante que bailotea en el plano imagen, el cual puede ser considerado como estático para tiempos del orden de 10 a 50 ms (Schroeder, 1987).

El desfase del frente de onda tiene componentes de baja frecuencia que determinan su inclinación (“tip/tilt”), conocidas como distorsión de bajo orden, estas son responsables del cambio de posición de la imagen de la estrella. Las componentes de alta frecuencia, denominadas como distorsión de orden superior, determinan la forma del “speckle”. Una imagen de larga exposición tiene una forma ensanchada y borrosa de la estrella (disco de “seeing”), que corresponde al promedio temporal de una gran cantidad de patrones de “speckle”. Como consecuencia, el tamaño más pequeño de la imagen de una estrella que puede ser obtenido al utilizar un telescopio terrestre está dado por el disco de “seeing”, el cual resulta ser significativamente más ancho que el disco de Airy. Esto quiere decir que el límite resolutivo de un telescopio terrestre está determinado por las condiciones atmosféricas más que por los efectos difractivos propios de los dispositivos ópticos que lo componen.

La degradación en la resolución de una imagen astronómica causada por la turbulencia podría ser evitada si la observación se realizara en el espacio libre, fuera de la atmósfera. En la actualidad existen telescopios espaciales en órbita alrededor de la tierra que son capaces de obtener imágenes de excelente calidad al límite de difracción, como es el caso del telescopio Hubble. Sin embargo, los altos costos necesarios para operar y mantener un sistema de esta naturaleza han llevado a desarrollar soluciones alternas. Recientemente ha surgido una técnica de post-procesado llamada “lucky imaging”, que consiste en adquirir una secuencia muy rápida de imágenes de corta exposición y promediar aquellas cuya calidad puede ser considerada aceptable en base a algún criterio de selectividad. La desventaja es la gran cantidad de datos que deben ser desechados, además del tiempo de procesamiento requerido, por lo que este método resulta ineficiente para aplicaciones en tiempo real. Una solución más eficiente es la implementación de sistemas de óptica adaptativa, que son capaces de compensar en tiempo real los efectos de la turbulencia atmosférica, permitiendo obtener resultados muy cercanos al límite de difracción. Estos sistemas utilizan un sensor de frente de onda con el que es posible conocer la distorsión provocada por la turbulencia y, en base a esto, se controla la inclinación y/o la forma de un espejo para que adquiera la fase conjugada de la distorsión y la corrija. El sensado de las distorsiones de bajo y alto orden es tratado de forma independiente. En el primer caso se puede utilizar un CCD o un sensor de cuadratura para determinar el cambio de posición de la estrella en el plano imagen y así modificar la inclinación de un espejo plano mediante un controlador de gran resolución angular. Una vez corregida la inclinación del frente de onda se determina la distorsión de orden superior mediante un sensor de Shack-Hartmann y se compensa a través de un espejo deformable.

Es posible conocer el grado de turbulencia atmosférica de un sitio midiendo el ancho completo a media altura (FWHM, Full Width at Half Maximum) de la imagen de larga exposición. Este valor, usualmente llamado “seeing” astronómico, permite determinar la magnitud de la afectación de la turbulencia y es expresado en uni-

dades de segundos de arco. Un buen sitio tendrá noches en el año en las cuales el “seeing” llegue a ser igual o menor a un segundo de arco (Roy y Clarke, 1998). En la práctica se utiliza un instrumento de medición conocido como DIMM (Differential Image Motion Monitor), este es considerado como un dispositivo estándar por la comunidad científica astronómica. Se ha comprobado que tanto el error derivado por la instrumentación como por la técnica de reducción empleada por el DIMM resulta menor en comparación con otros métodos. Por lo tanto, ofrece una base común con la cual es posible comparar, desde el punto de vista astronómico, la calidad del cielo de diferentes sitios en el mundo. En el Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de San Pedro Mártir (SPM) se han realizado varias campañas de larga duración para medir el “seeing” desde 1968, según se describe en Shöck *et al.* (2009) y en Núnñez *et al.* (2007), obteniendo resultados muy similares ($\approx 0.6''$).

Actualmente existe un grupo de científicos, ingenieros y especialistas que trabajan en el proyecto denominado “Thirty Meters Telescope” (TMT). Este eventualmente llegará a ser el telescopio más potente y avanzado en la tierra. Permitirá a los astrónomos estudiar objetos tanto de nuestro sistema solar como galaxias vecinas e incluso aquellas que se encuentran tan alejadas como la frontera misma del universo observable. Como parte conceptual y preliminar en el proceso de diseño, el equipo del TMT seleccionó algunos sitios del planeta que por sus características son capaces de producir datos astronómicos de excelente calidad, maximizando así la productividad científica. Los cinco candidatos potenciales considerados inicialmente son Cerro Tolar, Cerro Armazones y Cerro Tolonchar, en Chile, San Pedro Mártir, en México y Mauna Kea, en Hawaii. A lo largo de una campaña de cinco años de duración el equipo TMT se dedicó a estudiar y medir las propiedades atmosféricas en estos sitios, encontrando condiciones más aptas para la colocación del Telescopio de Treinta Metros en Mauna Kea, Hawaii. Sin embargo, con base en los resultados del estudio llevado a cabo por el equipo TMT, la sierra de San Pedro Mártir se ha colocado como el segundo lugar en el hemisferio norte con las mejores condiciones atmosféricas para realizar investigación

astronómica (Shöck *et al.*, 2009). Esta es la razón por la cual la comunidad científica mexicana, particularmente el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México, ha manifestado un fuerte interés por explotar las cualidades del sitio. Para ello se pretende realizar mejoras tanto en infraestructura como equipo óptico instalado en el OAN de SPM. También se pretende implementar un sistema de óptica adaptativa que compense la inclinación sufrida por el frente de onda de los objetos astronómicos (“tip/tilt”) al pasar a través de la atmósfera turbulenta.

En este contexto, como objetivo general para la realización de esta tesis se busca diseñar, construir y realizar pruebas con un sistema corrector de inclinación del frente de onda (“tip/tilt”) para el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM.

Las metas específicas asociadas al proyecto que fueron alcanzadas en este trabajo incluirían:

1. Estudiar y comprender los efectos que la turbulencia atmosférica tiene sobre las imágenes adquiridas en un telescopio terrestre.
2. Estudiar los datos que se tienen sobre la calidad astronómica del cielo (“seeing”) en el sitio del OAN de SPM y determinar el rango de operación para el sistema corrector de “tip/tilt”.
3. Seleccionar el detector de posición (CCD, detector de cuatro cuadrantes, etc.) adecuado para realizar el seguimiento de la inclinación del frente de onda.
4. Cerrar el lazo de control y realizar pruebas en condiciones controladas.

Dados los tiempos administrativos del observatorio y las complicaciones en la adquisición de los componentes ópticos y de detección, no se logró probar el sistema en el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM.

Esta tesis está organizada de la siguiente manera: en el capítulo II se presenta un listado general de algunos de los parámetros más importantes relacionados con

la óptica de los telescopios reflectores y sus diferentes configuraciones. Esto con el propósito de comprender el funcionamiento de los telescopios utilizados en el OAN de SPM, en especial el de 2.1 m, del cual se muestran algunos datos relevantes. En el capítulo III se explican las características de la atmósfera terrestre como medio de propagación y se introduce un modelo matemático que describe la manera en la que el frente de onda óptico colectado a través de los telescopios terrestres es distorsionado a causa de la turbulencia. También se muestran algunos datos de la turbulencia en el sitio del OAN de SPM obtenidos tras varias campañas de medición estadística del “seeing”. Posteriormente, en el capítulo IV se aborda el método empleado para simular la turbulencia atmosférica, tanto de manera numérica como experimental. Este procedimiento permite distorsionar, bajo condiciones controladas, un frente de onda plano de forma similar a como ocurriría en condiciones reales. En el capítulo V se exponen las consideraciones de diseño del sistema de óptica adaptativa que será utilizado para compensar la inclinación del frente de onda. Además, se describen las pruebas realizadas en el laboratorio y se presentan los resultados obtenidos al comparar las imágenes de larga exposición con y sin corrección para observar el grado de mejora en la calidad de la imagen. Por último, en el capítulo VI se dan las conclusiones generales de la tesis y algunas recomendaciones acerca del funcionamiento del sistema de compensación y del posible trabajo futuro.

Capítulo II

LA ÓPTICA DEL TELESCOPIO

La astronomía es posible gracias a la existencia del telescopio, que es utilizado como instrumento de observación. El proceso mediante el cual este es capaz de formar la imagen ampliada de un objeto lejano puede ser explicado por la óptica geométrica. La comprensión de su funcionamiento permite crear variaciones de diseño que se ajusten a las necesidades de observación en función de las características del objeto y otros factores, como puede ser la turbulencia atmosférica. En ese sentido, muchos de los telescopios instalados en importantes observatorios astronómicos tienen la capacidad de observar en un determinado rango de longitudes de onda e incluso cuentan con sistemas llamados de óptica adaptativa para compensar los efectos de la turbulencia. En este capítulo se introducen de manera general algunas consideraciones importantes que describen las características ópticas de los telescopios terrestres.

II.1. Descripción del telescopio

El telescopio es un instrumento capaz de recolectar la luz irradiada por un objeto lejano sobre una gran área y formar una imagen con suficiente resolución angular, para permitir obtener información de su detalle espacial. La parte principal de un telescopio es la abertura colectora; esta se encarga de reunir la mayor cantidad de luz para obtener la imagen primaria. Cualquier fuente de radiación da lugar a frentes de onda, los cuales, al momento de llegar al telescopio, son alterados por la interposición de la abertura y el sistema óptico, lo que induce un cambio diferencial de fase y permite enfocarlos para generar la imagen.

Todo sistema óptico de formación de imágenes tiene una abertura limitadora, que determina la cantidad de luz que llega hasta la imagen y está asociada con la brillantez de la imagen resultante. Estos sistemas están formados por componentes ópticos de tamaño finito, por lo que existe un ángulo de aceptación más allá del cual la luz no puede propagarse a través de ellos. Dicho ángulo es comúnmente determinado por el borde de una lente, un espejo o, en su defecto, un diafragma que hace la función de abertura limitadora. La mayoría de los telescopios están limitados por el tamaño del espejo primario (Schroeder, 1987). La imagen de la abertura limitadora, proyectada hacia la entrada del sistema óptico es conocida como la pupila de entrada. Generalmente, los telescopios de tipo Cassegrain y Gregoriano, así como los de foco primario (formados por un solo espejo) y los telescopios refractores, no cuentan con ningún componente óptico que se interponga antes de la abertura limitadora, que en este caso coincide con la abertura de entrada. La pupila de salida es la imagen de la abertura limitadora proyectada hacia la salida del sistema óptico.

El diafragma de campo es referido como el tamaño angular del campo objeto que se puede observar con un telescopio. Es decir, la parte de la esfera celeste a la cual corresponde la imagen formada. Es importante mencionar que la mayoría de los telescopios de uso doméstico están diseñados para observar en el visible, sin embargo para estudios astronómicos serios, estos deben de ser capaces de trabajar también en el infrarrojo, ya que los objetos celestes emiten fuertemente en este rango de longitudes de onda.

A continuación se describen algunos de los parámetros de interés más importantes de los telescopios:

Abertura colectora (diámetro D)- Se encarga de reunir la mayor cantidad de energía de luz que permita reproducir la imagen primaria. Entre más grande sea el tamaño de la abertura, mayor será la cantidad de luz captada por el telescopio y por lo tanto será también mayor su capacidad para reproducir objetos tenues. La

cantidad de energía luminosa colectada es proporcional a D^2 , por lo que, podemos decir que duplicar el diámetro de un telescopio permitiría cuadruplicar su capacidad de recolección de luz. Es por ello que comúnmente el tamaño de un telescopio suele ser expresado en términos del tamaño de su abertura D .

Longitud focal (F)- El punto donde los rayos convergen para formar la imagen es conocido como foco. El plano que atraviesa este punto con un determinado ángulo es llamado plano focal y su ubicación depende de la posición del espejo secundario (Schroeder, 1987). La longitud focal efectiva de un telescopio es la distancia entre la pupila de salida y el plano focal. Este parámetro gobierna la relación entre el tamaño de la imagen y el campo angular representado por ella. Un telescopio de gran longitud focal permite examinar imágenes de mayor tamaño o con una separación muy pequeña, de tal manera que es posible realizar una observación detallada.

Relación focal ($f\# = F/D$)- Es una medida inversa de la velocidad con la que la energía se deposita sobre un elemento en el plano imagen (Bradt, 2004). La cantidad de energía colectada es directamente proporcional al diámetro D , por lo tanto, mientras más grande sea el tamaño del colector y menor sea la longitud focal F , mayor será la brillantez de la imagen, puesto que la captación de luz también se incrementará. Para este caso la relación focal $f\#$ tiende a ser pequeña, mientras que aumenta la rapidez del sistema óptico. De esta manera se pueden determinar los tiempos de exposición requeridos para la adquisición de imágenes y precisar la habilidad de un telescopio para actuar como una cámara astronómica. Un telescopio de 2 m con longitud focal efectiva de 60 m, por ejemplo, tiene una relación focal igual a 30 y se expresa como $f/30$. La energía por unidad de área de un objeto extendido en el plano focal es proporcional a $(f\#)^2$, por lo tanto la imagen para un sistema $f/15$ será cuatro veces más brillante que para un sistema $f/30$, y el tiempo de exposición requerido será menor.

Amplificación o magnificación ($m = -s'_2/s_2$)- Comúnmente, la amplificación de un telescopio depende del tamaño de la abertura y de la configuración del sistema

óptico empleado. De acuerdo con la óptica geométrica, este parámetro puede ser obtenido mediante la relación $m = -s'_2/s_2$; donde s_2 es la distancia desde el objeto intermedio (localizado en el foco del espejo primario) hasta el vértice del espejo secundario y s'_2 se refiere a la separación entre la imagen del objeto intermedio y del mismo espejo (Schroeder, 1987). A escalas de un segundo de arco, los efectos atmosféricos (turbulencia principalmente) degradan de manera significativa la calidad de las imágenes. Esto se vuelve notorio para el ojo humano (que no es capaz de resolver tamaños angulares menores a 1 minuto) cuando la amplificación del telescopio es mayor a 60 veces, lo que permitiría apreciar detalles de hasta 1". Por esta razón, el factor de amplificación para un telescopio común puede ser de unas 60 a 100 veces, ya que por encima de este límite las imágenes tienden verse borrosas (Gutiérrez y Luna, 2004). Además, existe una relación inversa entre la amplificación y el diafragma de campo, ya que si se requiere un campo de visión más grande (por ejemplo, para observar un cúmulo de estrellas o una nebulosa), el aumento debe ser menor.

Escala de placa ($E_p = 206265''/F(mm)$)- Es la correspondencia entre el ángulo y su representación lineal en el plano focal. Determina la distancia angular del cielo que corresponde a una unidad espacial en el plano focal de un telescopio. Suele expresarse en unidades de segundos de arco por milímetro.

Límite de difracción ($\alpha_A = 1.22\lambda/D$)- Debido a su tamaño limitado, el colector sólo utiliza una porción del frente de onda, por lo tanto se pierde parte de la información óptica del objeto. Esto resulta en una imagen que no corresponde de manera exacta a la que se esperaría a partir de un objeto puntual y en su lugar se obtiene un patrón de difracción. Para una abertura circular este patrón tiene la forma de un disco intenso rodeado por un sistema concéntrico de anillos alternados de luz y oscuridad que se van atenuando conforme crece su diámetro, conocido como patrón de Airy. Su perfil de intensidad se puede observar en la figura 1. En esta distribución el 84 % de la energía está concentrada en el disco central, comúnmente referido como el disco de Airy. Teóricamente, un telescopio no es capaz de enfocar en un punto de

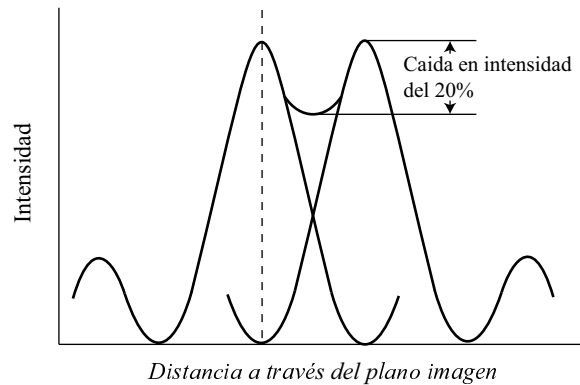


FIGURA 1.- Perfil de intensidad del patrón de difracción formado por dos fuentes puntuales separadas por un ángulo dado según el criterio de Rayleigh. El máximo de uno de los patrones coincide con el mínimo del otro.

menor tamaño angular al disco de Airy, dado por $\alpha_A = 1.22\lambda/D$; esto es lo que se conoce como límite de difracción.

Resolución— Es el límite teórico por debajo del cual un telescopio, incluso ideal, no es capaz de diferenciar entre dos objetos muy cercanos. Cuando dos objetos puntuales están muy juntos, se obtiene una imagen que corresponde a la superposición de dos patrones de Airy. Para poder ser resueltos, estos deberán de estar suficientemente separados. De acuerdo al criterio de resolución de Raleigh, el máximo de uno de los discos de Airy debe coincidir con el primer mínimo del segundo disco (ver figura 1).

Conforme el diámetro del telescopio se incrementa se reduce el límite de difracción y el tamaño angular del disco de Airy. Como consecuencia, la distancia mínima a la cual estos dos patrones pueden encontrarse, según el criterio de Rayleigh, se hace más pequeña y el telescopio es capaz de resolver dos puntos más cercanos.

II.2. Telescopio reflector

La primera forma de telescopio fue realizada con arreglos de lentes simples, limitados por sus características inherentes refractivas. Al utilizar este tipo de telescopios para observar fuentes que emiten un cierto rango de longitudes de onda, se observa que la imagen exhibe tintes de color, particularmente en sus bordes. Este efecto,

conocido como aberración cromática, se debe a la formación de muchas imágenes del mismo objeto en diferentes posiciones sobre el eje óptico, una por cada longitud de onda. Newton propuso utilizar espejos para construir telescopios reflectores libres de aberración cromática, pues al no ser afectados por efectos de difracción, todas las longitudes de onda son reflejadas y enfocadas de la misma manera. No obstante, estos sistemas pueden presentar cualquier otro tipo de distorsión, ya sean coma, astigmatismo, curvatura de campo y/o distorsión de campo, etc. Las deformaciones en la imagen pueden ser compensadas ajustando la geometría de los espejos en función de la aberración que quiera ser corregida. Por ejemplo, para eliminar aberración esférica es posible utilizar un espejo parabólico de revolución. En caso de contar con fuerte astigmatismo, una solución puede ser colocar placas correctoras antes del espejo primario. Actualmente las investigaciones astronómicas en la mayoría de los observatorios son realizadas con telescopios reflectores (Roy y Clarke, 1998).

La configuración más sencilla de un telescopio reflector puede ser un solo espejo cóncavo direccionado hacia un objeto muy lejano (prácticamente en el infinito). Este puede formar una imagen primaria en un plano normal al eje óptico que pasa por el foco, llamado también foco primario (ver figura 2(a)). El observador debe colocarse comúnmente dentro de una “jaula”, para manejar los instrumentos astronómicos justo en el foco primario. Esto causa que una gran parte del área colectada sea obstruida y parte de la luz no pueda ser captada por el telescopio. Para evitarlo se suele producir la imagen mediante un espejo secundario colocado a lo largo del eje óptico, antes del foco primario. Esto reduce el área de obstrucción central, sin embargo continúa perdiéndose una pequeña sección dentro del área colectora. La figura 2 muestra algunas configuraciones de telescopios formados por arreglos de dos o mas espejos combinados.

En la configuración de Newton (figura 2(b)), la luz proveniente del espejo primario puede ser interceptada por un segundo espejo plano colocado a 45° respecto al eje óptico, para desviar el haz 90° , de manera que el foco de Newton es traído fuera del

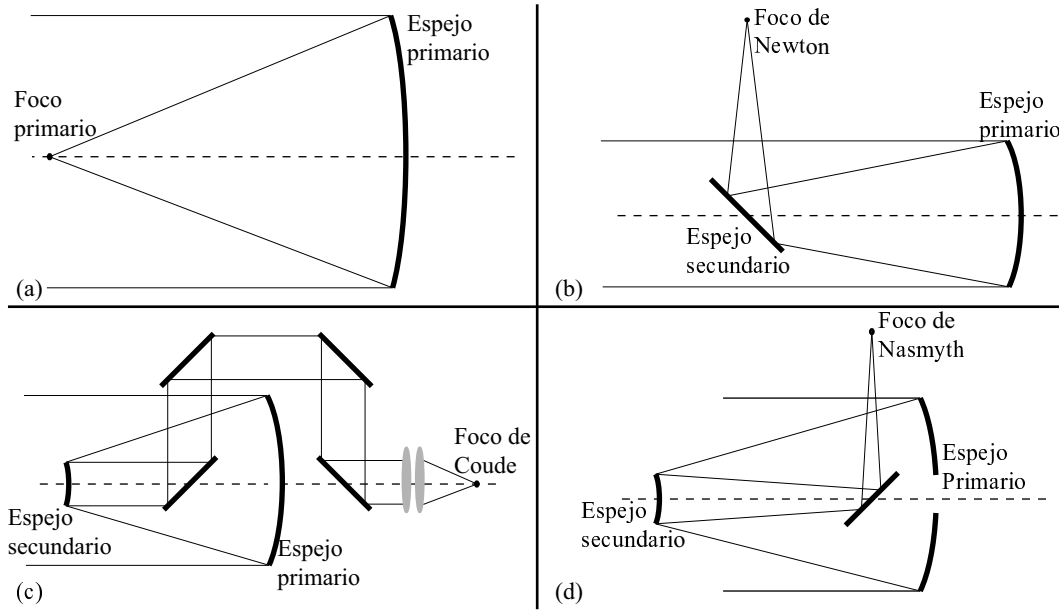


FIGURA 2.- Algunas configuraciones de telescopios formadas por espejos: (a) foco primario, (b) foco de Newton, (c) foco de Coudé y (d) foco de Nasmyth.

área colectora (Bradt, 2004). Según el diseño de Coudé (Chromey, 2010), la luz se direcciona utilizando una serie de espejos a temperatura controlada para ser enfocada en un punto deseado (figura 2(c)). El foco de Cassegrain puede ser logrado de manera que el espejo secundario refleje la luz hacia un orificio en el centro del primario (ver figura 3).

Cada una de estas configuraciones puede ser útil de acuerdo con el propósito de la observación. Con el foco de Coudé (Gutiérrez y Luna, 2004) se pueden obtener imágenes de alta resolución; esto permite observar campos muy pequeños (< 1 minuto). Los focos de Nasmyth (figura 2(d)) y Cassegrain son comúnmente empleados para observar campos menores a un grado, mientras que la modalidad de foco primario es eficiente para el caso en el que el tamaño del objeto se extiende a más de un grado.

II.2.1. Telescopio Cassegrain

Este tipo de telescopio consta de un espejo primario con geometría parabólica y un espejo secundario hiperbólico convexo en eje (Chromey, 2010). En esta configuración

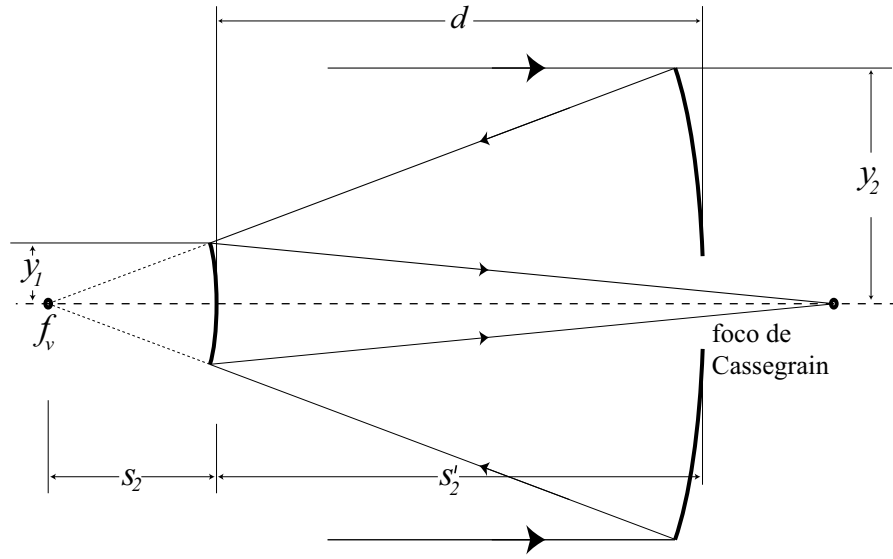


FIGURA 3.- Telescopio tipo Cassegrain.

(ver figura 3), el foco virtual del secundario coincide con el foco primario. Los rayos que convergen hacia el punto f_v son interceptados y redirigidos hacia el foco de la hipérbola, que usualmente se encuentra detrás del espejo primario. Un orificio circular en el centro del primario permite que los rayos puedan alcanzar el foco secundario.

Nótese en la figura 3 que los subíndices 1 y 2 hacen referencias a los espejos primario y secundario, respectivamente. El parámetro y indica la altura del rayo en el margen del espejo correspondiente, mientras que $D = 2 | y |$ corresponde a su diámetro y R es el radio de curvatura. Los parámetros s_2 y s'_2 son las distancias medidas desde el vértice del secundario hasta el objeto intermedio (localizado en el foco del primario) y hasta la imagen resultante respectivamente.

La longitud focal efectiva del telescopio puede ser alterada al ajustar tanto la separación entre los espejos como sus radios de curvatura, según la relación

$$\frac{1}{f} = P_1 + P_2 - dP_1P_2, \quad (1)$$

donde $P_1 = -2/R_1$ y $P_2 = 2/R_2$ son las potencias de los espejos primario y secundario respectivamente, mientras que d es la distancia entre ellos. La óptica del

telescopio puede ser modificada en función de las necesidades de observación y el tipo de instrumento utilizado para medir algún parámetro astronómico.

La longitud focal, la distancia entre el espejo primario y el secundario y la distancia desde el vértice del primario hasta el foco secundario se pueden describir a partir de tres parámetros, conocidos como normalizados, que se definen como (Chromey, 2010)

$$m = \frac{P_1}{P} = -\frac{s'_2}{s_2},$$

$$k = \frac{y_2}{y_1} = 1 - \frac{d}{f_1}, \quad (2)$$

y

$$\beta = \frac{Z_F}{f_1},$$

donde $Z_f = \beta f_1$. Por convención, para un telescopio de Cassegrain, β , m y k son positivos, ya que el foco está detrás del primario. Además, f_1 es también positivo, al igual que y_1 y y_2 , puesto que el primario es un espejo cóncavo.

Las constantes de conicidad de los espejos primario y secundario en un telescopio de Cassegrain corregido de aberración cromática están dadas por

$$K_{1C} = -1,$$

$$K_{2C} = -\left(\frac{m+1}{m-1}\right)^2. \quad (3)$$

Según la cónica de los espejos, se pueden obtener distintas variantes del telescopio de Cassegrain (Tabla I); una de las más empleadas es conocida como la configuración Ritchey-Chrétien. Esta configuración está corregida para aberración de coma y para aberración esférica. El astigmatismo y curvatura de campo son ampliamente reducidos a expensas de tener un diámetro mayor en el espejo secundario, lo que es usual en telescopios ordinarios. Por lo tanto, aunque la captación de luz no es tan grande, la calidad de la imagen se mejora de manera significativa.

TABLA I.- Geometría de los espejos para distintas variantes del telescopio de Cassegrain (Roth, 1994).

Telescopio	Espejo primario	Espejo secundario
Cassegrain	Parabólico	Hiperbólico
Ritchey-Chrétien	Hiperbólico	Hiperbólico
Dall-Kirkham	Elíptico	Esférico
Pressmann-Camichel	Esférico	Elipsoide

II.3. Telescopios de San Pedro Mártir

El Observatorio Astronómico Nacional (OAN) de San Pedro Mártir (SPM) actualmente cuenta con tres telescopios que pueden trabajar con luz visible e infrarroja ($0.35 \mu\text{m}$ a $25 \mu\text{m}$). Los diámetros de las aberturas colectoras (espejo primario) son de 0.84 m, 1.5 m y 2.1 m. Este último telescopio puede tener distintas configuraciones ya que maneja tres espejos secundarios intercambiables (ver Tabla II), con los cuales se puede ajustar, entre otras cosas, el intervalo de longitudes de onda a observar. En los tres casos se tiene una configuración del tipo Ritchey-Chrétien. La Tabla III muestra las medidas de los diámetros, tanto del espejo primario como de los tres secundarios, que conforman al telescopio de 2.1 m.

Una descripción más detallada a cerca de los telescopios, así como algunos instrumentos astronómicos con los que cuenta el OAN de SPM, se puede encontrar en Gutiérrez y Luna (2004).

TABLA II.- Diferentes configuraciones para el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM, dadas en función de la relación focal $f\#$. f es la longitud focal efectiva (mm), d es la distancia entre los espejos (mm), s la distancia entre el vértice del primario y la imagen (mm), E_p es la escala de placa ($''/\text{mm}$) y α es el límite de difracción ($''$). Datos proporcionados por el Instituto de Astronomía de la UNAM que opera el OAN de SPM.

Relación focal	f	$f\#$	d	S	E_p	α
$f/7.5$	15,824	7.5	3,452.2	1,037	13.0	0.06
$f/13.5$	28,816.8	13.67	3,974.6	1,074.3	7.16	0.06
$f/30$	63,460	29.11	4,365.6	1,605	3.25	0.06

TABLA III.- Parámetros de los diferentes espejos secundarios que son utilizados en el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM. D_f y D_o son los diámetros físico y óptico. El diámetro de obstrucción central D_c para al primario es de 500 mm. R es el radio de curvatura y K es la constante de conicidad. Todos los parámetros, a excepción de K (que es adimensional) están dados en unidades de milímetros. Datos proporcionados por el Instituto de Astronomía de la UNAM que opera el OAN de SPM.

Espejo	D_f	D_o	R	K
Primario	2,118	2,108	9,638	-1.07731
Secundario ($f/7.5$)	673	656	3,930	-4.281
Secundario ($f/13.5$)	406	381	2,028	-2.7219
Secundario ($f/30$)	195	194.5	981	-2.3947

II.3.1. Óptica activa

En la actualidad la mayoría de los observatorios cuenta con telescopios cuyo espejo primario es flexible y puede ser deformado al aplicársele una fuerza controlada. Esta acción permite ajustar la forma del espejo para corregir aberraciones estáticas presentes en el sistema óptico, al tiempo que se mueve el espejo secundario para encontrar su posición óptima. Este método de compensación es conocido como óptica activa y puede ser utilizada para eliminar distorsiones provocadas tanto por defectos en el proceso de pulido de los espejos, por efectos térmicos, por vibraciones lentas provocadas por el viento o incluso por la inclinación misma del telescopio (Gutiérrez y Luna, 2004).

Un sistema de óptica activa está compuesto por el espejo primario soportado mediante un mecanismo activo que actúa para ejercer las fuerzas de deformación, mientras que el espejo secundario es colocado a la distancia de diseño. También se requiere de un sensor de frente de onda para obtener información que permita determinar la fase de la aberración a compensar y una computadora capaz de calcular las señales necesarias para controlar el mecanismo activo en base a la información proporcionada por el sensor.

El telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, cuenta con un sistema de óptica activa (descrito con mayor detalle en Sa-

las *et al.* (1997), formado por un conjunto de 18 bolsas de aire, las cuales alteran el perfil del espejo mediante un mecanismo de control en lazo abierto. Con esto se ha logrado corregir el telescopio para la aberración de astigmatismo, mejorando significativamente la calidad de las imágenes.

II.3.2. Óptica adaptativa

La calidad de las imágenes astronómicas obtenidas mediante observaciones terrestres es afectada no solo por las características o restricciones propias de la óptica de los telescopios. De hecho, la mayor degradación es provocada por los efectos de la turbulencia atmosférica que distorsionan el frente de onda plano de los objetos celestes. Esto provoca que una imagen de corta exposición se observe como una mancha de tamaño mucho mayor a lo esperado (según el límite de difracción del telescopio). Por lo tanto, la distancia mínima a la que deben encontrarse dos fuentes puntuales observadas a través de la atmósfera, para poder ser resueltas según el criterio de Rayleigh, debe de ser mayor, lo que reduce el poder resolutivo del telescopio. Una forma de compensar los efectos de la turbulencia atmosférica es utilizando la técnica conocida como óptica adaptativa. El método consiste en modificar constantemente la óptica del sistema formador de imágenes mediante un método activo que contrarresta las irregularidades atmosféricas. Esto se hace al momento en que se llevan a cabo las observaciones, es decir, en tiempo real. Como resultado se pueden obtener imágenes con una calidad similar a la que se tendría si el telescopio fuera afectado sólo por difracción. En la figura 4 se muestra un sistema de óptica adaptativa completo, los principales componentes que lo conforman son:

1. Elemento corrector: Como se mencionó en el capítulo anterior, la distorsión de fase del frente de onda sufrida por la propagación de un haz de luz a través de la atmósfera tiene componentes de alta y baja frecuencia (distorsión de alto y bajo orden, respectivamente). El primero de ellos provoca que la imagen de una fuente puntual se observe como un patrón de “speckle” formado por la superposición de una

gran cantidad de imágenes limitadas por difracción en distintas posiciones del plano imagen. Por otro lado las componentes de baja frecuencia causan que ese patrón de speckle cambie de posición aleatoriamente y de manera continua, debido a la inclinación total del frente de onda (“tip/tilt”). En un sistema de óptica adaptativa existen dos etapas de corrección. En la primera se controla la inclinación con respecto al eje óptico de un espejo plano para corregir los efectos de tip y tilt. En la segunda, un espejo deformable se encarga de compensar las distorsiones de alta frecuencia y recuperar la forma de la imagen. Los componentes para uno y otro caso son:

a. Espejo plano - Este dispositivo puede moverse en dos dimensiones para posicionar el centroide de la imagen en un punto deseado del plano focal. Esto reduce el grado de desplazamiento requerido para cada uno de los actuadores que conforman el espejo deformable de la segunda etapa de corrección.

b. Espejo deformable - El más común está compuesto por una matriz de actuadores que modifican la forma de una superficie reflectora flexible. Si una región determinada del frente de onda se retrasa, la superficie del espejo se adelanta para contrarrestar las diferencias de camino óptico en relación con otras secciones del frente de onda.

2. Sensor de frente de onda- Las condiciones atmosféricas están sujetas a cambios aleatorios muy rápidos. En San Pedro Mártir se han realizado estudios (Shöck *et al.*, 2009) mediante los cuales se ha determinado que el estado instantáneo de la atmósfera varía aproximadamente cada 10 ms para longitudes de onda en el infrarrojo. Esto implica que el sensor debe ser capaz de muestrear el frente de onda con una frecuencia mínima de 100 Hz. Muchas de las veces el objeto estelar de interés es demasiado tenue como para ser detectado a esas velocidades, por lo que se requiere de una estrella de referencia muy brillante y cercana. Desafortunadamente, la distancia entre ambos objetos debe ser de apenas de unos cuantos segundos de arco, de manera que el sensor de frente de onda detecte la misma porción de la atmósfera para ambos. Esto comúnmente no ocurre así, por lo que se hace necesario generar

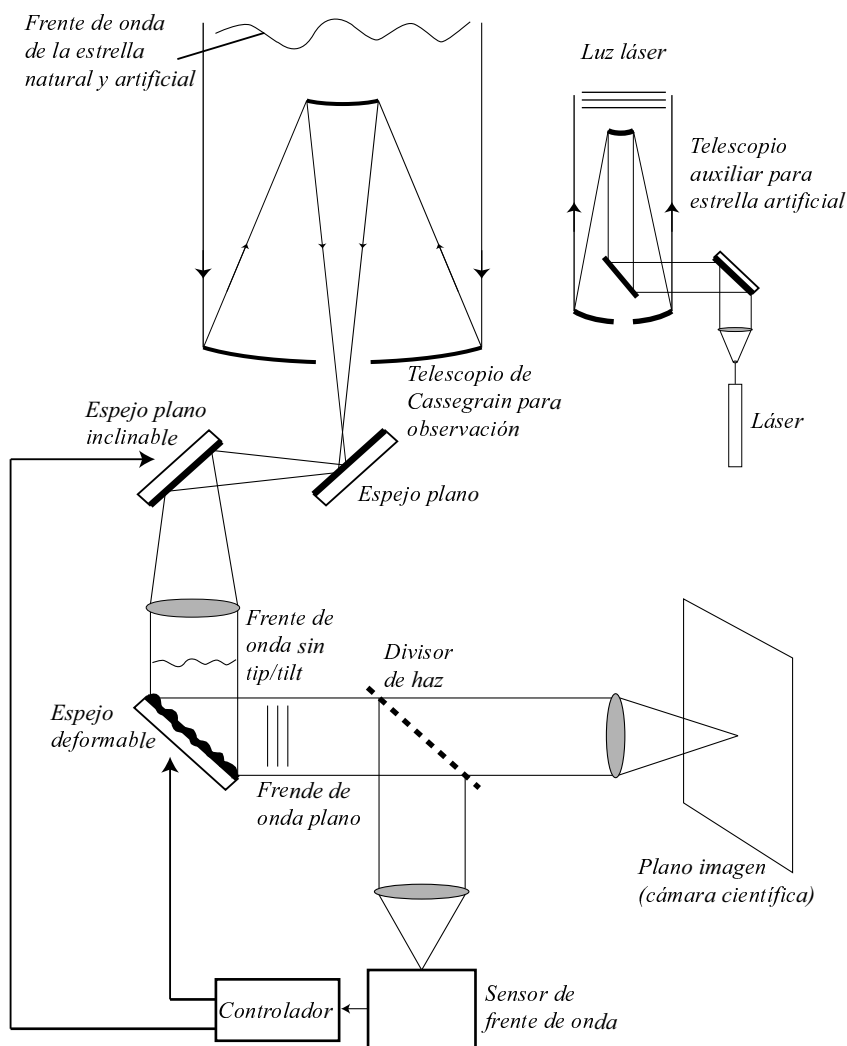


FIGURA 4.- Bosquejo de un sistema de óptica adaptativa completo.

una estrella artificial con un láser proyectado hacia el punto deseado en el cielo para iluminar una delgada capa de gas de sodio en la región más alta de la atmósfera. La longitud de onda del láser coincide con la línea espectral del sodio y por lo tanto los átomos pueden ser excitados e irradiar luz que en su camino hacia la tierra es afectada prácticamente por las mismas condiciones atmosféricas que vería el haz emitido por una estrella.

3. Controlador: Es generalmente un dispositivo programable que puede ser configurado para interpretar las señales generadas por el sensor del frente de onda

y, en base a esa información, determinar los voltajes requeridos para controlar la inclinación o la forma del espejo, dependiendo de si se requiere compensar distorsión de bajo o de alto orden.

La estrella artificial puede ser emitida con el mismo telescopio empleado para la observación o como en el caso de la figura 4, con un telescopio auxiliar independiente más pequeño. La luz, tanto del objeto observado como de la estrella de referencia, es colectada y enfocada por el telescopio, para posteriormente ser dirigida hacia un espejo plano donde se compensa la inclinación del frente de onda. Este refleja el haz hacia el espejo deformable que corrige las distorsiones de orden superior para recuperar la forma plana del frente de onda. Posteriormente un divisor de haz permite que una parte de la luz sea recibida por el CCD científico y otra parte por el sensor del frente de onda que alimenta a la unidad de control. Esta trabaja en lazo cerrado con los actuadores tanto del espejo deformable como del espejo plano.

Capítulo III

EL PROBLEMA DE LA TURBULENCIA ATMOSFÉRICA

Las observaciones astronómicas son afectadas por las características propias de la atmósfera terrestre. Por ejemplo, su alto grado de absorción la vuelve más opaca para algunas longitudes de onda que para otras, debido principalmente a la presencia de vapor de agua y dióxido de carbono. Existen también una gran cantidad de partículas suspendidas que causan efectos de esparcimiento. Además, la dinámica turbulenta del flujo atmosférico distorsiona fuertemente la calidad de las imágenes astronómicas, disminuyendo de manera significativa la resolución de los telescopios terrestres.

III.1. La atmósfera de la tierra

La atmósfera está estratificada en capas que tienen características muy particulares. Se puede decir que la luz emitida por un objeto astronómico atraviesa distintos medios mientras se propaga por la atmósfera hasta llegar a la superficie terrestre. La figura 5 presenta la transparencia atmosférica, en función de la altura sobre el nivel del mar, para distintos rangos de longitudes de onda dentro del espectro electromagnético. La gráfica muestra la altura a la cual la intensidad de radiación incidente se reduce a menos de la mitad de su valor inicial. Se puede observar que tanto la radiación ultravioleta como parte de los rayos X son incapaces de penetrar hasta el nivel en que se encuentran los observatorios astronómicos en tierra.

La capa más alta de la atmósfera, conocida como termósfera, abarca desde los 80 km hasta alrededor de 600 km. Obtiene su nombre dado que puede llegar a alcanzar temperaturas tan elevadas como 1,500 °C. Por debajo de la termósfera, a una altitud

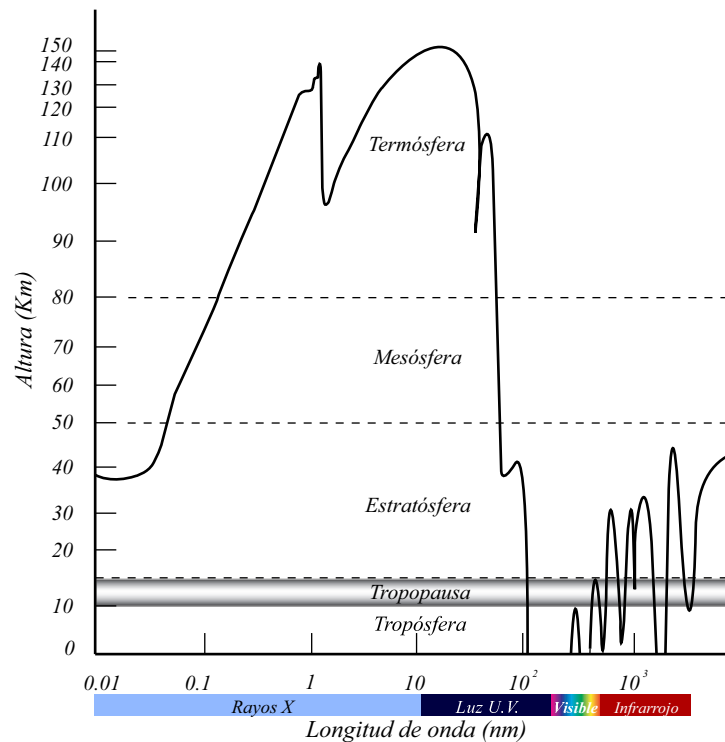


FIGURA 5.- Absorción atmosférica de la radiación electromagnética. La línea representa la altura a la cual la intensidad ha caído al 50 % de su valor original. Figura tomada de (Giménez y Castro, 1997).

de 50 km se extiende la mesósfera. Los efectos de ionización en esta capa la hacen fuertemente absorbente para una parte del rango de longitudes de onda correspondientes a la luz ultravioleta, los rayos X y los rayos *gamma*. La estratósfera, una capa que crece a partir de los 16 km, es también absorbente de la radiación ultravioleta a causa de la abundante presencia de moléculas de ozono.

La capa más baja de la atmósfera es llamada tropósfera; inicia desde la superficie de la tierra hasta una altitud aproximada de 16 km y contiene el 75 % de la masa atmosférica total. Aquí se desencadenan la mayoría de los efectos relacionados con las condiciones climáticas y, por lo tanto, es la región de la atmósfera donde se genera la mayor turbulencia. La temperatura es máxima justo en la superficie terrestre y descende con la altura a una razón aproximada de 6.5 °C/km. Todo el vapor de

agua, aerosoles, nubes y fenómenos meteorológicos se encuentran en la tropósfera. Esta capa recibe calor de forma desigual; la máxima insolación se da en el ecuador, por lo que ahí se genera aire ligero y ascendente, mientras que la mínima ocurre en los polos donde el aire frío es pesado y descendente. Esto ocasiona fuertes corrientes de viento que viajan alrededor del planeta; las de mayor velocidad se suelen encontrar en la subcapa conocida como tropopausa, localizada entre los 10 y 15 km de altitud, donde los cortes de viento provocan un pico máximo en la intensidad de la turbulencia (Núñez *et al.*, 2007). La más fuerte de estas corrientes, llamada *jet stream*, transporta sistemas de alta y baja presión a latitudes templadas, principalmente entre los 30°N y los 60°N y entre los 30°S y los 60°S.

III.1.1. Transmitancia óptica de la atmósfera

La atmósfera es fuertemente opaca para radiación de longitudes de onda por debajo de $0.3 \mu\text{m}$ y por arriba de $30 \mu\text{m}$. En casos excepcionales (escaso contenido de vapor de agua y dióxido de carbono en el aire), se pueden detectar algunas bandas de transmisión cerca de los $40 \mu\text{m}$. El vapor de agua es particularmente absorbente para las longitudes de onda grandes, pero disminuye considerablemente con la altura. Esta es una de las razones por la cual los observatorios astronómicos son convenientemente ubicados en lugares secos y muy altos (el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM está colocado a 2,820 m sobre el nivel del mar). La figura 6 muestra la eficiencia de transmisión de la atmósfera para un rango de longitudes de onda comprendido desde los rayos gama hasta el infrarrojo.

Los mínimos de transmitancia son debidos en su mayor parte a la gran cantidad de vapor de agua y dióxido de carbono. Los efectos involucrados con la atenuación de los distintos rangos de longitudes de onda se describen a continuación.

Rayos gama ($\lambda < 0.01 \text{ nm}$)- La atmósfera es opaca a la mayor parte del espectro correspondiente a los rayos gamma debido a efectos de ionización atmosférica.

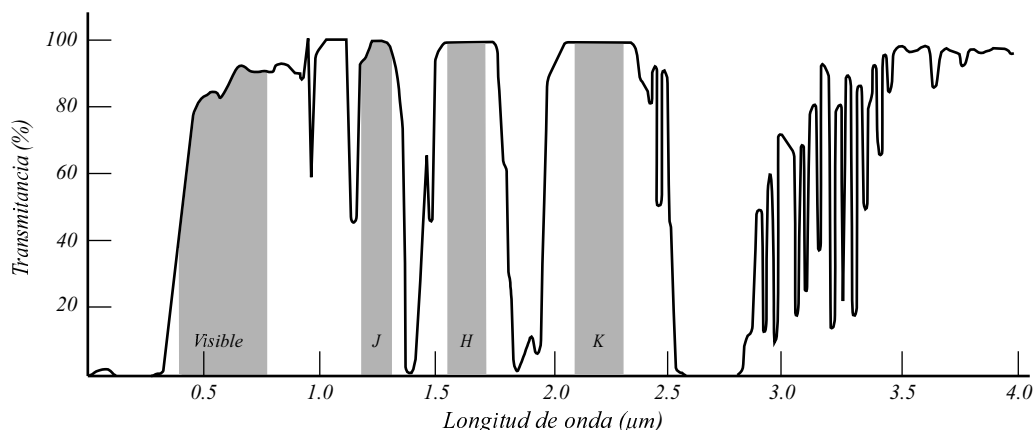


FIGURA 6.- Transmitancia atmosférica para el rango de longitudes de onda ópticas comprendido desde los rayos gama hasta el infrarrojo. Se tienen ventanas de transmisión eficiente centradas en 1,200 nm (banda J), 1,600 nm (banda H) y 2,200 nm (banda K). Figura tomada de Glass (1999).

Rayos X (0.01-15 nm)- El nitrógeno y oxígeno presentes en la atmósfera absorben los rayos X mediante un efecto fotoeléctrico. A una altura aproximada de 120 km sobre la superficie terrestre (Giménez y Castro, 1997), la atmósfera es lo suficientemente débil como para que la radiación X pueda ser medida sin problemas. En alturas inferiores a los 40 km se pueden detectar solo rayos X muy energéticos, que son los más penetrantes.

Luz ultravioleta (0.015-0.4 μm)- La astronomía terrestre en luz ultravioleta no puede ser realizada debido a la opacidad que la capa de ozono y el vapor de agua provocan en la atmósfera. Esta rama de la astronomía se realiza en cohetes, globos o satélites en órbita.

Luz visible (0.4-0.75 μm))- La radiación en la banda visible pasa a través de la atmósfera relativamente sin obstáculos.

Infrarrojo cercano (0.75-5 μm)- En el rango del espectro correspondiente al infrarrojo existen intervalos para los cuales se tiene una muy buena eficiencia de transmisión atmosférica. Desafortunadamente también hay regiones que presentan una

máxima absorción, sobre todo por la gran cantidad de vapor de agua, dióxido de carbono y ozono. Convenientemente, la mayor parte de la luz irradiada por los objetos astronómicos es infrarroja (Gutiérrez y Luna, 2004). Por esta razón, las observaciones astronómicas terrestres se realizan sólo en unas cuantas bandas angostas de longitudes de onda (ver figura 6). Para longitudes onda mayores a los $2.5 \mu\text{m}$, la radiación térmica del cielo llega a ser más brillante que la intensidad de la mayoría de los tenues objetos astronómicos (por un factor de tres a cuatro órdenes de magnitud). Las observaciones terrestres en el infrarrojo pueden realizarse óptimamente en las longitudes de onda que son capaces de atravesar la atmósfera sin ser absorbidas y en las que ésta emite más débilmente. La Tabla IV muestra las principales ventanas de transparencia atmosférica de interés astronómico.

III.2. Turbulencia atmosférica

La turbulencia atmosférica impone un límite fundamental en la resolución angular de los sistemas ópticos empleados para realizar observaciones astronómicas. Su afectación está dada en virtud de que la luz emitida por los objetos celestes debe propagarse a través de un medio cuyo índice de refracción está distribuido de manera inhomogénea.

TABLA IV.- Principales ventanas ópticas de transmisión atmosférica usadas en astronomía (Gutiérrez y Luna, 2004).

Banda	λ central (nm)	Transparencia atmosférica	Emisividad atmosférica
Visible	500	Regular	Baja
J	1,200	Alta	Baja por la noche
H	1,600	Alta	Muy baja
K	2,200	Alta	Muy baja

Celdas de coherencia

En la atmósfera existen masas de aire que forman regiones con índice de refracción uniforme (cuasi homogéneas). Éstas son conocidas como celdas de coherencia y están distribuidas aleatoriamente. Fried (Hardy, 1998) determinó que la fase de las secciones del frente de onda que viajan a través de una misma celda de coherencia sufre una distorsión media cuadrática de 1 rad^2 para una longitud de onda de $0.5 \mu\text{m}$. Los rayos que atraviesan esta región de la atmósfera permanecen en fase y paralelos entre sí. La causa por la cual el frente de onda de la luz que alcanza la superficie de la tierra no es plano es que el índice de refracción que hay entre una celda de coherencia y otra varía ligeramente con fluctuaciones del orden de 10^{-6} (Chromey, 2010). El efecto acumulativo de las fluctuaciones provoca inhomogeneidades en el perfil de índice de refracción de la atmósfera. Por esta razón, el frente de onda asociado con la progresión de la radiación a través de ella experimenta retardos aleatorios de fase. Como consecuencia, un rayo de luz que atraviesa la atmósfera puede sufrir desviaciones, fluctuaciones de intensidad (centelleo o titilación) y/o dispersión (ensanchamiento).

La turbulencia mueve las masas de aire a una gran velocidad, por lo tanto, el patrón de *speckle* obtenido al observar una estrella a través de la atmósfera tiene una existencia momentánea (Chromey, 2010). Esto quiere decir que las celdas de coherencia no son estáticas, sino que se encuentran en constante movimiento (ver figura 7).

Cada celda se mueve con una velocidad de viento media $\langle V \rangle$ durante un cierto tiempo de tránsito, comúnmente llamado tiempo de coherencia t_0 , como lo expresa la ecuación (4)

$$t_0 \cong 0.31 \frac{r_0}{\langle V \rangle}. \quad (4)$$

En este caso r_0 es el diámetro de la celda de coherencia conocido, como el parámetro de Fried. Este es un valor estadístico que varía en periodos considerablemente cortos

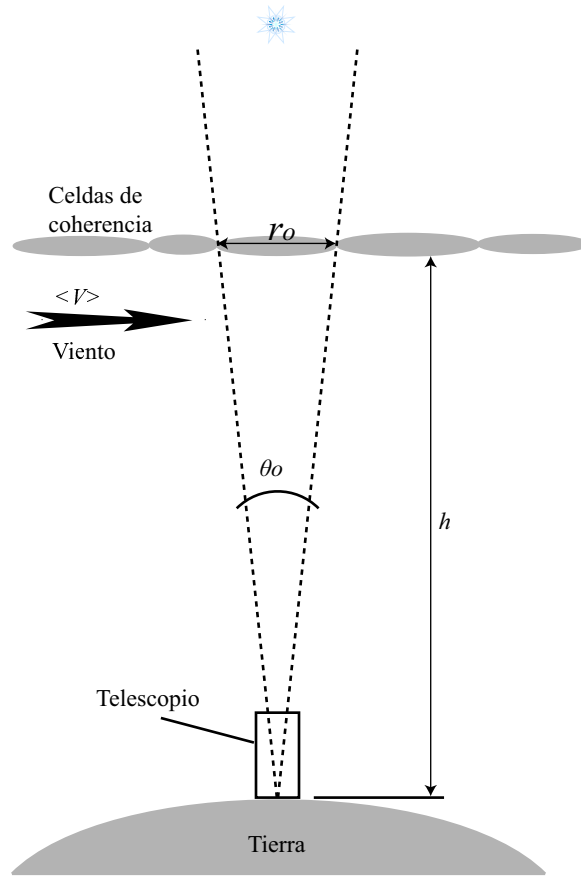


FIGURA 7.- Celdas de coherencia atmosférica.

de tiempo y da una medida estándar de la magnitud de la turbulencia.

El ángulo sobre la esfera celeste (figura 7) que abarca toda una región de coherencia a una altura determinada sobre la superficie de la tierra se denomina como el ángulo isoplanático θ_0 . Se le relaciona con el parámetro de Fried y la altura promedio $\langle h \rangle$ según la expresión

$$\theta_0 \cong 0.31 \frac{r_0}{\langle h \rangle}. \quad (5)$$

Para una onda plana sin distorsión, r_0 es infinito, mientras que en lugares de observación con pobres condiciones atmosféricas puede tomar valores de unos 5 cm. En los mejores sitios puede alcanzar de 10 a 30 cm (Roy y Clarke, 1998).

III.2.1. “Seeing”

Cuando el frente de onda distorsionado alcanza la abertura de entrada del telescopio, cada sección se propaga con una dirección ligeramente distinta, debido a su inclinación. En otras palabras, el frente de onda distorsionado puede ser visto como muchos frentes de onda planos. Cada uno de ellos tiene diferente grado de inclinación y produce un disco de Airy de radio $\alpha_A \cong \lambda/D$ (figura 8) en el punto del plano imagen que se interpone con la trayectoria de propagación del haz (la cual es normal al frente de onda). Como resultado, se tiene la formación simultánea de una gran cantidad de imágenes limitadas por difracción en diferentes posiciones del plano imagen.

La combinación de todos estos patrones de Airy puede ser vista como un patrón de “speckle”, que en exposiciones de larga duración produce una mancha conocida como disco de seeing y cuyo radio completo está dado por $\alpha_s \cong \lambda/r_0$ (figura 8). El seeing provoca que las imágenes astronómicas observadas desde la tierra a través de la atmósfera se vean borrosas, por lo que afecta significativamente la resolución de los telescopios terrestres. En astronomía, el seeing es usualmente definido como el ancho a media altura (FWHM) de una imagen estelar de larga exposición tomada en el foco del telescopio y se expresa en unidades de segundos de arco. En un caso ideal, donde la calidad de la imagen es sólo degradada por la turbulencia atmosférica natural, el seeing está relacionado de manera inversa con el tamaño de las celdas de coherencia según (Núñez *et al.*, 2007)

$$\theta_s = 0.976 \frac{\lambda}{r_0}. \quad (6)$$

III.2.2. Caracterización de la turbulencia atmosférica en SPM

Durante una campaña de cinco años el equipo del proyecto TMT realizó de manera simultánea, entre otras, mediciones del seeing atmosférico en diferentes partes

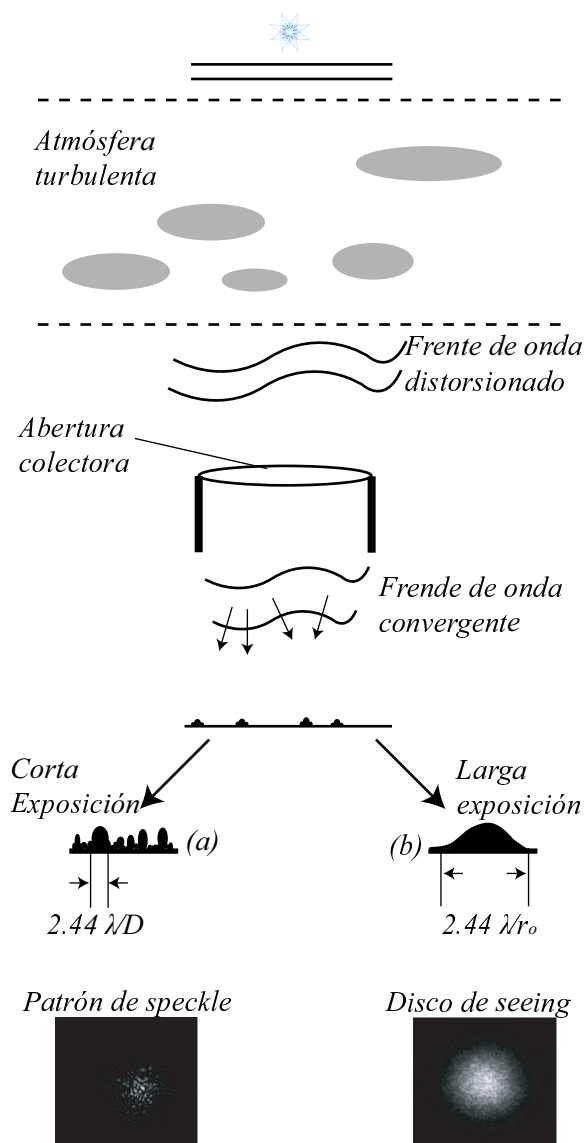


FIGURA 8.- Seeing astronómico. (a) Imagen de corta exposición obtenida a través de turbulencia atmosférica; el frente de onda distorsionado produce un conjunto de patrones de Airy que interfieren. (b) Imagen de larga exposición; el promedio de muchos patrones de Airy genera una mancha borrosa del objeto llamada disco de seeing.

del continente. El propósito fué determinar dentro de una lista de cinco candidatos potenciales el sitio mas adecuado para la colocación del telescopio de treinta metros, en base a sus características astronómicas de cielo. Los lugares prospectos considerados fueron el Cerro Tolar (CTLR), el Cerro Armazones (CA) y el Cerro Tolonchar (CTLN) en Chile, Mauna Kea (MK) en Hawaii y San Pedro Mártir (SPM) en México. La Tabla V muestra algunos de ls resultados obtenidos.

Estos sitios fueron seleccionados tras un estudio previo en el cual se evaluaron minuciosamente algunos aspectos como tener un flujo de aire laminar sin perturbaciones, bajo contenido de vapor de agua, estabilidad térmica, ausencia de jet stream, no ser frecuentemnete afectados por desastres naturales como ciclones, etc. Solo algunos sitios en el globo terráqueo son capaces de reunir estas características, que por lo general se pueden encontrar en regiones montañosas relativamente altas, aisladas y cercanas a océanos fríos. La relevancia de los resultados arrojados mediante este estudio radica en que coloca al OAN de SPM en perspectiva como uno de los sitios más importantes alrededor del mundo para la realización de investigación astronómica.

Tomando algunos datos de la Tabla V y utilizando las expresiones (4) y (6), es posible caracterizar el comportamiento de la turbulencia atmosférica en función del seeing astronómico, la longitud de onda y el parámetro de fried r_0 . Los resultados se muestran en la Tabla VI.

Se puede deducir que existe una relación inversa entre el incremento del seeing y el tamaño de las celdas de coherencia; conforme éstas se vuelven más pequeñas el

TABLA V.- Parámetros estadísticos de la turbulencia en San Pedro Mártir medidos por el equipo TMT durante una campaña de cinco años de duración (Shöck *et al.*, 2009).

Parámetro	Instrumento	SPM	MK	CTLR	CA	TLN
Elevación (m)		2830	4050	2290	3060	4480
Seeing (")	DIMM	0.79	0.75	0.63	0.64	0.64
θ_0	MASS	2.03	2.69	1.93	2.04	1.83
t_0 (ms)	M+D	4.2	5.1	5.2	4.6	5.6

TABLA VI.- Valores de r_0 en función del seeing y la banda de observación.

Seeing (")	Parámetro de Fried $r_0(cm)$			
	Visible (0.5 μm)	Banda J (1, 2 μm)	Banda H (1.6 μm)	Banda K (2.2 μm)
0.5	20.1	48.3	64.4	88.5
0.79	12.7	30.5	40.7	56
1	10	24.1	32.2	44.2
1.5	6.7	16.1	21.4	29.5

grado de distorsión del frente de onda colectado por el telescopio es mayor. Por otro lado, se puede concluir que el parámetro de Fried r_0 es directamente proporcional a la longitud de onda.

Según la Tabla V el seeing medido por el equipo TMT en el sitio del OAN de SPM es de 0.79". En este caso los tiempos de coherencia para cada banda de observación están dados como se muestra en la Tabla VII.

Estos resultados deben ser empleados como criterio de diseño para determinar la velocidad de corrección del sistema de óptica adaptativa para compensar la inclinación del frente de onda (tip/tilt).

III.2.3. Monitor de movimiento diferencial de imágenes

El tamaño y la forma del disco de seeing dan un indicativo de la calidad de un sitio de observación en función del grado de turbulencia atmosférica. Se considera que un buen sitio tiene noches en el año en las cuales el disco de seeing es de 1 segundo de arco (") o menor (Roy y Clarke, 1998). En este sentido, el OAN de SPM

TABLA VII.- Tiempos de coherencia para un seeing de 0.79" en función de las distintas bandas de observación astronómica

Banda	$t_0(ms)$
Visible	4.2
J	10
H	13.3
K	18.7

es considerado como uno de los sitios con mejor calidad de cielo en el hemisferio norte (según se explica en Shöck *et al.* (2009)). Una gran cantidad de campañas para medir el seeing, desde 1968 (Núñez *et al.*, 2007) y hasta años tan recientes como 2009 (Shöck *et al.*, 2009), ha arrojado resultados muy similares ($0.6''$ - $0.79''$). Para llevar a cabo tales pruebas un instrumento muy empleado es el denominado monitor de movimiento diferencial de imagen (DIMM, por sus siglas en inglés). En comparación con otros dispositivos, el DIMM es una herramienta de medición muy precisa ya que el error derivado de la instrumentación es muy pequeño. Además, la técnica de reducción de datos requerida para su procesamiento es la más sencilla. Esta es una de las razones por la cual el DIMM es considerado como un instrumento estándar en la medición del seeing atmosférico. Gracias a ello es posible comparar de manera confiable la calidad astronómica del cielo en diferentes sitios del mundo. Este es el tipo de instrumento actualmente empleado en el OAN de SPM (Núñez *et al.*, 2007), (Vernin y Muñoz, 1995) y (Michel *et al.*, 2003).

El principio de funcionamiento del DIMM consiste en producir dos imágenes del mismo objeto en el plano imagen del telescopio, esto se logra colocando una mascara en la abertura de entrada del telescopio, esta mascara tiene dos subaberturas separados una distancia d (como se observa en la figura 9(a)) según se explica en (Vernin y Muñoz, 1995). En una de las subaberturas, un prisma desvía el haz de manera que se formen dos imágenes del mismo objeto en diferentes puntos del plano imagen. Dado que existe una muy ligera diferencia en el camino óptico recorrido por el haz que es colectado en cada abertura, la sección del frente de onda que le corresponde a cada una tendrá distinto grado de inclinación (tip/tilt). La distancia angular entre las imágenes formadas estará cambiando constantemente, pero ambas serán afectadas de la misma manera por las vibraciones mecánicas, sacudidas del viento, etc. De esta forma, es posible eliminar el error cuadrático introducido por otras contribuciones ajenas a los efectos de la turbulencia atmosférica natural al medir las diferencias angulares debidas al cambio de posición de las imágenes formadas a través de cada

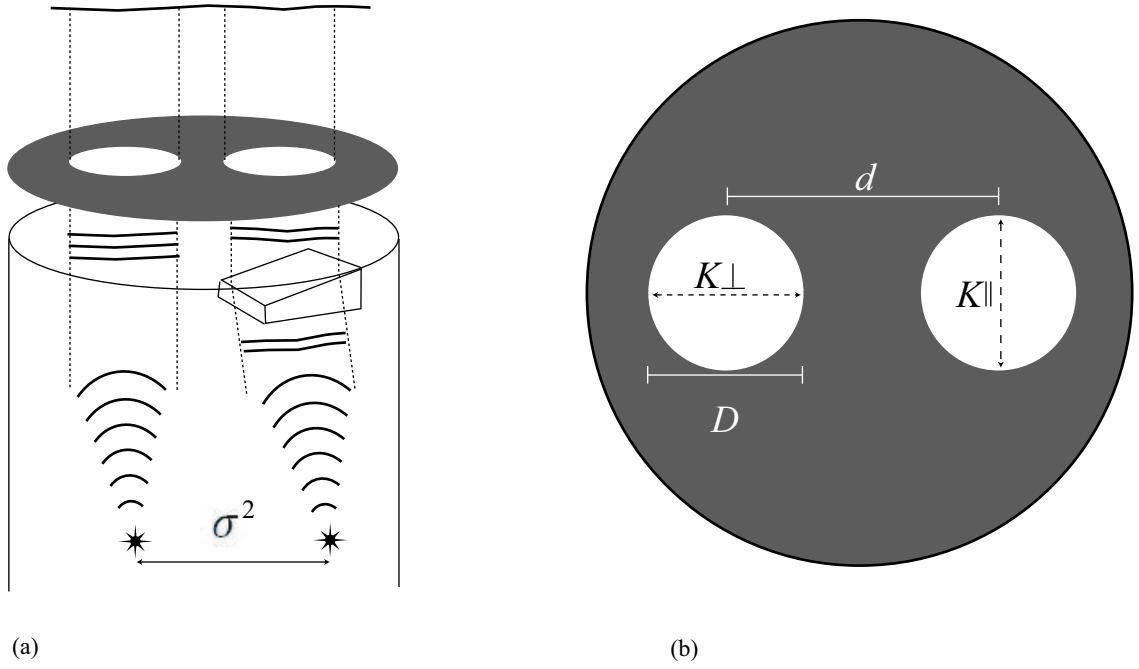


FIGURA 9.- Monitor diferencial de movimiento de imágenes DIMM. a) Bosquejo general del DIMM; se generan dos imágenes de un mismo objeto y se mide la varianza dada por la separación cambiante entre ellas. b) Subpupilas de entrada de diámetro D separadas una distancia d .

abertura.

El método de medición consiste en estimar el parámetro de Fried r_0 a partir de la varianza σ de la posición bidimensional de una imagen de corta exposición vista a través de una abertura simple de diámetro D . Para ello se usa la expresión (Núñez *et al.*, 2007)

$$\sigma^2 = K \lambda^2 r_0^{-5/3} D^{-1/3}, \quad (7)$$

donde K , es una constante relacionada con las aberturas de entrada del instrumento. El valor del seeing para una determinada longitud de onda se obtiene mediante la ecuación (6). La varianza obtenida depende de la suma cuadrática de dos términos; el primero se refiere a la turbulencia en sí y el segundo está relacionado con varios factores, entre ellos el mecanismo de guía del telescopio, las sacudidas del viento y

los efectos del domo. Además, también se debe considerar la distancia d entre las aberturas y el diámetro D de las mismas. Es importante tomar en cuenta la dirección en la cual se lleva a cabo la medición, ya sea paralela ($K \parallel$) o perpendicular ($K \perp$) a la línea de unión de las dos aberturas (como se observa en la figura 9(b)), ya que las componentes paralelas y perpendiculares de K pueden ser ligeramente distintas.

Las expresiones para el cálculo de estas componentes son

$$K \parallel = 0.364(1 - 0.532S^{-1/3} - 0.024S^{-7/3}), \quad (8)$$

y

$$K \perp = 0.364(1 - 0.798S^{-1/3} - 0.018S^{-7/3}), \quad (9)$$

donde S está dado por la relación d/D (Núñez *et al.*, 2007).

Las diferencias que se pueden obtener para los valores de $\sigma \parallel$ y $\sigma \perp$, producen resultados distintos de r_0 y consecuentemente de seeing. El criterio de aceptación de los datos está basado en la calidad de la imagen y el FWHM promedio es considerado válido sólo cuando la relación de Strehl es mayor que 0.5 en ambas imágenes estelares (Núñez *et al.*, 2007).

III.3. Modelo de Kolmogorov

Dada su gran complejidad, la atmósfera terrestre no puede ser descrita a partir de un razonamiento numérico o determinístico. Por tal motivo, el estudio de la turbulencia está basado en el análisis estadístico, que trata de predecir la manera en la que un haz de luz es alterado al propagarse a través de ella. Kolmogorov (Roggemann y Welsh, 1996) desarrolló un modelo considerando una atmósfera localmente inhomogénea e isotrópica y una turbulencia incompresible. Su teoría establece que las

deformaciones del frente de onda óptico causadas durante la propagación a través de la atmósfera turbulenta se pueden determinar a partir de una función de estructura de fase (Tyson, 1998) definida por

$$D_\phi(r) = [\phi(x+r) - \phi(x)]^2. \quad (10)$$

Esta función representa la varianza de la fase entre dos puntos separados por una distancia r y es atribuida a las variaciones de índice de refracción que pueden ser expresadas mediante una función de estructura de índice de refracción. Asimismo, estas fluctuaciones son debidas a cambios en la temperatura que se pueden describir a partir de una función de estructura de temperatura.

Como ya se ha mencionado, en la atmósfera turbulenta existen zonas de coherencia cuyo tamaño r_0 determina una región para la cual se puede considerar que el índice de refracción es constante. El modelo de Kolmogorov sólo es válido para tamaños de r_0 que crecen desde un valor mínimo l_0 (escala interior) hasta un valor máximo L_0 (escala exterior). Para estos casos, el vector de onda k que describe el espectro de Kolmogorov está dado como $k_{in} = 2\pi/l_0$ y $k_{out} = 2\pi/L_0$. Estos márgenes determinan un sub-rango inercial del espectro, dentro del cual el comportamiento atmosférico puede ser predicho adecuadamente. La dimensión l_0 varía desde unos cuantos milímetros cerca de la superficie terrestre hasta valores del orden de centímetros en la tropósfera (Tyson, 1998). A su vez, L_0 puede medir alrededor de unos cuantos metros hasta cientos de ellos. Para alturas menores a un kilómetro tenemos que $L_0 \cong 0.4h$ (donde h es la altura sobre el suelo) (Tyson, 1998).

Fuera del sub-rango inercial, cuando $r_0 \gg L_0$, la predicción matemática del modelo es incierta debido a la influencia tanto de las condiciones meteorológicas como geográficas del sitio. Para el caso en el cual $r_0 \ll l_0$ las fuerzas de viscosidad causan que la energía se disipe en forma de calor. Bajo estas consideraciones, la función de estructura de fase y la función de estructura de índice de refracción en la entrada de un telescopio pueden ser modeladas como

$$D_\phi(r) = 6.88 \left(\frac{r}{r_0} \right)^{5/3} ; \quad l_0 \ll r \ll L_0, \quad (11)$$

y

$$D_n(r) = c_n^2 r^{2/3} ; \quad l_0 \ll r \ll L_0. \quad (12)$$

El parámetro de Fried r_0 puede ser calculado en función de la constante de estructura de índice de refracción C_n^2 , la cual varía con la altura h según la expresión

$$r_o = 0.185 \lambda^{6/5} \sec \theta \int_0^\infty \{C_n^2(h) dh\}^{-375}, \quad (13)$$

donde λ es la longitud de onda óptica y θ es el ángulo de observación con respecto al Zenith. La constante de estructura de índice de refracción C_n^2 da un indicativo de la fuerza de la turbulencia y, de acuerdo al modelo del perfil de la turbulencia de Hufnagel-Valley (Roggemann y Welsh, 1996), está descrita por

$$\begin{aligned} C_n^2(h) = & 5.49 \times 10^{-53} (V/27)^2 h^{10} \exp\{-h/1000\} + \dots \\ & \dots + 2.7 \times 10^{-16} \exp\{-h/15000\} + A \exp\{-h/100\}. \end{aligned} \quad (14)$$

Según Roggemann y Welsh (1996), un valor típico de A es $1.7 \times 10^{-14} \text{ m}^{-2/3}$. La figura 10 describe el comportamiento de C_n^2 al evaluar la ecuación (14) para una velocidad de viento media V igual a 9.44 m/s, como es en el caso de San Pedro Mártir.

Conforme se incrementa la altura sobre el nivel del mar, las variaciones de temperatura se hacen más pequeñas y por lo tanto la fuerza óptica de la turbulencia se reduce. Sin embargo, en la región conocida como tropopausa (altitud de 10 a 15 km) las fuertes corrientes de viento provocan un incremento significativo de C_n^2 , que

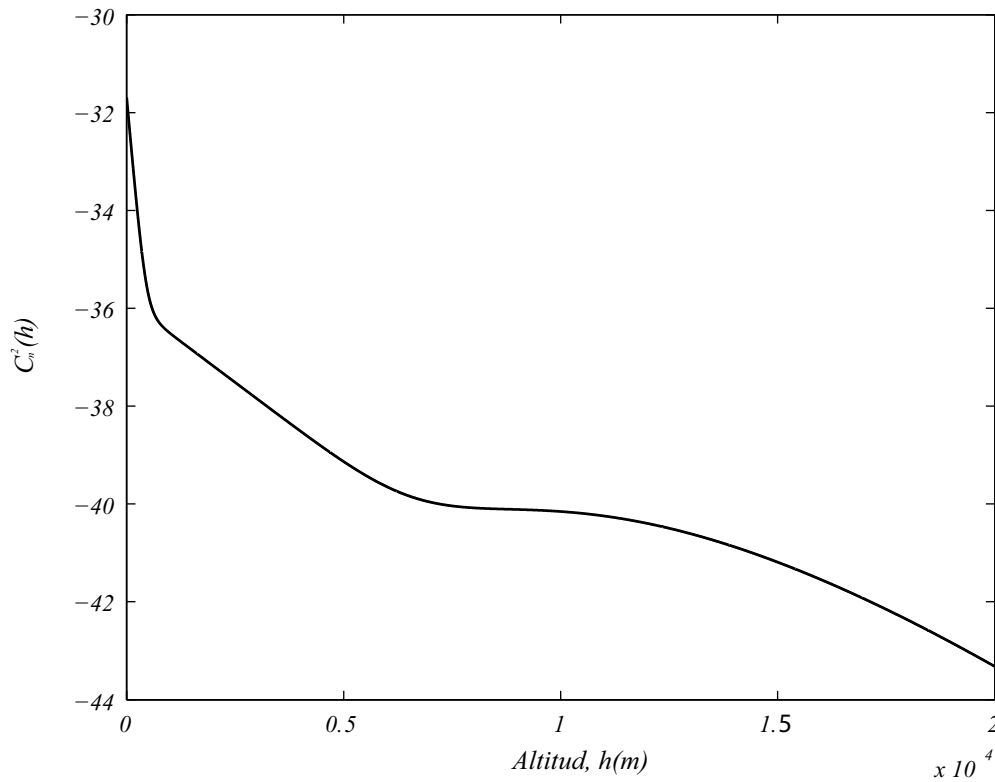


FIGURA 10.- Comportamiento de la constante de estructura de índice de refracción en función de la altura en SPM. Gráfica calculada a partir de la ecuación (14) para una velocidad de viento $V=9.44$ m/s (caso SPM).

nuevamente tiende a decaer para las capas más altas de la atmósfera (Goodman, 2000).

Según el modelo de Kolmogorov, el espectro de las variaciones de fase está dado como

$$\Phi_n(K) = 0.033C_n^2 K^{-11/3}. \quad (15)$$

En función de las frecuencias espaciales puede ser descrito como

$$\Phi(v) = 0.023r_0^{-5/3} |v|^{-11/3}. \quad (16)$$

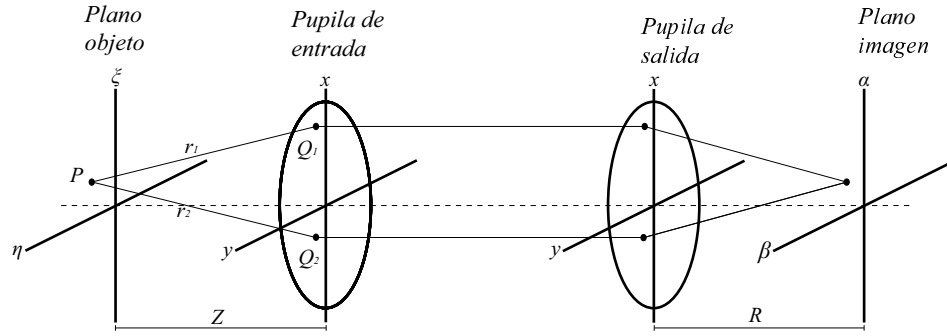


FIGURA 11.- Geometría para modelar la formación de imágenes a través de turbulencia atmosférica.

III.4. Modelo matemático para la formación de imágenes a través de turbulencia atmosférica

La turbulencia afecta la forma en la que un frente de onda de luz se propaga a través de la atmósfera y por lo tanto afecta también el proceso de formación de imágenes obtenidas con un telescopio terrestre. Estos efectos pueden ser modelados matemáticamente a partir del principio de intensidad mutua, explicado con detalle en Negrete (1995). El método consiste en medir las propiedades de interferencia y el grado de coherencia espacial de la luz en dos puntos objeto (Goodman, 1996). Además, este modelo incluye las aberraciones intrínsecas introducidas por el sistema óptico (telescopio).

Consideremos que el punto P de la figura 11, ubicado en el plano (ξ, η) a una distancia z de la pupila de entrada del telescopio, irradia una onda óptica con amplitud escalar $u(P, t)$ en función del tiempo t . Esta puede también ser expresada como una onda $U(P, v)$, en función de la frecuencia v como (Born y Wolf, 1980)

$$u(P, t) = U(P, v) \exp^{-i2\pi vt}. \quad (17)$$

Esta perturbación óptica está representada en el punto Q de la pupila de entrada de un telescopio terrestre como una función $u(Q, t)$, que según el principio de Huygens-

Fresnel es

$$u(Q, t) = \iint \frac{1}{i\bar{\lambda}r} U(P, t - r/C) A(Q) dS, \quad (18)$$

donde $\bar{\lambda}$ es la longitud de onda promedio y r la distancia entre los puntos P y Q . La función $A(Q)$ es conocida como la función de pupila atmosférica y denota las inhomegeneidades del medio, presentes en la trayectoria seguida por el haz desde el punto P , de coordenadas (ξ, η) , hasta el punto Q , de coordenadas (x, y) . $A(Q)$ puede ser expresada como

$$A(x, y) = |A(x, y)| \exp[i\phi_A(x, y)]. \quad (19)$$

El término $\phi_A(x, y)$ en la ecuación (19) describe la distorsión de fase del frente de onda provocada por las inhomogeneidades, mientras que el módulo $|A(x, y)|$ determina el grado de supresión en amplitud de la onda óptica.

Es bien sabido que el frente de onda emergente en la pupila de salida de un telescopio puede además presentar deformaciones con respecto a una esfera de referencia centrada en la intersección del plano imagen con el eje óptico. Esto se atribuye a las aberraciones inherentes a la óptica del sistema formador de imágenes (descritas en el Apéndice A) y es expresado como $W(x, y)$ en la ecuación

$$P_T(x, y) = \begin{cases} |P_T(x, y)| \exp[\frac{2\pi}{\lambda} iW(x, y)] & \text{Dentro de la pupila} \\ 0 & \text{Fuera de la pupila.} \end{cases}, \quad (20)$$

conocida como función de pupila del telescopio.

Ya que tanto $A(x, y)$ como $P_T(x, y)$ son responsables de la degradación del frente de onda, pueden ser tratadas como una sola fuente de distorsión, comúnmente llamada función de pupila atmósfera-telescopio, según la expresión

$$P(x, y) = P_T(x, y)A(x, y). \quad (21)$$

Mediante el método de intensidad mutua descrito en Negrete (1995), se puede obtener que la distribución de intensidad en el plano imagen debida a los puntos $Q_1(x_1, y_1)$ y $Q_2(x_2, y_2)$ de la pupila de entrada (figura 11) está dada por

$$\begin{aligned} i(\alpha, \beta) = & \frac{4\kappa}{(\lambda z)^2} \iint_{-\infty}^{\infty} \left[P\left(x - \frac{\Delta x}{2}, y - \frac{\Delta y}{2}\right) P^*\left(x + \frac{\Delta x}{2}, y + \frac{\Delta y}{2}\right) dx dy \right] \dots \\ & \dots \iint_{-\infty}^{\infty} O(u, v) \exp[i2\pi(u\alpha + v\beta)] du dv, \end{aligned} \quad (22)$$

donde

$$\Delta x = x_2 - x_1 \quad ; \quad \Delta y = y_2 - y_1 \quad (23)$$

y

$$\bar{x} = \frac{x_2 - x_1}{2} \quad ; \quad \bar{y} = \frac{y_1 + y_2}{2}. \quad (24)$$

En este caso $O(u, v)$, es la transformada de Fourier de la distribución de intensidad del objeto, y tiene componentes de frecuencia espacial dadas por $u = \Delta x / \lambda \bar{R}$ y $v = \Delta y / \lambda \bar{R}$. En el dominio de Fourier, la ecuación (22) puede ser expresada como una función $I(u, v)$ que es igual al producto de $O(u, v)$ por la función de transferencia óptica $H(u, v)$

$$I(u, v) = O(u, v)H(u, v). \quad (25)$$

La función de transferencia óptica da un indicativo de qué tanto de las frecuencias espaciales de un campo objeto son transferidas a la imagen y es también conocida como OTF, por sus siglas en inglés.

En el dominio espacial $h(x, y)$ es llamada función de punto extendido (PSF, por sus siglas en inglés) y representa la respuesta al impulso del sistema óptico; es decir, la imagen formada cuando el objeto es una fuente puntual.

A su vez, la ecuación (25) puede ser expresada en el dominio espacial mediante su transformada de Fourier y como resultado se obtiene la ecuación de formación de imágenes incoherente isoplanática, la cual puede ser calculada matemáticamente como

$$i(x, y) = \iint_{-\infty}^{\infty} o(x', y') h(x' - x, y' - y) dx' dy'. \quad (26)$$

Cabe hacer, la aclaración que otra forma de representar las distorsiones del frente de onda causadas por la turbulencia atmosférica puede ser mediante una sumatoria de polinomios denominados como modos de Zernike (ver Apéndice A).

Capítulo IV

SIMULACIÓN DE LA TURBULENCIA ATMOSFÉRICA

En el capítulo III se explica con detalle el comportamiento de la atmósfera turbulenta de la tierra como medio de propagación óptica; este puede ser predicho a través del modelo estadístico de Kolmogorov. También se describe, a partir del principio de intensidad mutua, la manera en que la turbulencia afecta el proceso de formación de imágenes. En este capítulo se emplean ambos modelos. El primero se utiliza para generar numéricamente pantallas de fase que representen el estado de la turbulencia para un instante dado. El segundo permite determinar la forma distorsionada que tendría la imagen de un objeto visto a través ella. Estas pantallas de fase son desplegadas en un modulador espacial de luz sobre el cual se refleja un haz colimado cuyo frente de onda, inicialmente plano, adquiere una forma distorsionada. Posteriormente el frente de onda es enfocado mediante una lente sobre un CCD ubicado en el plano imagen. De esta manera se ha creado una forma de turbulencia controlable en el laboratorio, que puede ser estática al desplegar en el modulador espacial de luz una sola pantalla de fase durante el tiempo deseado, o dinámica al reproducir una secuencia de pantallas a una velocidad determinada de cuadros por segundo. Con este método se pueden controlar tanto los tiempos de coherencia como el tamaño de las celdas de turbulencia.

IV.1. Simulación numérica de la turbulencia atmosférica

La simulación numérica permite predecir los resultados esperados de un evento determinado; estos se pueden aproximar cada vez más a los datos que se obtendrían en

condiciones reales si se considera la mayor cantidad de variables posibles relacionadas con el fenómeno estudiado. Para ello se utilizan modelos matemáticos desarrollados a partir de investigación y observación minuciosa. El comportamiento instantáneo de la turbulencia atmosférica, por ejemplo, puede ser representado numéricamente mediante una pantalla de fase calculada a partir del modelo estadístico de Kolmogorov. Esta simula la manera en la que ocurren las variaciones en la fase del frente de onda de un objeto astronómico después de haberse propagado por la atmósfera terrestre hasta la pupila del telescopio. A continuación se explica el método empleado en este trabajo para generar pantallas de fase de Kolmogorov.

IV.1.1. Generación de pantallas de fase de Kolmogorov

La distorsión en la fase de un frente de onda óptico causada por los efectos de la turbulencia atmosférica puede ser representada en el dominio de las frecuencias espaciales (u, v) mediante el espectro de Kolmogorov descrito como (Negrete, 1995)

$$\Phi(u, v) = 0.023r_0^{-5/3} |(u, v)|^{-11/3}. \quad (27)$$

En el dominio espacial esto representa a una pantalla de fase que describe la distorsión instantánea sufrida por un frente de onda plano después de propagarse a través de la atmósfera turbulenta. Esta pantalla de fase puede ser calculada al evaluar la expresión (27) y obtener su transformada de Fourier inversa, pesada por números gaussianos aleatorios para un intervalo de frecuencias dado por

$$v_{min} = \frac{1}{2x_{max}} \quad ; \quad u_{min} = \frac{1}{2y_{max}} \quad (28)$$

y

$$v_{max} = \frac{1}{2\Delta x} \quad ; \quad u_{max} = \frac{1}{2\Delta y}, \quad (29)$$

donde $2x_{max}$ y $2y_{max}$ representan las dimensiones espaciales del plano bidimensional que cubre la pantalla de fase, mientras que Δx y Δy se refieren al intervalo de muestreo. La transformada de Fourier bidimensional $\mathfrak{F}\{\phi(x, y)\}$ de una función dada en el dominio del espacio está definida de la siguiente manera Goodman (1996)

$$\Phi(u, v) = \iint_{-\infty}^{\infty} \phi(x, y) e^{-j2\pi(ux+vy)} dx dy. \quad (30)$$

Así mismo, la transformada inversa $\mathfrak{F}^{-1}\{\Phi(u, v)\}$ de una función que se encuentra en el dominio de las frecuencias espaciales se escribe según la siguiente expresión

$$\phi(x, y) = \iint_{-\infty}^{\infty} \Phi(u, v) e^{-j2\pi(ux+vy)} du dv. \quad (31)$$

Ya que las funciones $\phi(x, y)$ y $\Phi(u, v)$ están relacionadas por las ecuaciones (30) y (31), son llamadas entonces un par transformado de Fourier. Para indicar esta relación utilizaremos la siguiente notación

$$\phi(x, y) \Leftrightarrow \Phi(u, v). \quad (32)$$

La transformada de Fourier es una operación compleja, por lo tanto su resultado consta de una parte real y una parte imaginaria. Inconvenientemente, las pantallas de fase generadas de esta manera contienen sólo las componentes de alta frecuencia de las fluctuaciones de fase atmosférica. Para incluir las bajas frecuencias, según el método descrito en Negrete (1995), se deben establecer algunos parámetros iniciales como son:

- r_0 .- El parámetro de Fried indica el tamaño de las celdas de coherencia, comúnmente del orden de 10 a 20 cm.
- TD .- Se refiere al diámetro del telescopio.
- L_0 .- Es el tamaño de la escala externa que, según el modelo de Kolmogorov, representa las dimensiones características de la celda de coherencia más grande.

En la atmósfera libre puede llegar a medir por lo menos unos cuantos metros.

Los pasos realizados en el proceso de generación de una pantalla de fase de Kolmogorov se enlistan a continuación:

1. Se crea una primera pantalla de fase dentro un arreglo matricial de $N \times N$ elementos y sobre un área que cubra por completo a la escala externa ($L_0 \times L_0$). Esta pantalla de fase contiene exclusivamente componentes de baja frecuencia.
2. Se extrae la cuarta parte central de la pantalla de fase generada y se interpola (de acuerdo con el método para la generación de pantallas de fase de Kolmogorov descrito en Negrete (1995)). La matriz resultante conserva las dimensiones $N \times N$ pero corresponde a un cuarto del área central de la pantalla inicial.
3. Se calcula una nueva pantalla de fase, también de dimensiones $N \times N$, que cubre un área igual a la porción extraída de la pantalla de fase anterior. Esta contiene componentes de frecuencias mayores.
4. Se suma la pantalla creada por interpolación con la nueva pantalla generada en el paso 3. Con esto se logra una pantalla de fase que contiene las componentes de baja frecuencia y parcialmente las de alta frecuencia.
5. De manera cíclica se repiten los pasos del 2 al 4, hasta lograr una pantalla de fase que cubra un área igual al diámetro del telescopio y que contenga las componentes de alta y baja frecuencias requeridas en todas las direcciones.

La figura 12 ilustra el proceso descrito anteriormente para generar una pantalla de fase de Kolmogorov de 128×128 pixeles, considerando un telescopio de 2.1 metros, un $L_0 = 256$ m y un valor de $r_0 = 12$ cm. Estos datos se aproximan a las condiciones encontradas en el sitio del OAN de SPM cuando se realizan observaciones en el infrarrojo.

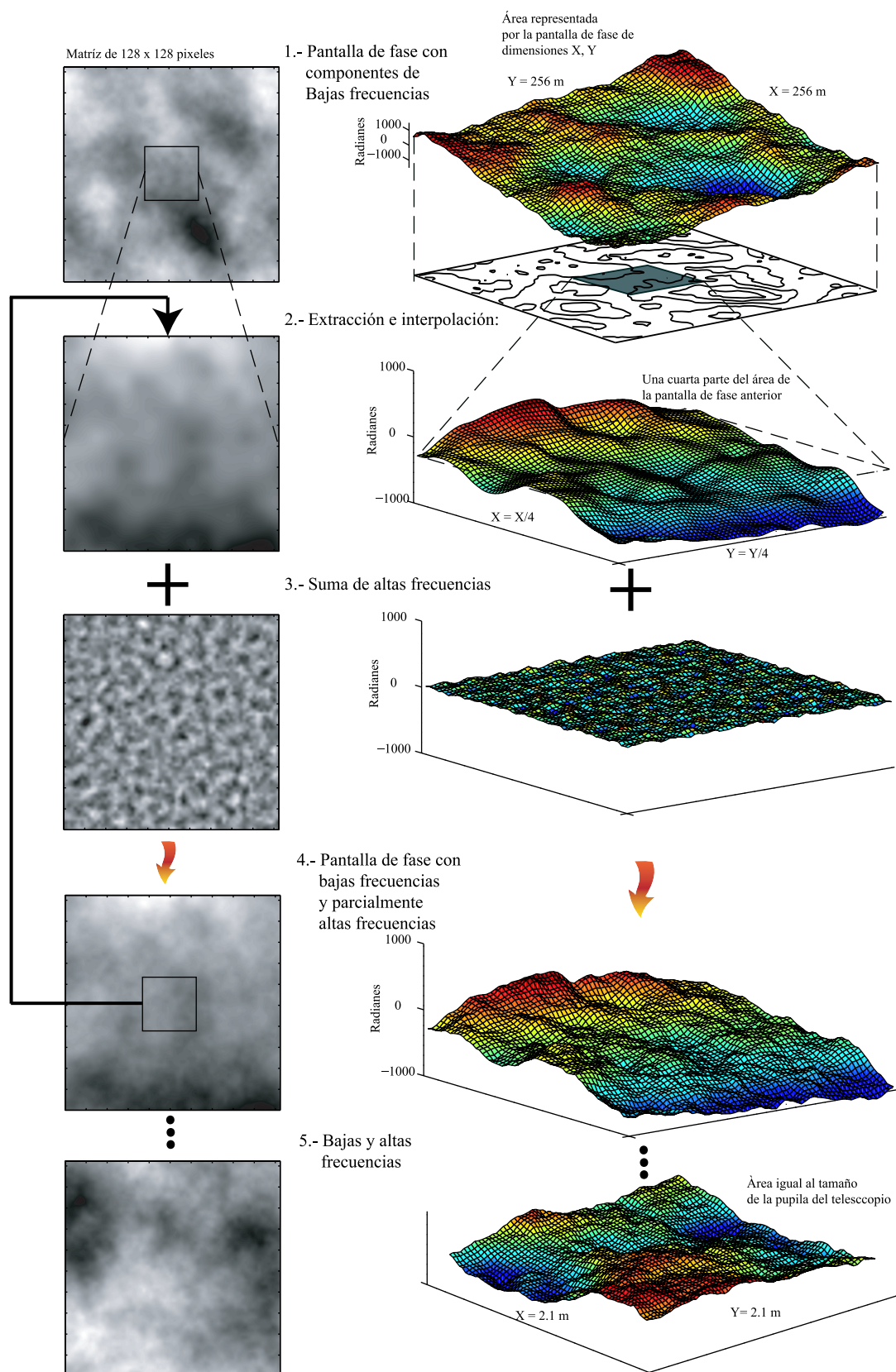


FIGURA 12.- Generación de una pantalla de fase de Kolmogorov. Los procesos de extracción, interpolación y suma se repiten cíclicamente hasta lograr una pantalla de fase que cubra un área igual a la pupila del telescopio y que contenga las componentes de alta y baja frecuencia requeridas.

IV.1.2. Imagen simulada vista a través de turbulencia

En el capítulo III se presenta un modelo matemático que, partiendo del principio de intensidad mutua, describe el proceso de propagación de una señal óptica a través de un medio inhomogéneo. Este método permite expresar de manera matemática la manera en la que el frente de onda es afectado tanto por las aberraciones intrínsecas del sistema óptico como por los efectos mismos de la turbulencia atmosférica.

Según la óptica de Fourier, la respuesta al impulso de un sistema óptico con geometría circular (como es el caso de la mayoría de los telescopios) es conocida como la función de punto extendido $h(x, y)$ (PSF) y tiene la forma de una función Bessel. Esto corresponde al patrón de difracción formado por la imagen de una fuente puntual sin aberraciones. Todo sistema óptico limitado por difracción responde sólo a un determinado rango de frecuencias espaciales. Esta característica se modela a través de la llamada función de transferencia óptica $H(u, v)$ (OTF) y no es más que la transformada de Fourier de la función de punto extendido (ver figura 13). La OTF representa qué tanto de las frecuencias espaciales del objeto son transferidas a la imagen, es decir, indica que tan semejantes son las variaciones en la distribución de la luz presentes en la imagen con respecto a las del objeto. El hecho de que la pupila de entrada del sistema óptico esté espacialmente limitada implica que la OTF corta las altas frecuencias espaciales. Estas contienen el detalle fino del objeto, lo que significa que mientras mayor sea el rango de frecuencias espaciales que puedan pasar a través de la función de pupila mejor será la resolución y la calidad de la imagen. Como consecuencia la OTF determina el poder resolutivo del sistema óptico en función de su frecuencia de corte.

La atmósfera y el telescopio pueden ser considerados como dos sistemas ópticos independientes; en el primero la distorsión del frente de onda tiene un comportamiento dinámico, mientras que en el segundo es estático. Sin embargo, ambos contribuyen a la distorsión de la imagen resultante y pueden ser tratados como un mismo sistema,

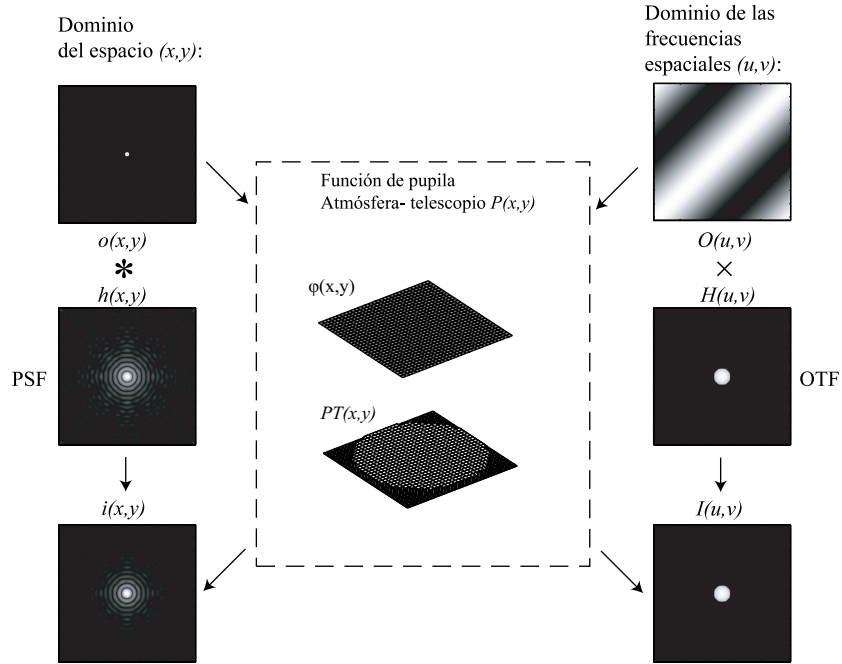


FIGURA 13.- Respuesta al impulso de un sistema óptico limitado por difracción. En el dominio de Fourier la distribución espectral de la imagen es obtenida mediante un simple producto dado por $O(u,v)H(u,v)$. En el dominio espacial esta operación es vista como la convolución $o(x,y) * h(x,y)$.

llamado función de pupila atmósfera-telescopio y representado como $P(x,y)$ en la expresión (21). Si consideramos un sistema óptico libre de aberraciones la función de pupila del telescopio $P_T(x,y)$ [ecuación (20)] está conformada sólo por la abertura del sistema óptico. La figura 13 ilustra las etapas mediante las cuales se lleva a cabo el proceso para obtener la imagen al límite de difracción de una fuente puntual vista con un telescopio. La distorsión de las imágenes simuladas mediante el método implementado en este trabajo se atribuye a la función de pupila atmosférica $A(x,y)$ [ecuación (19)], donde el término ϕ_A es representado como una pantalla de fase de Kolmogorov que describe el estado instantáneo de la turbulencia, como se puede observar en la figura 14. Las contribuciones en la distorsión de la fase producidas por la atmósfera pueden ser introducidas cambiando la pantalla de fase plana de la figura 13 que se observa en el bloque de la función de pupila atmósfera-telescopio por una pantalla de fase de Kolmogorov. Este método consiste básicamente en obtener

la distribución de intensidad de la imagen en el plano del telescopio mediante la transformada inversa de Fourier de su distribución espectral $I(u, v)$ que está dada por (Goodman, 1996)

$$I(u, v) = O(u, v)H(u, v), \quad (33)$$

donde $O(u, v)$ describe la distribución de las frecuencias espaciales presentes en el objeto y $H(u, v)$ es comúnmente expresada como la autocorrelación normalizada de la función de pupila atmósfera-telescopio $P(x, y)$ según la expresión (21), y está dada por (Negrete, 1995)

$$H(u, v) = \frac{\int \int_{-\infty}^{\infty} P(x, y) P^*(x - \delta x, y - \delta y) dx dy}{\int \int_{-\infty}^{\infty} |P(x, y)|^2 dx dy}. \quad (34)$$

La simulación de la imagen de corta exposición se realiza mediante la secuencia de pasos listada a continuación:

- Se simula el estado instantáneo de la turbulencia mediante la obtención de una pantalla de fase de Kolmogorov siguiendo el método descrito en la sección anterior. Esta pantalla de fase corresponde al término ϕ_A de la función de pupila atmosférica $A(x, y)$ [ecuación (19)].
- Se calcula la función de pupila del telescopio $P_T(x, y)$, la cual consiste en un círculo centrado dentro de una matriz con las mismas dimensiones que la pantalla de fase y representa la abertura del telescopio. Los puntos de la matriz que se encuentran en la región igual o menor al radio del círculo toman el valor de uno y el resto de cero.
- En general el objeto puede ser representado por una imagen matricial con dimensiones iguales a las de ϕ_A . Para una fuente puntual, como es el caso de una estrella, se utiliza una matriz de ceros con un uno en alguna de sus coordenadas (comúnmente en el centro).

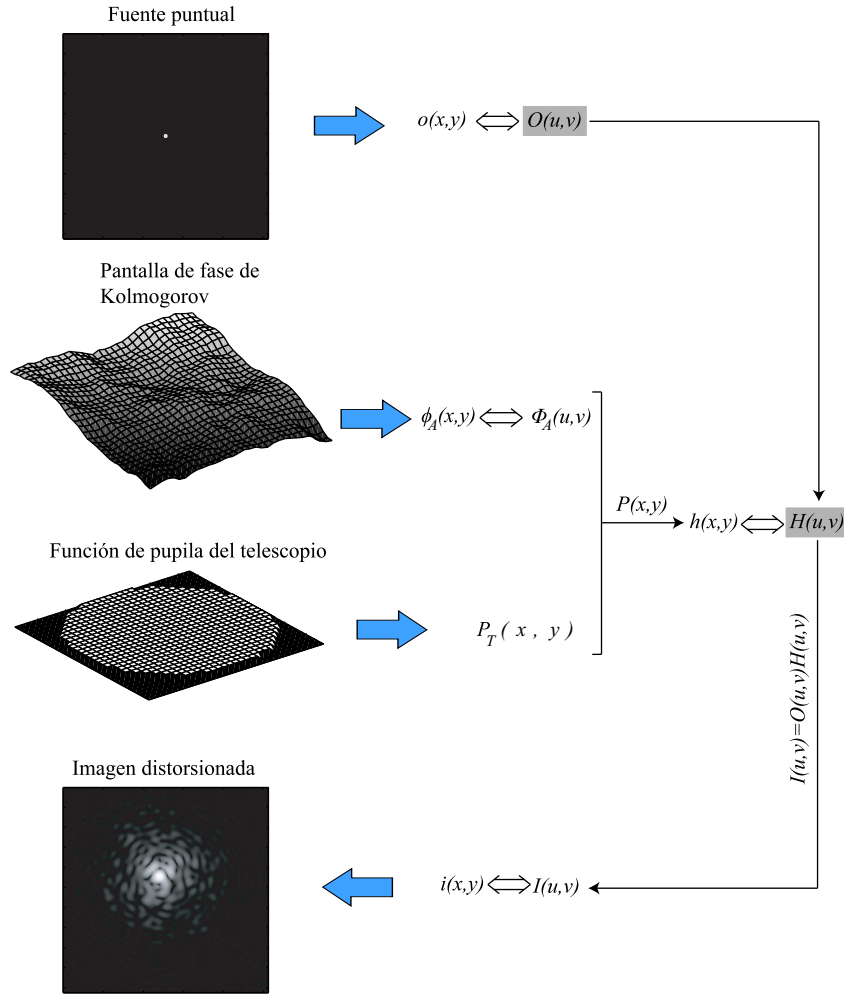


FIGURA 14.- Simulación de la imagen de una fuente puntual (vista a través de turbulencia atmosférica con un telescopio) como salida de un sistema lineal invariante.

- Utilizando la pantalla de fase ϕ_A y la función de pupila del telescopio $P_T(x,y)$ se calcula la función de pupila atmósfera-telescopio $P(x,y)$ mediante la ecuación (21).
- Se determina la autocorrelación normalizada de $P(x,y)$ para obtener la función de transferencia óptica $H(u,v)$, conforme lo indica la expresión (34).
- Se calcula la transformada de Fourier de la imagen y se multiplica por $H(u,v)$. De esta manera se encuentra la distribución espectral de la imagen $I(u,v)$. Esta operación es similar a realizar una convolución en el dominio del espacio.

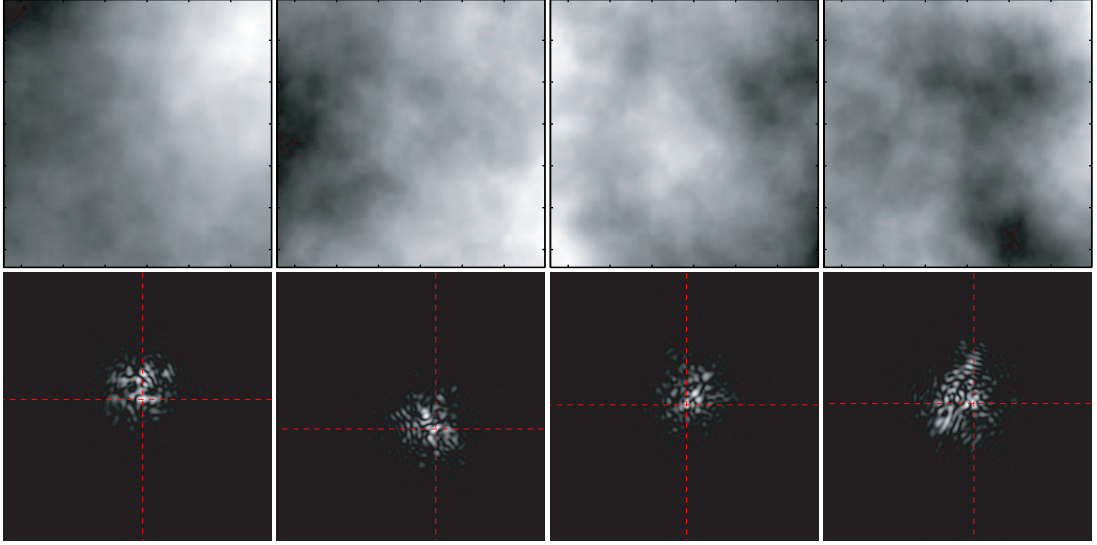


FIGURA 15.- Secuencia de pantallas de fase e imágenes simuladas a través de turbulencia atmosférica. La forma del speckle es debida a la distorsión de orden superior de la pantalla de fase. El cambio de posición del centroide de la imagen (representado por la intersección de las líneas punteadas) para cada pantalla de fase es causado por la contribución de tip y tilt en la inclinación del frente de onda.

- Por último, se obtiene la transformada de Fourier inversa del término $I(u, v)$. Como resultado se consigue la distribución espacial de la imagen afectada por la distorsión de la pantalla de fase (ϕ_A).

Siguiendo este método se pueden simular las imágenes de cualquier objeto astronómico distorsionadas por la turbulencia atmosférica. En la figura 15 se ilustran las imágenes simuladas de corta exposición correspondientes a una secuencia de pantallas de fase calculadas con un $r_o = 15$ cm. Se puede observar que tras cada evento instantáneo la imagen adquiere distorsión tanto de altas como de bajas frecuencias. El primero caso provoca la formación del speckle, mientras que el segundo causa un cambio en la posición de la imagen debido a la inclinación total del frente de onda; de esta manera se simulan condiciones de tip y tilt.

Para generar una imagen de larga exposición se realiza el promedio de todas las imágenes de corta exposición obtenidas después de una gran cantidad de eventos instantáneos. En la figura 16 se despliegan imágenes de corta y larga exposición (ge-

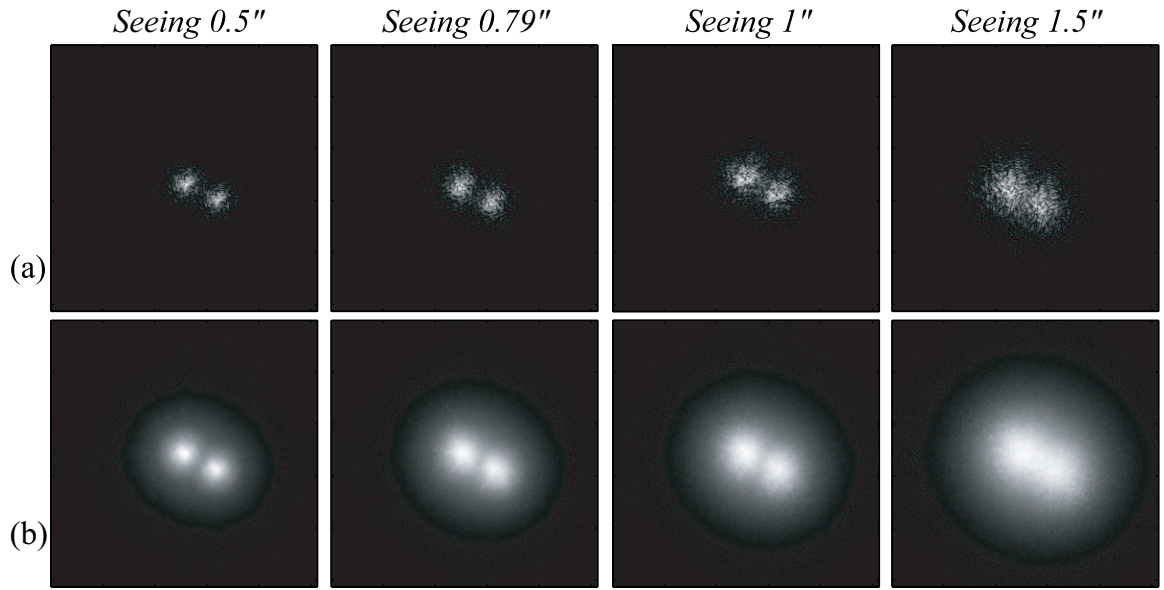


FIGURA 16.- Imágenes simuladas de dos estrellas cercanas observadas a través de distintos grados de turbulencia atmosférica en la banda visible (500nm). Cada columna corresponde a un valor de seeing determinado, mientras que la fila (a) muestra su correspondiente imagen de corta exposición y la fila (b) despliega las imágenes de larga exposición. Estas últimas fueron obtenidas mediante el promedio de 200 imágenes de corto tiempo de exposición.

neradas numéricamente) de dos estrellas muy cercanas y para diferentes valores de seeing. Estos varían alrededor de $0.79''$, que es el valor de la mediana medido en SPM. En todos los casos mostrados en la figura 16 el diámetro de las celdas de coherencia es menor al diámetro del telescopio (2.1 m) y disminuye conforme el seeing se incrementa. Mientras más pequeñas son las celdas, pueden estar presentes en mayor cantidad dentro del área colectada y, por lo tanto, el frente de onda captado por el telescopio sufre una degradación más fuerte. Como consecuencia, el incremento de seeing provoca que la imagen de una fuente puntual aparezca cada vez más ensanchada y se vuelve complicado resolver dos estrellas que están muy cercanas entre sí. Esta es la manera en que la turbulencia atmosférica afecta la capacidad de resolución de los telescopios terrestres.

Si consideramos un seeing constante y obtenemos las imágenes de larga exposición

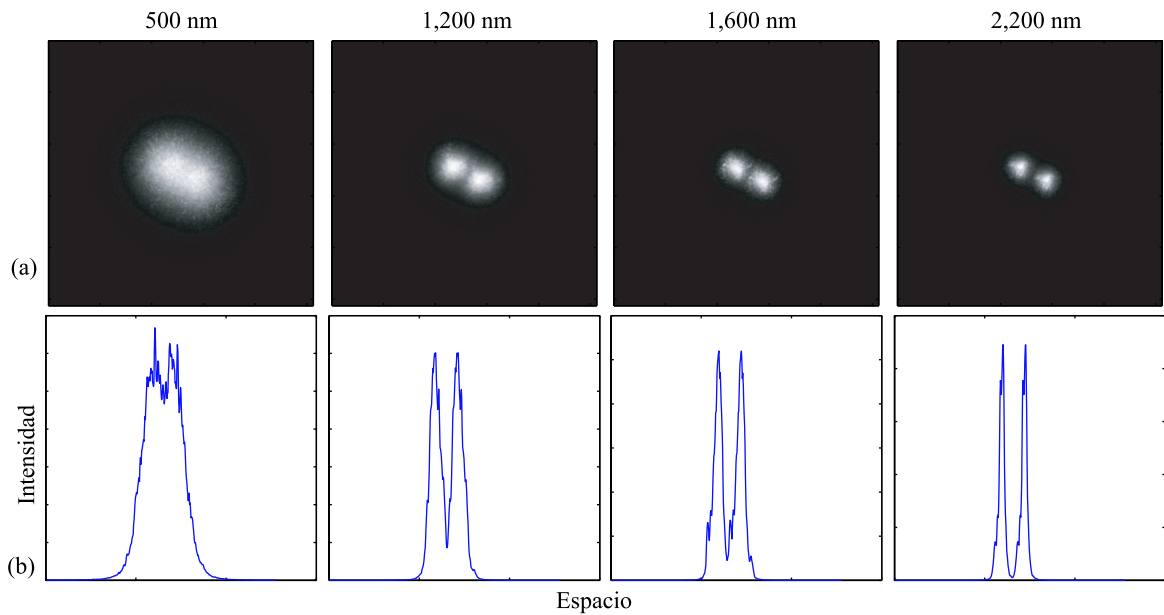


FIGURA 17.- Simulación de imágenes de larga exposición de dos estrellas muy próximas observadas en distintas bandas ópticas. Cada columna corresponde a una longitud de onda específica, mientras que la fila (a) muestra las imágenes de larga exposición para cada longitud de onda y la fila (b) despliega su perfil de intensidad correspondiente. Estas imágenes fueron obtenidas mediante la suma de 200 imágenes de corto tiempo de exposición.

en las distas bandas astronómicas (visible, J, K y H), podemos observar (figura 17) que el ancho a media altura de cada estrella se hace más pequeño conforme aumenta la longitud de onda, puesto que r_0 también crece. Por lo tanto la imagen de un mismo objeto que es obtenida bajo condiciones atmosféricas similares estará más distorsionada si la observación se realiza en el visble que si se hace en el infrarrojo. Esta es otra de las razones por la cual gran parte de las investigaciones astronómicas son llevadas a cabo en este rango de longitudes de onda.

Conforme la longitud de onda es menor también se reduce la capacidad de resolución del telescopio, ya que la imagen de corta exposición de cada estrella individual adquiere una forma más ensanchada.

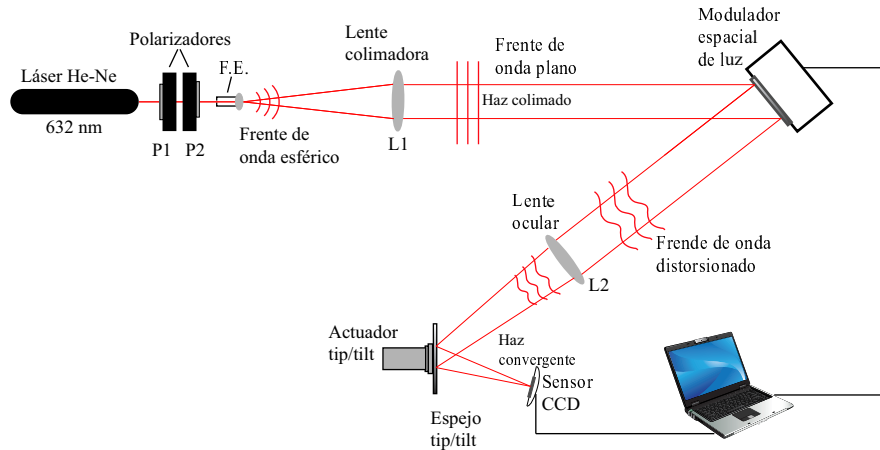


FIGURA 18.- Arreglo experimental empleado para simular la turbulencia atmosférica.

IV.2. Simulación experimental de la turbulencia atmosférica

La turbulencia atmosférica se simuló experimentalmente utilizando un modulador espacial de luz que, por sus características, es capaz de modificar de manera controlada un frente de onda óptico. El arreglo empleado en el laboratorio se muestra en la figura 18.

La fuente es un láser Helio-Neón de 632 nm de longitud de onda y 30 mW de potencia. Un par de polarizadores cruzados (P1 y P2 en la figura 18) permiten regular la intensidad de luz, justo antes de que un filtro espacial (F.E.) haga divergir el haz, simulando una fuente puntual (como es el caso de una estrella). La lente L1 tiene la función de colimar la porción del haz que logra pasar a través de un diafragma, de manera que el frente de onda es plano hasta antes de ser reflejado por el modulador espacial de luz. La lente ocular L2 permite enfocar en un sensor CCD la imagen distorsionada como consecuencia de la acción del modulador espacial. El procedimiento mediante el cual se simuló experimentalmente la turbulencia atmosférica se describe con detalle en las secciones siguientes.

IV.2.1. Modulador espacial de luz

El modulador espacial de luz puede ser controlado para distorsionar un frente de onda óptico de la manera deseada. Es un dispositivo electro-óptico conformado por un arreglo matricial de 768×1024 pixeles, cada uno de los cuales tiene la estructura mostrada en la figura 19. Los electrodos transparentes forman un contenedor dentro del cual se confina un material de cristal líquido; este reúne algunas de las características de los líquidos pero también puede comportarse como sólido. Sus moléculas idealmente guardan una geometría elíptica cuyo eje mayor tiene simetría circular para cualquier plano transversal. Por lo general la constante dieléctrica, y por lo tanto el índice de refracción, de cada molécula es más fuerte en la dirección de este eje. La estructura alargada de sus moléculas causa que estos materiales sean anisotrópicos y en particular exhiban un comportamiento birrefringente. De esta forma tienen un índice de refracción extraordinario n paralelo al eje mayor y un índice de refracción ordinario n_o paralelo al eje menor de las moléculas (donde $n > n_o$). El cristal líquido utilizado en la construcción de los moduladores espaciales de luz posee una estructura denominada nemática. Esto significa que todas las moléculas conservan una orientación paralela pero están distribuidas aleatoriamente y no existe alineación ni vertical ni horizontal. El modulador espacial de luz utilizado en este trabajo (marca Holoeye, modelo LC-R 2500) consta de un material de cristal líquido con una distribución molecular conocida como «twisted» nemática. En este tipo de configuración el alineamiento de las moléculas exhibe un giro gradual que va del estado inicial vertical al estado final horizontal conforme avanza el eje de propagación de la luz. De esta manera, al movernos entre las dos placas que contienen al cristal líquido, el eje mayor de las moléculas permanece paralelo a la placa pero rota gradualmente en diferentes planos.

Al aplicar un campo eléctrico se puede inducir un dipolo en cada una de las moléculas del cristal líquido, e incluso interactuar con cualquier dipolo presente. Bajo la influencia de los campos aplicados, los pares ejercidos en estos dipolos causan que

las moléculas de cristal líquido cambien su orientación espacial natural. De manera que si el voltaje es lo suficientemente grande las moléculas rotan libremente y su eje mayor se alinea con el campo aplicado que apunta en dirección normal a las placas. Por lo tanto, el cambio en la orientación de las moléculas cambia las propiedades ópticas de las celdas. Se puede decir que al aplicar un campo eléctrico generado por el voltaje presente en los electrodos, el camino óptico del haz de luz puede ser alterado para cada pixel de forma individual.

El modulador espacial se controla desde la computadora mediante una interface DVI y es visto como un monitor adicional que puede trabajar como un dispositivo externo o copiando al principal. Este dispositivo ha sido empleado en el presente trabajo como fuente de turbulencia atmosférica. Para ello se desplegaron en él las pantallas de fase de Kolmogorov generadas numéricamente con un mapa de 256 tonos de gris. El tono 0 corresponde al color negro, mientras que el tono 255 al blanco; los demás valores se representan mediante tonalidades intermedias de grises. Al enviar una pantalla de fase al modulador espacial, el voltaje aplicado a cada pixel está asociado con un tono de gris, y de esta manera se controla su birrefringencia. Se requieren 256 niveles de voltaje para poder representar todas las tonalidades de grises contenidas en la imagen. El frente de onda plano que incide sobre el arreglo matricial del modulador espacial puede ser distorsionado de la forma deseada al pasar a través del cristal líquido y reflejarse. El tamaño de las pantallas de fase debe corresponder con las dimensiones (768×1024) del arreglo de pixeles birrefringentes que componen al modulador espacial.

IV.2.2. Adecuación de las pantallas de fase de Kolmogorov

Para poder ser interpretadas por el modulador espacial, las pantallas de fase deben ser previamente ajustadas. Primero, deben tener las mismas dimensiones que las del arreglo matricial de pixeles del modulador (768×1024). Para ello se genera una pantalla de fase de 1024×1024 pixeles y un mapa de tonos de grises de 0

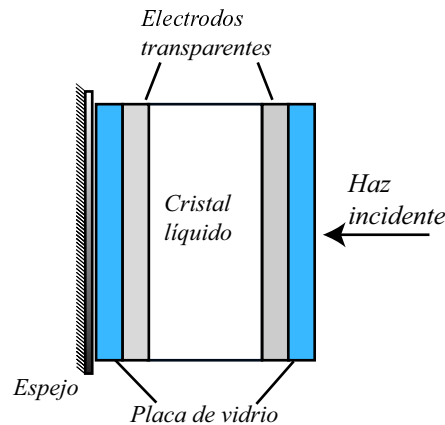


FIGURA 19.- Estructura de un pixel del Modulador Espacial de luz.

a 256. De esta pantalla son extraídas las filas 128 a la 896 de cada columna para formar una nueva matriz de 768×1024 que corresponde a la parte central de la pantalla de fase original. Con este método se evita la deformación que ocurriría a la pantalla de fase de haber sido simplemente redimensionada, lo que provocaría que el frente de onda sufriera una distorsión distinta a la deseada. Cada pixel de la matriz resultante contiene información de la fase en unidades de radianes, dentro de un rango arbitrario, por lo que debe ser delimitada en el intervalo de $-\pi$ a π para que corresponda con los límites de fase mínimo y máximo que el modulador espacial es capaz de generar (los cuales van desde 0 a 2π). Hasta este punto la pantalla de fase puede ser, en principio, desplegada e interpretada satisfactoriamente por el modulador espacial y tiene la forma mostrada en la figura 20(a). Sin embargo, aunque la imagen obtenida en el plano focal de la lente L2 corresponde con el patrón de speckle esperado, también se observa la presencia de una componente de luz muy intensa que llamaremos componente especular (figura 20.(b)). Esta se debe a que no toda la luz puede ser modulada, pues una parte pasa a través de la pequeña separación entre los pixeles del arreglo del modulador espacial donde no hay material birrefringente. Por lo tanto, al ser reflejada esta porción del frente de onda permanece plana y se enfoca siempre en un mismo punto.

El mayor inconveniente de tener el componente especular es que al combinarse

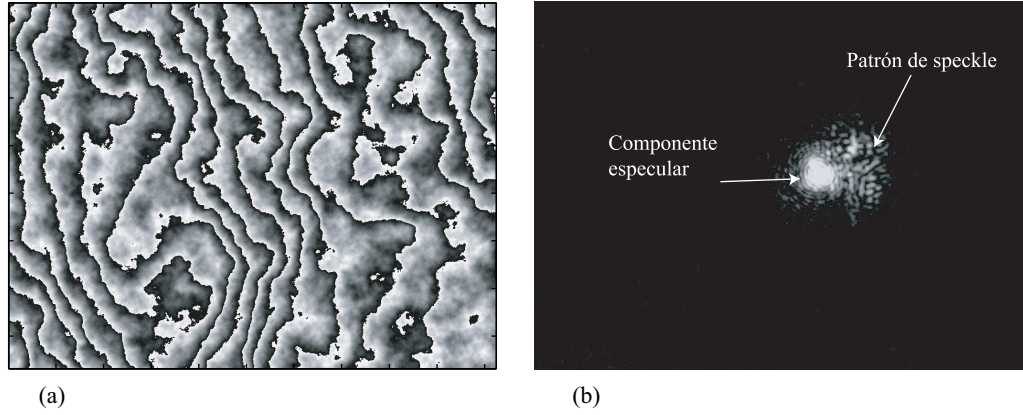


FIGURA 20.- (a) Pantalla de fase parcialmente ajustada para ser desplegada en el modulador espacial con un mapa de colores en escala de grises de 0 a 255 y un tamaño de 768×1024 píxeles, además, ha sido modulada en fase de $-\pi$ a π . En (b) se ilustra la imagen experimental del speckle generado por la pantalla de fase y se observa también la presencia de una componente de luz muy intensa (especular).

con la imagen, altera su morfología y provoca un resultado erróneo en el cálculo de su centroide geométrico. Esto afecta seriamente el desempeño del sistema de óptica adaptativa, cuyo funcionamiento se basa en sensar el cambio de posición de la imagen para realizar la corrección de inclinación del frente de onda a través de un espejo plano. Para separar la imagen de speckle formada por el frente de onda distorsionado y la componente especular, se ha utilizado una de las propiedades de la transformada de Fourier llamada propiedad de corrimiento. El método empleado para realizarlo, que consiste en generar una pantalla de corrimiento de fase adicional, se explica en la sección siguiente.

IV.2.3. Pantalla de corrimiento de fase

La propiedad de corrimiento de la transformada de Fourier establece que un cambio de fase en el dominio de las frecuencias espaciales genera un corrimiento lineal en el dominio del espacio y, similarmente, la traslación en el espacio produce un corrimiento lineal de la fase en el dominio de las frecuencias espaciales. Matemáticamente esto quiere decir que si $\mathfrak{F}\{g(x, y)\} = G(u, v)$ entonces

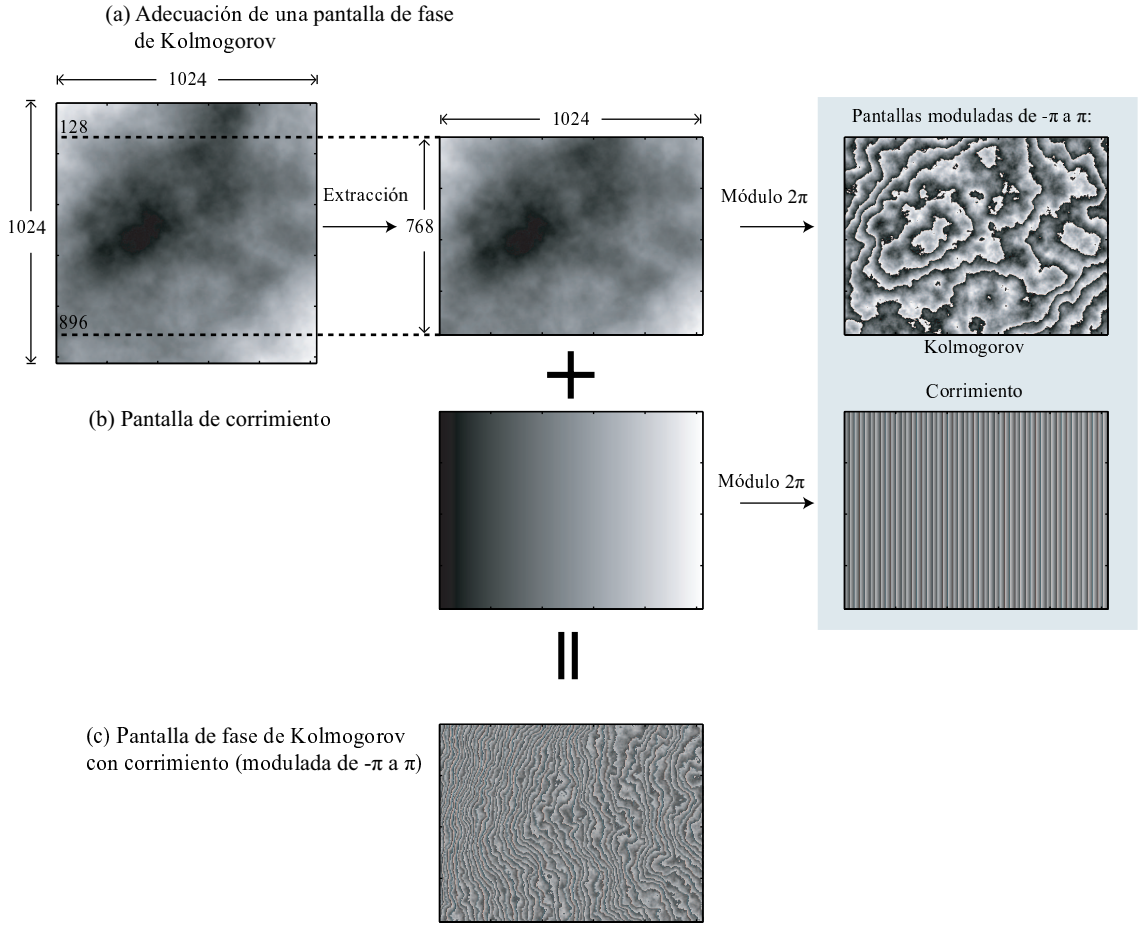


FIGURA 21.- Proceso de adecuación de una pantalla de fase de Kolmogorov: (a) pantalla de fase modulada de $-\pi$ a π , (b) Pantalla de corrimiento de fase y (c) pantalla de fase con un corrimiento adicional.

$$\Im \{g(x - a, y - b)\} = G(u, v)e^{-j2\pi(ua+vb)}, \quad (35)$$

donde los factores a y b son términos constantes que representan el corrimiento en la imagen y por lo tanto, la inclinación que tendrá la fase de la transformada de Fourier resultante. Aprovechando esta propiedad se puede utilizar una pantalla de fase auxiliar que llamaremos pantalla de corrimiento, la cual está representada por el argumento del término exponencial $(-j2\pi(ua+vb))$ en la ecuación (35). Gráficamente la pantalla de corrimiento puede ser vista como un plano inclinado, en este caso de 768×1024 que contiene el mismo rango de frecuencias espaciales que una pantalla

de fase de Kolmogorov adecuada para poder ser desplegada en el modulador espacial y, además, por su puesto, con un mapa de colores de 256 tonos de grises (ver figura 21). Si se desea realizar un desplazamiento horizontal, por ejemplo, la pantalla de corrimiento de fase debe contener sólo componentes en u que van desde -512 hasta 512; el factor a determina la pendiente del plano (para este caso no hay componentes de frecuencia en v). Para ser desplegada en el modulador espacial de luz, la pantalla de corrimiento de fase debe de estar modulada de $-\pi$ a π y contar con una mapa de 256 tonos de grises. Esto causa un efecto análogo a tener un espejo plano inclinable que desvía sólo la porción de la luz que alcanza a ser modulada, es decir, que no afecta la especular. La lente ocular L2 (en la figura 18) hace converger el haz para obtener la forma de la imagen. Esta operación puede ser vista como una transformada de Fourier inversa realizada ópticamente. Por lo tanto, y de acuerdo con la propiedad de corrimiento, un cambio en la fase del frente de onda, que en este caso se refiere a la pendiente del plano inclinado, producirá un cambio en la posición de la imagen vista en el CCD. La figura 22 muestra una secuencia de imágenes obtenidas al desplegar diferentes pantallas de corrimiento de fase en el modulador espacial de luz. En el plano focal de la lente L2 se puede observar el componente especular y un segundo spot que corresponde a la imagen de la fuente puntal desplazada sobre el eje x . La magnitud del desplazamiento está en función de la pendiente y, por lo tanto, depende directamente del término a . Conforme a crece se aumenta la separación entre el especular y la imagen de interés, hasta llegar ser tal que solamente esta última puede ser observada dentro del área del CCD. La dirección del desplazamiento se puede cambiar invirtiendo el signo de a . Si se desea realizar un corrimiento en ambos ejes, deben considerarse las componentes de frecuencias espaciales tanto para u como para v en la pantalla de corrimiento. Cuando la pendiente en la fase de la pantalla de corrimiento es muy grande, los cortes realizados por la modulación de $-\pi$ a π son vistos como franjas muy delgadas y ópticamente se comportan como una rejilla de difracción. Esto se puede observar en las figuras 22(b) y 22(c); en el primero de los

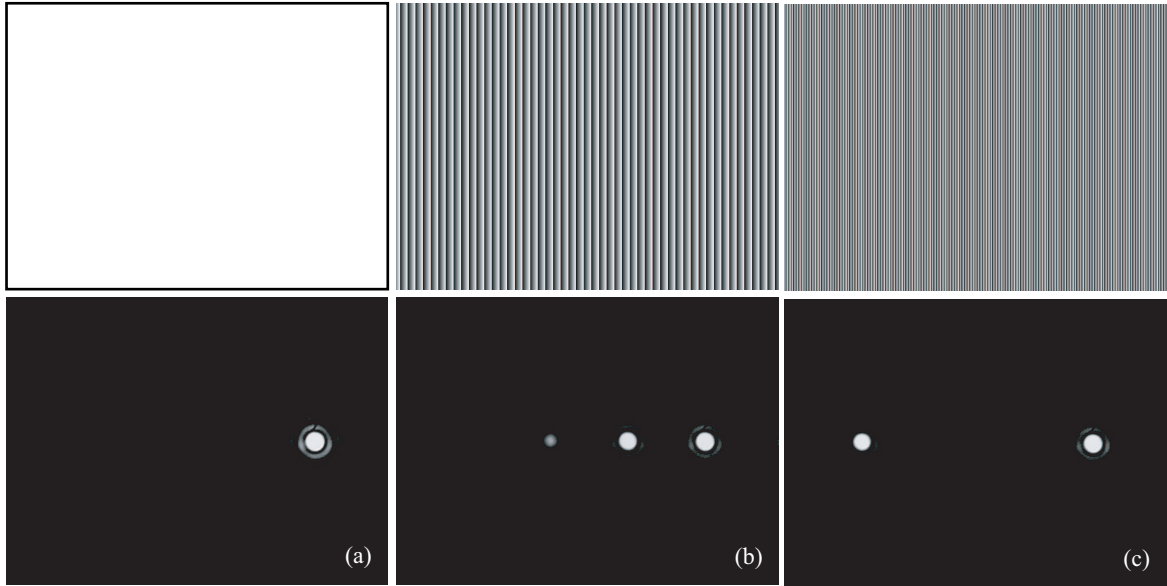


FIGURA 22.- Órdenes de difracción e imagen desplazada (abajo) obtenidas al desplegar en el modulador espacial de luz diferentes pantallas de corrimiento de fase (arriba), cuya inclinación se incrementa de izquierda a derecha.

casos existe un punto de luz relativamente tenue derivado de la luz difractada por la rejilla. En el segundo caso aumenta la pendiente y por lo tanto la periodicidad de las franjas; como consecuencia los órdenes difractados se separan más, de manera que en la imagen sólo se observa la componente especular y la fuente puntual.

Esta propiedad ha sido utilizada para resolver el problema del componente especular mostrado en la figura 20(b); la solución consiste en sumar una pantalla de fase de Kolmogorov con una pantalla de corrimiento para obtener una pantalla de fase final que, después de ser modulada de $-\pi$ a π , puede ser desplegada en el modulador espacial de luz. En la figura 21 se observa el proceso de generación y adecuación de una pantalla de fase con y sin corrimiento.

Si se despliega en el modulador espacial de luz una pantalla de fase de Kolmogorov con un corrimiento adicional se puede formar la imagen del speckle en una posición lo suficientemente alejada del especular, de forma que el cálculo del centroide no sea afectado. La figura 23 muestra una secuencia de imágenes obtenidas experimentalmente al desplegar una misma pantalla de fase de Kolmogorov con diferentes corrimientos.

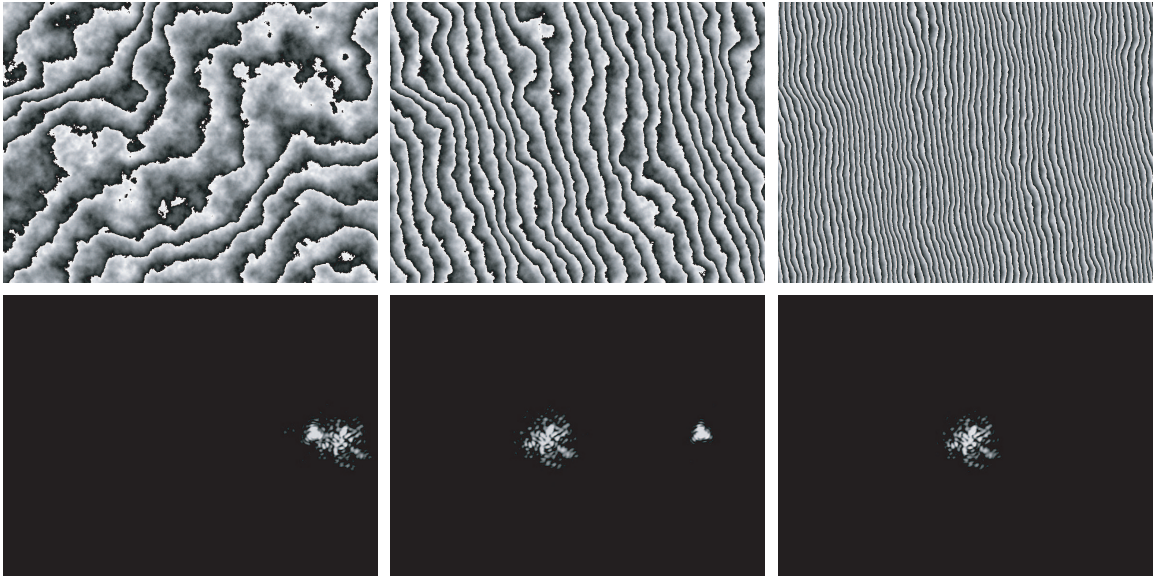


FIGURA 23.- Pantalla de fase de Kolmogorov con distintos corrimientos, adecuadas y desplegadas en el modulador espacial de luz (arriba) y la imagen del speckle desplazado para cada caso (abajo). El corrimiento es mayor de izquierda a derecha.

IV.3. Comparación de la simulación numérica y experimental

En las secciones anteriores se ha explicado el método a través del cual se simuló la imagen distorsionada por los efectos de la turbulencia atmosférica bajo diferentes condiciones, tanto numéricamente como experimentalmente. Como resultado de ambos procedimientos se obtuvieron imágenes de una fuente puntual afectadas por diferentes grados de turbulencia atmosférica, y estas son comparadas en la figura 24. A la izquierda se presenta la imagen de corta exposición simulada de manera numérica y a la derecha la imagen obtenida experimentalmente. Ya que la forma del speckle debido a las distorsiones de orden superior es prácticamente igual, se puede observar una gran similitud en cuanto a la distribución de intensidad. Por otro lado, el desplazamiento de la imagen debido a la inclinación total del frente de onda (tip/tilt) ocurre en la misma dirección para ambos casos. Existe también una correspondencia en cuanto al escalamiento de las imágenes.

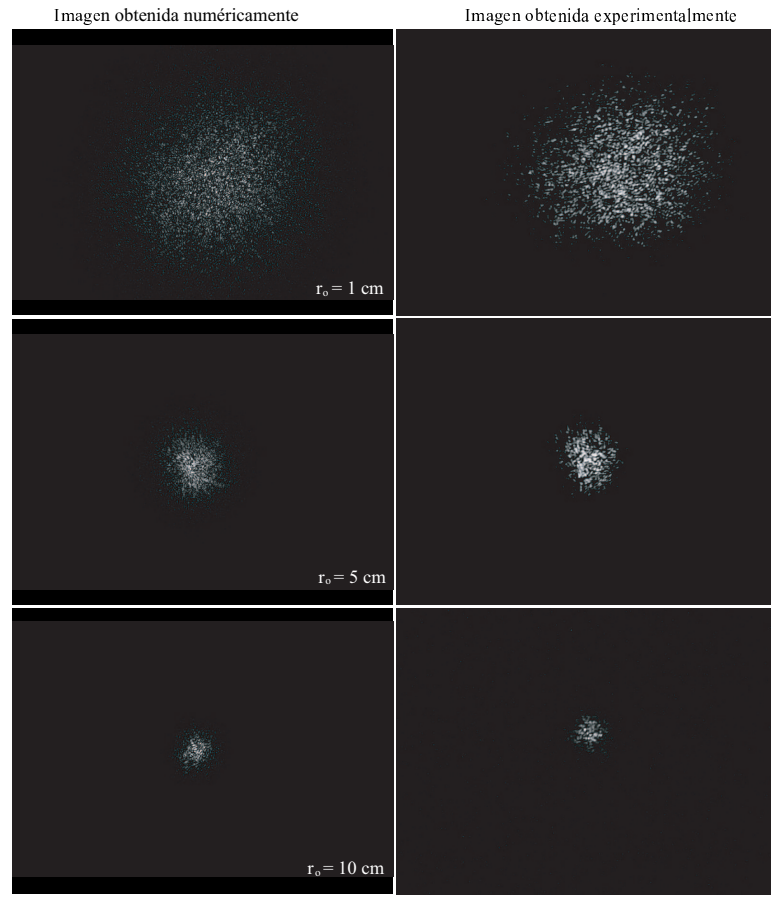


FIGURA 24.- Comparación de las imágenes distorsionadas obtenidas tanto de manera numérica como experimental para diferentes tamaños de celdas de coherencia atmosférica.

IV.4. Simulación numérica de un sistema de compensación de tip/tilt

En esta sección se presenta la simulación de un sistema de compensación de tip/tilt realizada aplicando el método de simulación de imágenes a través de turbulencia y la propiedad de corrimiento, ambos descritos anteriormente en este capítulo.

La lógica de la simulación consiste en generar la imagen distorsionada por una pantalla de Kolmogorov y obtener su transformada de Fourier. Posteriormente se controla su fase en el dominio de las frecuencias espaciales; esto genera un desplazamiento en el dominio espacial tal que el centroide de la imagen siempre coincida con

el centro de la matriz. Los pasos seguidos para realizar la corrección para un estado instantáneo de turbulencia se enlistan a continuación:

- Generar una pantalla de fase de dimensiones $N \times N$.
- Simular la imagen vista a través de la pantalla de fase y calcular su centroide.
- Escribir una matriz de ceros de $N \times N$ con un «1» en la coordenada que corresponda con el centroide calculado en el paso anterior. Esto equivale a formar una delta en un plano.
- Calcular la transformada de Fourier tanto de la imagen como de la matriz de la delta y obtener la información de la magnitud y la fase de ambos casos.
- Determinar el corrimiento como la diferencia entre la fase del espectro de la matriz de la delta y la fase del espectro de la imagen.
- Crear un nuevo espectro que tenga la magnitud del espectro de la imagen pero con la nueva fase calculada mediante la diferencia del paso anterior.
- Realizar la transformada inversa de Fourier para obtener la imagen inicial pero desplazada hacia el centro de la matriz.

En la figura 25 se observan tres casos en los cuales se pueden comparar las imágenes de larga exposición sin compensación y con compensación de tip/tilt (simuladas) con respecto a la imagen obtenida al límite de difracción. La figura 25(a) consiste de una fuente puntual; se puede observar que la imagen sin compensación muestra un gran ensanchamiento con relación a la imagen corregida, cuya forma se acerca más a la del objeto. En el caso de la figura 25(b) se tienen dos estrellas muy cercanas y como resultado de la corrección de inclinación del frente de onda es posible resolverlas, mientras que la imagen sin compensación consiste en una mancha grande en la cual no es posible distinguir entre ambos objetos. En la figura 25(c) se despliega la

galaxia conocida como Messier 101 y se puede ver que en la simulación de la imagen compensada es posible apreciar en mayor grado el detalle de la imagen.

El método de compensación de tip/tilt empleado mediante el cual se simulon las imágenes de la figura 25 es muy similar al que será aplicado mediante el sistema de óptica adaptativa propuesto en este trabajo. La diferencia radica en que la corrección simulada se lleva a cabo mediante un algoritmo computacional, mientras que el sistema de óptica adaptativa utiliza un sensor de frente de onda para medir el cambio de posición del centroide de la imagen y un actuador piezoeléctrico con el cual se controla la inclinación de un espejo plano para llevar a cabo la compensación. La realización de este ejercicio de simulación de un sistema de compensación de tip/tilt permite corroborar que, efectivamente, hay una mejora significativa en la resolución de la imagen gracias a la corrección aplicada. Se espera, por lo tanto, que el sistema implementado experimentalmente tenga un comportamiento similar.

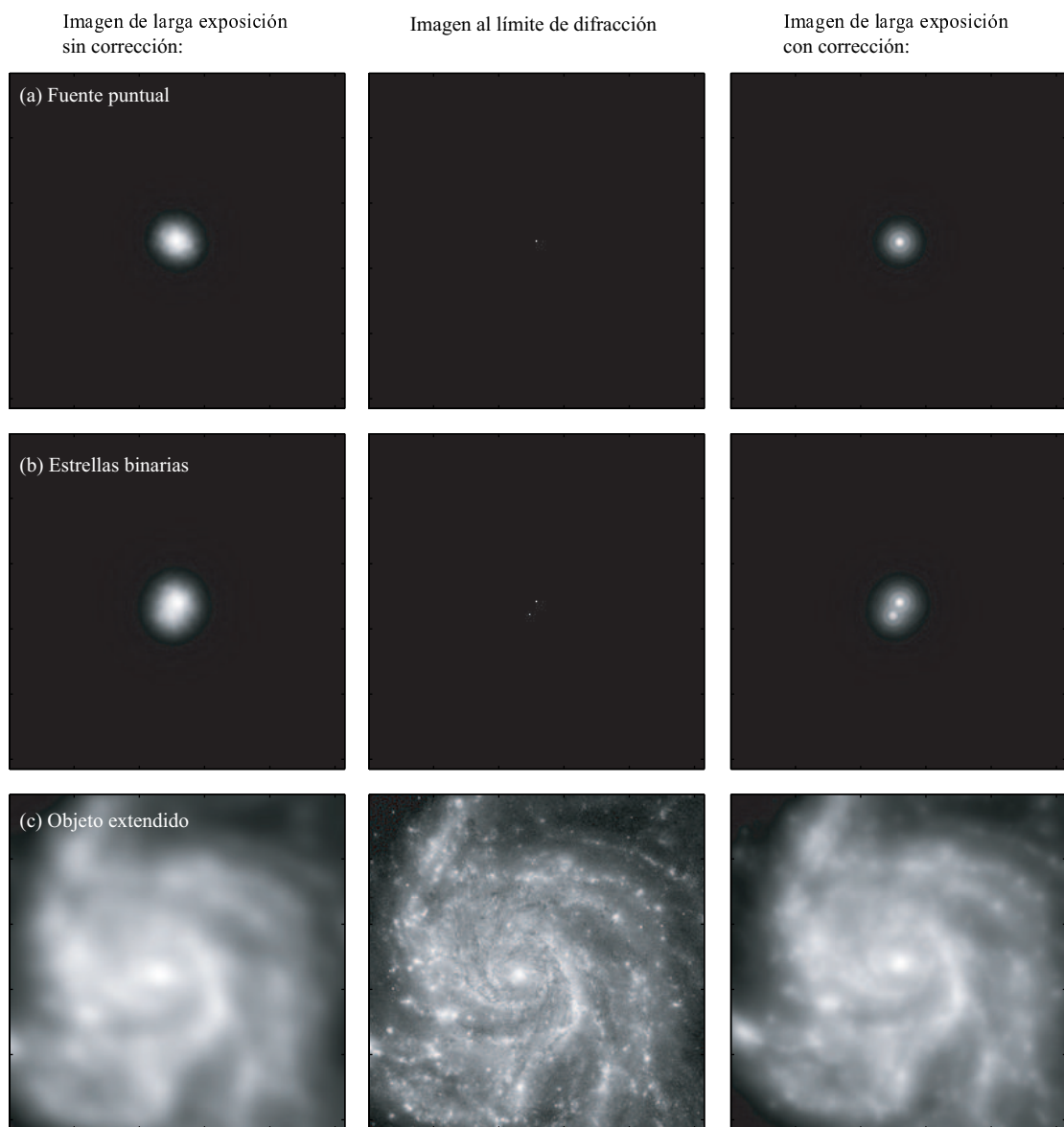


FIGURA 25.- Simulación de un sistema de compensación de tip/tilt para una fuente puntual, una estrella binaria y un objeto extendido. La columna de la izquierda muestra las imágenes de larga exposición sin corrección, la columna central corresponde a la imagen vista al límite de difracción y la columna de la derecha ilustra las imágenes corregidas. Estas imágenes fueron obtenidas al realizar un promedio de 500 eventos.

Capítulo V

SISTEMA DE ÓPTICA ADAPTATIVA PARA CORRECCIÓN DE TIP/TILT

En los capítulos anteriores se ha explicado la manera en que la turbulencia atmosférica distorsiona la calidad de las imágenes astronómicas, degradando así la capacidad resolutive de los telescopios terrestres. Para ello se ha modelado el comportamiento turbulento de la atmósfera y se han determinado los criterios de diseño de un sistema de óptica adaptativa que contrarreste sus efectos. Este sistema debe ser capaz de compensar en tiempo real el desfaseamiento relativo entre diferentes secciones del frente de onda de un objeto celeste observado a través de la atmósfera turbulenta. En este capítulo se presenta el método empleado para corregir la distorsión de bajo orden en el frente de onda de una fuente puntual (generada con un láser de He-Ne), que ha sido distorsionado utilizando un modulador espacial de luz en el cual se desplegaron pantallas de fase de Kolmogorov, como se explica en el capítulo IV. Todas las pruebas fueron realizadas en el laboratorio. Se muestran también los resultados obtenidos.

V.1. Selección del sensor de frente de onda

Este es uno de los componentes más importantes en un sistema de óptica adaptativa. Gracias a él es posible determinar las aberraciones presentes en el frente de onda distorsionado. Debe tener una gran resolución espacial de manera que la fase del frente de onda reconstruido sea lo más parecida posible a la fase del frente de onda real que se está midiendo. Dado que las características instantáneas de la atmósfera cambian en periodos de tiempo tan cortos como unos cuantos milisegundos (ver

Tabla VII), el sensor de frente de onda requiere de una gran velocidad de respuesta que le permita al sistema de óptica adaptativa llevar a cabo la corrección en tiempo real. Según la forma en la que estos sensores realizan la reconstrucción se clasifican en zonales y modales. En el primero de los casos el sensor está compuesto por un arreglo, comúnmente matricial, de pequeñas sub-aberturas distribuidas en el plano de la pupila del telescopio. Cada sub-abertura puede coleccionar una sección o zona del frente de onda y representar su inclinación promedio (fase) mediante un número. En el segundo caso la reconstrucción se lleva a cabo a partir de una base de polinomios ortogonales (ver Apéndice A) que caracterizan las aberraciones introducidas por la turbulencia atmosférica. Cuando el método de sensado conlleva a una reconstrucción explícita de la fase del frente de onda, se dice que la medición es directa. La información obtenida es utilizada para corregir las componentes de fase no deseadas, por ejemplo, deformando un espejo para compensar distorsiones de orden superior. El sensor de Shack-Hartmann es uno de los dispositivos más comúnmente empleados para reconstruir el frente de onda de manera directa. Si el método de detección es indirecto la información entregada por el sensor de frente de onda puede ser fácilmente traducida a señales que son utilizadas para realizar la compensación y no es necesario llevar a cabo un procesamiento exhaustivo para determinar en sí la forma del frente de onda. Este procedimiento resulta útil cuando se desea corregir la distorsión de primer orden (inclinación del frente de onda), la cual se asocia al cambio de posición de la imagen vista con un telescopio través de la atmósfera terrestre. En este caso puede ser utilizado un sensor de cuatro cuadrantes, o incluso un CCD de gran velocidad, colocado en el plano focal del telescopio.

Dado que el objetivo principal del presente trabajo es construir un sistema de óptica adaptativa para compensar la inclinación del frente de onda, aquellos sensores que llevan a cabo la medición de manera directa y realizan una reconstrucción modal (como es el caso del sensor de Shack-Hartmann) no son de interés. Para medir solo la inclinación puede ser utilizado un sensor de cuatro cuadrantes o un sensor CCD. Sin

embargo existen algunas ventajas importantes que hacen más conveniente implementar el sistema con un CCD. A continuación se describen brevemente algunas de las características de estos dispositivos y se discuten los criterios de selección empleados para determinar el sensor de frente de onda a utilizar en el sistema de compensación de tip/tilt propuesto en esta tesis.

V.1.1. Sensor de Shack-Hartmann

Este sensor está compuesto por un arreglo de micro-lentes distribuidos dentro del área de la pupila mediante el cual se realiza el muestreo del frente de onda incidente. Si este es plano, la imagen de la fuente se forma justo en el foco de cada micro-lente. Si está distorsionado, la imagen se forma en un punto fuera de eje pero dentro del plano focal y su posición depende del grado de inclinación presente en la sección colectada. El ángulo de inclinación del frente de onda captado por cada micro-lente puede ser estimado en función de la distancia entre el spot desplazado y el spot de referencia (que corresponde al obtenido con un frente de onda plano). La información es posteriormente utilizada para reconstruir la fase del frente de onda distorsionado mediante un conjunto de funciones ortogonales, como pueden ser los polinomios de Zernike (ver Apéndice A). Esta técnica se denomina como modal, ya que para llevar a cabo su reconstrucción el frente de onda es representado mediante la sumatoria de un conjunto de polinomios o modos. El desplazamiento sufrido por la imagen a causa de la inclinación local del frente de onda en cada sub-abertura puede ser medido con un sensor de cuatro cuadrantes colocada en el plano focal de cada micro-lente. Sin embargo, la configuración más común consta de un CCD ubicado en el plano focal del arreglo, mediante el cual se capturan simultáneamente los spots de todas las micro-lentes. Esto forma una matriz de puntos denominados como patrón de Hartmann. Con este tipo de dispositivos es posible determinar el grado de tip y tilt presentes en el frente de onda mediante el cálculo de los modos de Zernike de orden dos y tres. Sin embargo este método resulta ineficiente para sistemas de óptica adaptativa que trabajan en tiempo real ya que la reconstrucción implica un

mayor tiempo de procesamiento. Además, por sus características, utilizar un sensor de Sahck-Hartmann sólo para determinar la distorsión de primer orden implica no hacer uso total de su capacidad.

V.1.2. Sensor de cuatro cuadrantes

Un método comúnmente empleado para llevar a cabo una medición indirecta de la inclinación promedio del frente de onda es utilizando un sensor de cuatro cuadrantes. Este dispositivo consta de cuatro detectores o celdas fotosensibles (generalmente cuadrados) con una separación muy pequeña entre ellos, la posición del spot es determinada mediante la integración de la energía depositada en cada celda. Uno de los mayores inconvenientes que implican la implementación de un sensor de cuatro cuadrantes deriva del alto grado de calibración y precisión requerido. La energía del spot formado por un frente de onda plano sin distorsión debe estar igualmente distribuida entre los cuatro dispositivos foto sensibles que conforman el arreglo de cuatro cuadrantes. Además, ya que existe discontinuidad en la superficie foto sensible de unión entre celdas, hay puntos ciegos que son ignorados por el detector al momento de realizar el sensado. Estos factores pueden resultar en una medición errónea de la inclinación del frente de onda.

V.1.3. Sensor CCD

Un CCD es un dispositivo de estado sólido que puede grabar la intensidad integrada de la luz que detecta sobre su superficie de acuerdo a la posición en la que incide dentro de un arreglo de filas y columnas de píxeles. Consta de un sustrato de silicio que tiene una sección dopada con impurezas pentavalentes y otra con impurezas tetravalentes; ambas secciones forman una unión p-n. El sustrato está cubierto con una capa aislante de dióxido de silicio, sobre la cual se encuentra un conjunto de electrodos transparentes. La posición de cada electrodo en el arreglo matricial del CCD corresponde a un píxel específico (Bradt, 2004).

Algunas de las ventajas más importantes de utilizar un dispositivo CCD como sensor de frente de onda en un sistema de óptica adaptativa son:

- No se requiere realizar una reconstrucción modal ni directa, ya que la inclinación del frente de onda es deducida a partir de la posición de la imagen para cada estado instantáneo de la turbulencia. Esta es obtenida mediante el cálculo de su centro de gravedad (también conocido como centroide), lo que simplifica el algoritmo de control que debe calcular las señales necesarias para llevar a cabo la compensación. Así se reducen significativamente los tiempos requeridos para el procesamiento de la información.
- Los desalineamientos en un sensor CCD pueden ser compensados de manera sencilla mediante una matriz de rotación aplicada sobre la imagen.
- La posición de cada pixel está perfectamente determinada y las discontinuidades en la superficie fotosensible de unión entre cada uno de ellos son despreciables.
- Los detectores CCD son sensibles a la radiación infrarroja, visible, ultravioleta e incluso parte de los rayos X. Por lo tanto permiten realizar observaciones astronómicas de manera eficiente en un amplio rango espectral de luz.
- Tienen una eficiencia aproximada del 70 % en el visible, lo que significa que el 70 % de los fotones incidentes son convertidos a electrones.
- La salida del CCD es muy lineal ya que la cantidad de carga colectada es directamente proporcional al flujo integrado de luz incidente en cada pixel.
- Este dispositivo permite visualizar el campo de observación al tiempo que se realiza la medición. Por lo tanto es posible seleccionar, por ejemplo, una estrella en particular dentro de un cúmulo de objetos que por sus características (intensidad e isoplanicidad con el objeto de interés) sea la más adecuada para funcionar como objeto de referencia. Esto es útil en caso de no contar con una estrella láser artificial.

Actualmente existen en el mercado cámaras CCD comerciales muy eficientes que pueden ser utilizadas para el sensado del frente de onda. Tal es el caso de la cámara prosilica GE-680, cuyo arreglo matricial consta de 480×640 pixeles que miden $7.4 \mu\text{m} \times 7.4 \mu\text{m}$ y puede entregar hasta 205 cuadros por segundo. Este dispositivo resulta una buena opción como sensor del frente de onda en el diseño de un sistema de óptica adaptativa que sea capaz de trabajar bajo condiciones de turbulencia similares a las encontradas en el sitio del OAN de SPM, donde la velocidad de cambio de la atmósfera es de ≈ 100 Hz para el infrarrojo (ver Tabla VII). Un dispositivo similar se empleará en el sistema completo que será instalado en el telescopio de 2.1 m. Sin embargo, para este trabajo se han realizado pruebas experimentales utilizando un detector CCD que trabaja a una velocidad de 18 cuadros por segundo, con un área activa de 480×640 pixeles y donde las dimensiones de cada pixel son de $6 \mu\text{m} \times 6 \mu\text{m}$. Este dispositivo ha sido empleado de manera alternada como sensor de frente de onda y como cámara fotográfica. En el primer caso permite determinar el cambio de posición de la imagen de una fuente puntual cuyo frente de onda es distorsionado mediante la acción de un modulador espacial de luz en el cual se despliegan pantallas de fase de Kolmogorov (como se explica en el capítulo anterior). En el segundo caso se encarga de adquirir las imágenes de corta exposición con y sin corrección de tip/tilt. Las imágenes de larga exposición son obtenidas como el promedio de todas las imágenes de corta exposición.

V.2. Actuador tip/tilt

El dispositivo corrector para la inclinación del frente de onda empleado en este trabajo consiste en un arreglo de actuadores tip/tilt (modelo S-330 de Physik Instrumente). Este arreglo consta de cuatro piezoeléctricos sujetos a una plataforma metálica, los cuales pueden generar desplazamientos muy pequeños en función del voltaje que les es aplicado (ver figura 26). Los piezoeléctricos están colocados de manera que cada par de ellos conforma un eje del actuador. Se tienen dos ejes independientes y perpendiculares que están interconectados en una configuración eléctrica conocida

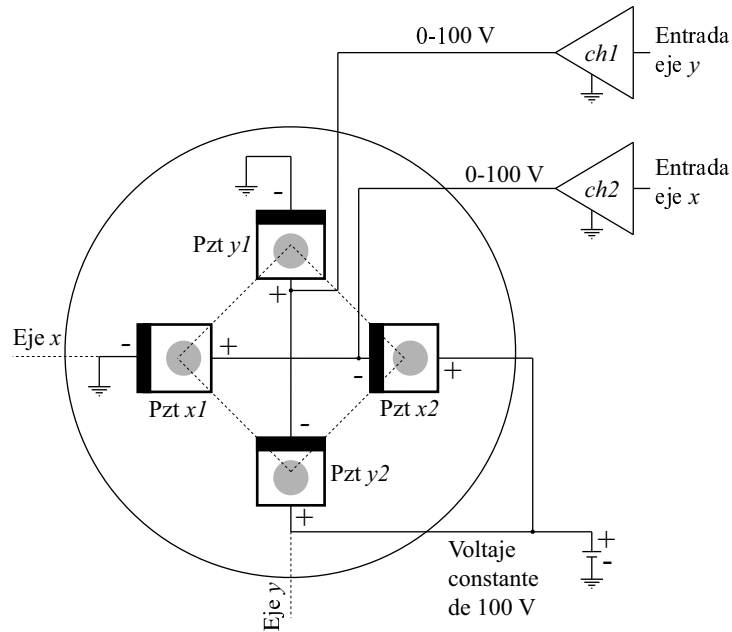


FIGURA 26.- Diagrama interno del arreglo de piezoeléctricos (pzt) que conforman al actuador tip/tilt en configuración push-pull y sus voltajes de operación (vista aérea). Cada par de piezoeléctricos conforma un eje del actuador.

como push-pull diferencial. Esto quiere decir que si en un piezoeléctrico ocurre un desplazamiento de contracción, en el otro piezoeléctrico que forma parte del mismo eje se da simultáneamente un desplazamiento idéntico pero de expansión y viceversa. Este diseño permite generar inclinaciones de gran resolución angular sobre los ejes x y y de la plataforma, uno para el tip y otro para el tilt.

Cada eje es controlado mediante un rango de voltajes de operación que puede variar de 0 a 100 V. Se requiere además de un voltaje constante igual a 100 V. Cuando a uno de los ejes se le aplica un voltaje 50 V, los dos piezoeléctricos que lo conforman se encuentran a la mitad de su máxima expansión; esto se denomina como posición de cero inclinación. Un incremento de voltaje produce inclinación en un sentido y un decremento causa inclinación en el sentido contrario. La Tabla VIII muestra algunos datos técnicos del actuador tip/tilt obtenidos de la hoja de especificaciones del fabricante.

TABLA VIII.- Datos técnicos del actuador tip/tilt modelo S-330 de Physik Instrumente (Obtenidos de la hoja de especificaciones del fabricante).

Ángulo total (tip/tilt)	$(\theta_{tip/tilt})$	10	mrad
Resolución angular	$(\Delta\theta_{tip/tilt})$	0.25	μrad
Frecuencia de resonancia	(f_r)	3.3	kHz
Distancia punto pivote-plataforma	(T)	6	mm
Inercia del actuador	(I_{mo})	1530	$\text{g}\cdot\text{mm}^2$

V.2.1. Frecuencia de resonancia

Dado su comportamiento dinámico este dispositivo tiene una frecuencia de resonancia que debe ser evitada, ya que trabajar esa velocidad puede dañar el arreglo de piezoeléctricos. Esta frecuencia se calculó en función del momento inercial de la carga total soportada por el actuador, I_{mt} , que para este caso consiste de un espejo pegado a una montura circular de aluminio (ver figura 27(a)). Esta puede ser colocada sobre la plataforma del actuador tip/tilt mediante un mecanismo de ajuste (como una abrazadera), lo cual permite cambiar el espejo cuando sea necesario, sin riesgo de dañar el arreglo de piezoeléctricos por el forcejeo natural que ocurriría si estuviera directamente pegado a la superficie del actuador. Para realizar el cálculo de la frecuencia de resonancia es necesario considerar que el momento de inercia de la carga está compuesto por las contribuciones tanto del espejo como de la montura.

Momento de inercia de la montura

La forma geométrica de la montura puede ser descompuesta en un conjunto de anillos (o discos huecos), como se observa en la figura 27(b). Para determinar el momento de inercia de cada anillo (cuyos datos se presentan en la Tabla IX) se calculó primero el momento de inercia del disco externo de diámetro D_{ext} . Según los datos técnicos encontrados en la hoja de especificaciones del fabricante, el momento de inercia del actuador para un disco puede ser obtenido mediante la ecuación

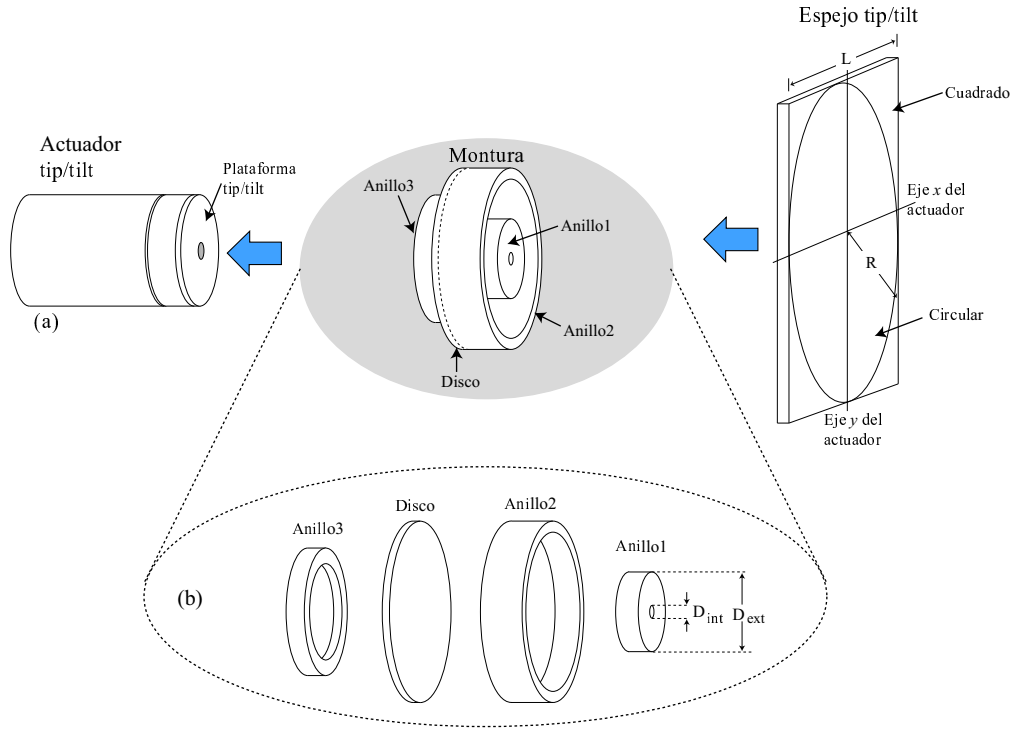


FIGURA 27.- Actuador tip/tilt y montura de aluminio. (a) El espejo tip/tilt que puede tener geometría circular (de radio R) o cuadrada (cuyos lados L están orientados de la manera mostrada con respecto a los ejes del actuador) se encuentra pegado a una montura circular de aluminio. El anillo 3 de la montura puede ser ajustado para sujetarse a la plataforma tip/tilt como una abrazadera. (b) Aunque la montura de aluminio es un solo cuerpo, para realizar el cálculo de la frecuencia de resonancia ésta es vista como la composición de 3 anillos, cada uno con un diámetro interno D_{int} y un diámetro externo D_{ext} , además de un disco sólido.

$$I_{md} = m \left[\frac{3R^2 + H^2}{12} + \left(\frac{H}{2} + T \right)^2 \right], \quad (36)$$

donde m es la masa, R es el radio, H corresponde al espesor y T es la distancia del punto pivote a la superficie (ver Tabla IX). Posteriormente fue determinado el momento de inercia del disco interno o sección hueca de diámetro D_{int} (ver figura 27(b)). El momento total del anillo es igual a la diferencia entre el momento del disco externo y el momento del disco interno. El momento de inercia total de la montura fue calculado al realizar la sumatoria del momento individual de cada anillo más el momento del disco sólido. Los resultados se presentan en la tabla IX.

TABLA IX.- Datos de las diferentes cargas que contribuyen al momento de inercia y la frecuencia de resonancia del actuador.

	Montura de aluminio					Espejo	
	Anillo 1	Anillo 2	Anillo 3	Disco	Total	Vidrio	Xerodur
D_{int} (cm)	0.7	3.5	2.5	4	0.7	-	5.1
D_{ext} (cm)	2.5	4	3.5	4	4	-	5.1
L (cm)	-	-	-	-	-	3.8	-
Dens (g/cm ³)	2.69	2.69	2.69	2.69	2.69	2.53	2.53
Vol (cm ³)	2.26	1.47	2.35	3.76	9.84	4.33	28.59
m (g)	6.1	3.97	6.35	10.17	26.59	10.96	72.35
H (cm)	0.5	0.5	0.5	0.3	1.3	0.3	1.4
T (cm)	0.9	0.9	0.1	0.6	0.9	1.4	1.4
$I_{m(d/c)}$ (g.cm ²)	10.77	12.35	8.26	15.97	47.35	39.6	448.53
I_{mt} (g.cm ²)	-	-	-	-	-	86.96	495.89
f' (kHz)	-	-	-	-	-	1.27	2.86

Momento de inercia de un espejo cuadrado de vidrio

Para las pruebas en el laboratorio se utilizó un espejo cuadrado de vidrio aluminizado. Su momento de inercia fue calculado según

$$I_{mc} = m \left[\frac{L^2 + H^2}{12} + \left(\frac{H}{2} + T \right)^2 \right], \quad (37)$$

donde L es la longitud de cada lado orientado de manera perpendicular a cualquiera de los ejes del actuador (ver figura 27(a)).

Momento de inercia de un espejo circular de Xerodur

La tabla IX también muestra los parámetros de un espejo circular de Xerodur, que ha sido considerado por que este material presenta un bajo coeficiente de expansión térmica. Esto lo hace muy conveniente para aplicaciones prácticas en el observatorio, donde ligeras fluctuaciones de temperatura pueden alterar la forma del espejo y de la imagen, lo cual puede introducir una distorsión adicional causando que la corrección de tip/tilt no se realice adecuadamente. El momento inercial para este espejo fue determinado mediante la expresión (36).

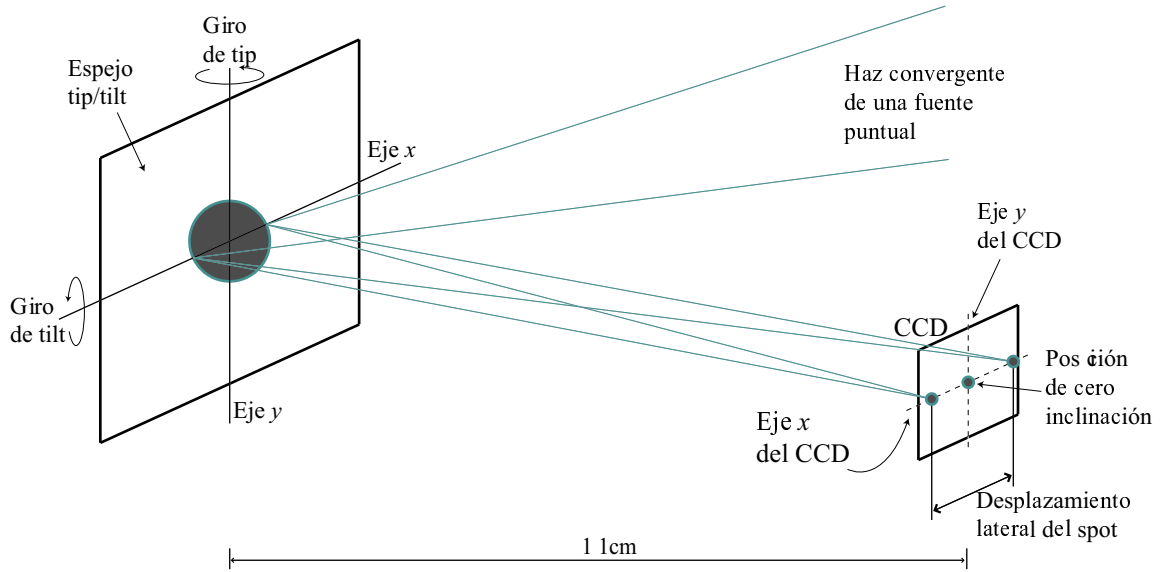


FIGURA 28.- Desplazamiento lateral de la imagen de una fuente puntual (enfocada sobre un CCD) debido a variaciones de voltaje en el eje x del actuador que ocasionan inclinaciones de tip.

Frecuencia de resonancia de la carga completa

Una vez conocido el momento de inercia total de la carga I_{mt} (compuesto por el espejo y la montura), se obtuvo la frecuencia de resonancia del actuador para ambos espejos (ver Tabla IX) utilizando la ecuación

$$f' = \frac{f_r}{\sqrt{1 + I_{mt}/I_{mo}}}, \quad (38)$$

donde f_r e I_{mo} corresponden a la frecuencia de resonancia y al momento de inercia del actuador sin carga (estos datos son proporcionados por el fabricante y se presentan también en la Tabla VIII).

V.2.2. Caracterización

El actuador tiene un comportamiento ampliamente lineal ya que cuenta con un servomecanismo de control de posición integrado que le da gran estabilidad y precisión. Para llevar a cabo la caracterización, este fue colocado primeramente en la posición de cero inclinación, es decir con un voltaje aplicado de 50 V en ambos ejes.

Partiendo de esta posición inicial se hizo un barrido de voltajes en el eje x del actuador que va desde 0 V hasta 100 V, con incrementos de 2 V (aplicando un voltaje constante de 50 V en el eje y). Como consecuencia se genera un desplazamiento de la imagen de una fuente puntual sobre el eje horizontal del CCD colocado en el plano focal (ver figura 28). El desplazamiento es debido al movimiento angular (tip) del espejo sobre el eje y del actuador. La posición de la imagen en el CCD puede ser determinada calculando su centroide. Para cada valor de voltaje se obtuvo la distancia en pixeles entre la posición de la imagen desplazada y su posición inicial en el CCD (cero inclinación). Este mismo procedimiento se realizó manteniendo un voltaje constante de 50 V en el eje x y haciendo un barrido de 0 V a 100 V con incrementos de 2 V en el eje y . De esta manera se provoca un desplazamiento angular en el espejo sobre el eje x del actuador (tilt) y la imagen de la fuente puntual adquiere distintas posiciones a lo largo del eje y del CCD. Los resultados obtenidos con ambos ejes del actuador se grafican en la figura 29(a). Cuando el voltaje es igual a 50 V el actuador se encuentra en posición de cero inclinación por lo tanto no hay desplazamiento. Voltajes menores a 50 V causan un desplazamiento en un sentido (indicado con el signo positivo) con respecto a la posición de cero inclinación y voltajes mayores a 50 V generan un desplazamiento en sentido contrario (indicado con el signo negativo).

El ángulo de tip y tilt provocado por cada valor de voltaje se puede determinar mediante la tangente inversa de la relación dada entre el desplazamiento del spot y la distancia medida desde el CCD hasta la superficie del espejo tip/tilt, que en este caso es de 11 cm. El comportamiento angular del actuador tanto para tip como para tilt se muestra en la figura 29(b). El desplazamiento total de la imagen alcanzado es de aproximadamente 174 pixeles ($\approx 1,044 \mu\text{m}$) en el eje horizontal del CCD y 164 pixeles ($\approx 984 \mu\text{m}$) en el eje vertical. Esto corresponde a un desplazamiento angular total de 9.5 mrad en el eje x (tip) y 9 mrad en el eje y (tilt). Para lograr un desplazamiento igual a la longitud de un pixel ($6 \mu\text{m}$) es necesario aplicar un incremento de voltaje de 0.576 V en el eje x del actuador y 0.598 V en el eje y . Esta relación de volts por

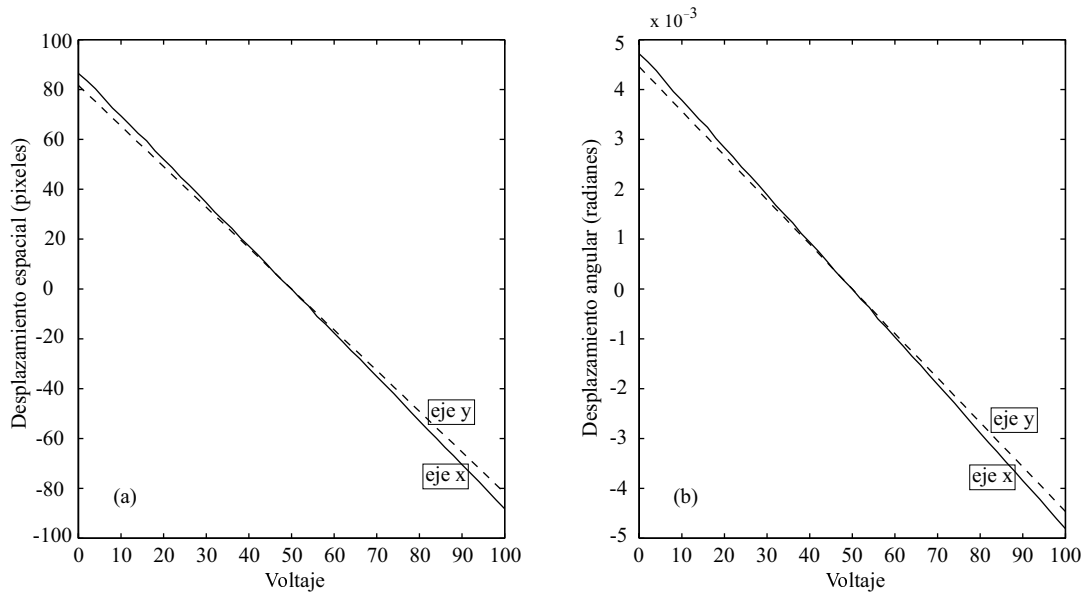


FIGURA 29.- Caracterización del actuador tip/tilt: (a) desplazamiento espacial sobre el CCD y (b) desplazamiento angular. La línea continua describe el comportamiento lineal obtenido al realizar un barrido de 0 a 100 V de corriente directa en el eje x y la línea punteada representa lo mismo pero para el eje y . El signo indica el sentido en el que se realiza el desplazamiento.

pixeles fue obtenida calculando la pendiente de la recta de caracterización de cada eje y será utilizada posteriormente por el algoritmo de control para realizar la corrección de tip/tilt.

En la figura 29 se pueden observar ligeras diferencias en cuanto a la respuesta obtenida para una misma variación de voltaje en cada eje del actuador. Estas variaciones se atribuyen a la manera en la que los ejes están orientados (horizontal o verticalmente). En este sentido, el eje x está colocado paralelo a la mesa óptica y realiza un desplazamiento lateral sobre el CCD, mientras que el eje y es perpendicular y debe realizar un desplazamiento ascendente y descendente. Este último requiere mayor esfuerzo para mover la carga completa conformada por el espejo y la montura de aluminio cuando el movimiento es ascendente.

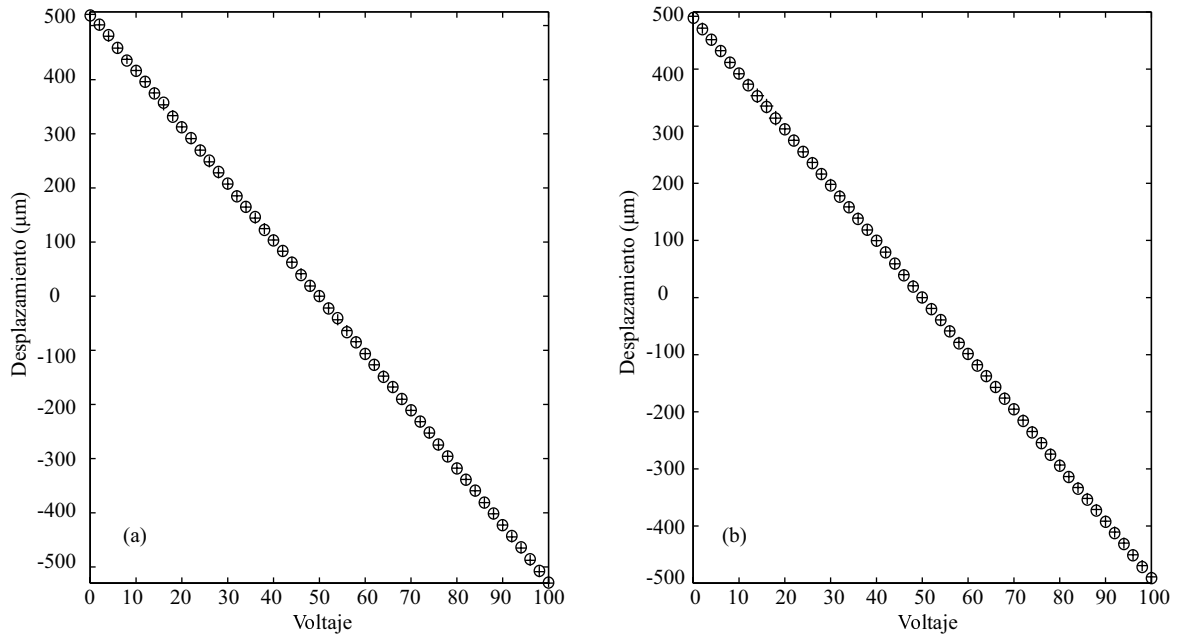


FIGURA 30.- Histéresis del actuador tip/tilt: (a) eje x y (b) eje y . Los círculos representan las mediciones tomadas en sentido ascendente y las cruces las de sentido descendente.

V.2.3. Histéresis

Actualmente el término histéresis está presente en muchos de los problemas de interés científico y tecnológico; es el fenómeno de inercia por el cual un material que ofrece resistencia al cambio tiende a conservar sus propiedades, de tal manera que el proceso de variación es distinto en un sentido que en el contrario (Creus, 2005). Para determinar el grado de histéresis del actuador tip/tilt se ha hecho un barrido de voltajes mediante un procedimiento similar al empleado durante la caracterización. Primero en sentido ascendente (de 0 a 100 V con incrementos de 2 V) y después en sentido descendente (100 a 0 V con decrementos de 2 V). Para cada valor de voltaje se midió la distancia (en μm) entre la posición del spot y el punto de cero inclinación. Los resultados obtenidos para los ejes x y y del actuador se muestran en la figura 30. El valor absoluto de la diferencia entre las distancias medidas para un mismo valor de voltaje tras realizar los barridos de subida y de bajada se grafican en las figuras 31(a) para el eje x y 31(b) para el eje y .

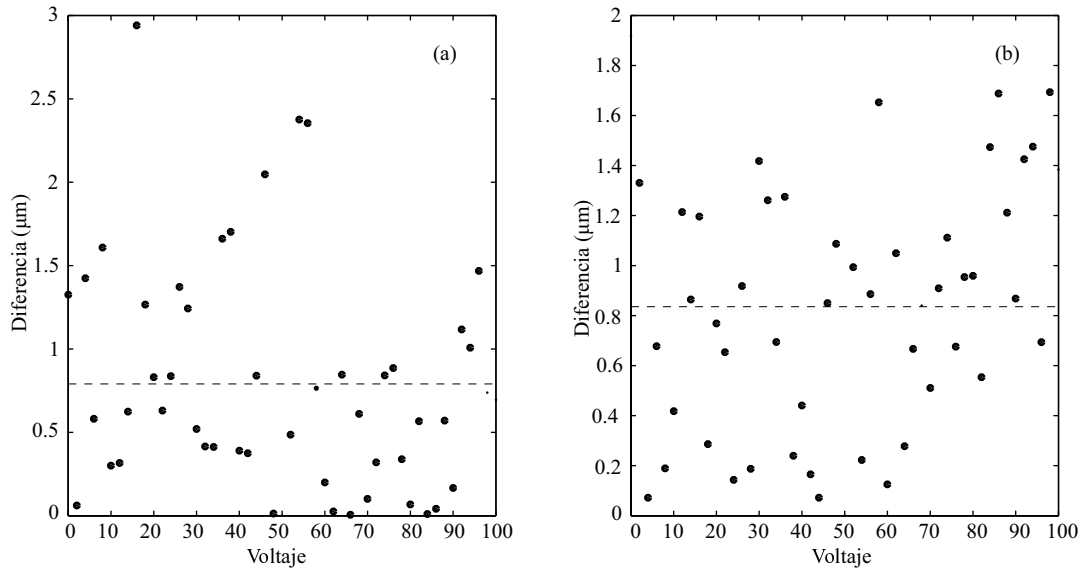


FIGURA 31.- Diferencias (en valor absoluto) de las mediciones tomadas en sentido ascendente y descendente al realizar un barrido de voltajes de corriente directa que va desde 0 V hasta 100 V para el eje x (a) y el eje y (b) del actuador tip/tilt. La línea punteada representa el promedio de las fluctuaciones.

Se puede observar que la mínima desviación en el eje x es de 0 μm y ocurre cuando el voltaje aplicado es de 50 V (posición de cero inclinación). La máxima desviación, que es de 2.94 μm , se da a los 16 V; en este caso la medición tomada en sentido ascendente entrega una distancia de 356.75 μm y en sentido descendente es de 353.81 μm . Por lo tanto el valor de la distancia medida desde el punto de cero inclinación hasta la posición del spot cuando se aplica un voltaje de 16 V en el eje x del actuador es de $355.28 \pm 1.47 \mu\text{m}$. En el eje y se encontró una desviación mínima de 0 μm , una máxima de 1.92 μm y un promedio de las fluctuaciones igual a 0.83 μm . La diferencia menor se dió para un voltaje aplicado de 50 V y la mayor para 0 V; el valor del desplazamiento para el barrido ascendente en este caso es de 489.89 μm y en sentido descendente es de 491.81 μm . Se puede decir que el valor real fluctúa entre $490.85 \pm 0.96 \mu\text{m}$. Estas diferencias son incluso mucho menores al tamaño de cada pixel del CCD, cuyas dimensiones son de $6 \mu\text{m} \times 6 \mu\text{m}$.

V.3. Sistema de control en lazo cerrado

Este sistema está conformado por diferentes etapas que trabajan en conjunto para realizar el procesamiento de las imágenes adquiridas mediante la cámara CCD y para controlar la inclinación del espejo plano. Los componentes del sistema de control empleado son representados mediante un diagrama a bloques en la figura 32 y el funcionamiento de cada uno de ellos se describe a continuación.

- *Computadora* - Realiza el procesamiento de la imagen entregada por la cámara CCD para determinar el centroide de la estrella de referencia (coordenadas (x, y) dentro de la matriz imagen) y para calcular el voltaje que debe ser aplicado en ambos ejes del arreglo de piezoeléctricos que conforman al actuador tip/tilt. Todas las rutinas de control y procesamiento son ejecutadas en MATLAB.
- *Etapas de adecuación* - Está conformada por una tarjeta de adquisición de datos NI-6008 y un amplificador operacional. La primera cuenta con salidas analógicas que pueden generar niveles de voltaje en función de una palabra digital de 12 bits, en el intervalo de 0 a 5 V. El segundo amplifica estos voltajes por un factor de dos para ajustarlos al rango de alimentación del amplificador de potencia que controla al actuador. Se requieren dos salidas analógicas, una para cada eje del actuador y cada una debe ser amplificada independientemente.
- *Módulo de control* - Esta etapa se encarga de controlar la posición del actuador en función del voltaje de entrada. Consta de los siguientes submódulos:
 - *Amplificación* - Este recibe voltaje a la entrada en un intervalo de 0 a 10 V y lo convierte a la salida a voltajes en el rango de 0 a 100 V, necesarios para lograr un desplazamiento nanométrico en el arreglo de piezoeléctricos.
 - *Servomecanismo de control de posición* - Opera en lazo cerrado con el actuador tip/tilt y el módulo de amplificación. Cuenta con dos canales de

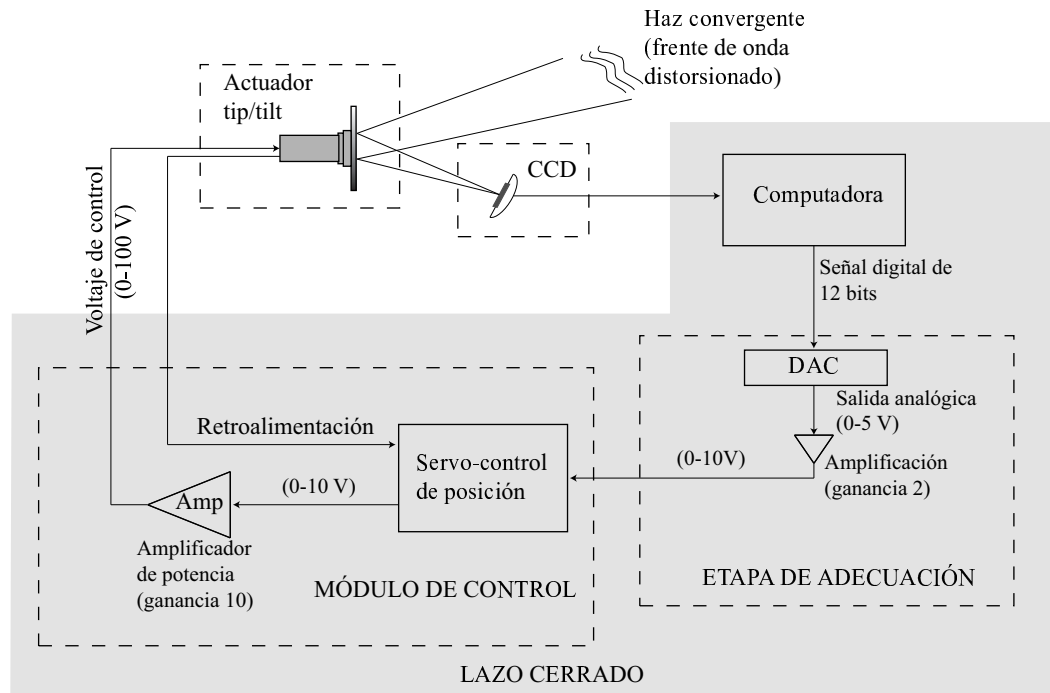


FIGURA 32.- Diagrama a bloques del sistema de control en lazo cerrado para un canal.

entrada cada uno dotado con sensores de posición capacitivos. Es capaz de mantener la posición del actuador durante tiempos prolongados y su excelente linealidad le da una gran estabilidad. Otra característica importante es su resolución angular ($0.25 \mu\text{rad}$) y su habilidad para trabajar a frecuencias incluso superiores a los 10 kHz.

V.3.1. Algoritmo de control

La secuencia lógica llevada a cabo por el algoritmo de control es la siguiente:

1. Se inicializa la cámara CCD creando un canal virtual a través del cual se puede adquirir la imagen en el momento deseado.
2. Se establece la comunicación entre la tarjeta de adquisición y la computadora.
 - Se habilitan dos salidas analógicas, una para cada eje del actuador.

- El voltaje inicial en ambas salidas analógicas de la tarjeta de adquisición (V_x para el eje x y V_y para el eje y del actuador) es de 2.5 V. Después de las etapas de amplificación se convierte en un voltaje aplicado al actuador de 50 V. Con esto, el desplazamiento de expansión de cada piezoeléctrico es igual al desplazamiento de contracción y el espejo, además de tener cero inclinación, tiene los mismos grados de libertad para girar en los dos ejes, tanto en sentido de las manecillas del reloj como en sentido contrario.
- 3. Se obtiene la imagen limitada por difracción de la fuente puntual (sin distorsión del frente de onda) y se almacena.
- 4. Se despliega una primera pantalla de fase en el modulador espacial y se adquiere la imagen distorsionada de corta exposición a través de la cámara CCD.
- 5. Se almacena la imagen de corta exposición sin corrección y se binariza al 70 % . Es decir que los valores mayores al 70 % de la intensidad máxima de la imagen son representados con unos y los valores menores son representados con ceros. Posteriormente se calcula el centroide (coordenadas (x, y)) de la región de unos, la cual corresponde a la zona de mayor intensidad de la imagen. Este es llamado el centroide de referencia y se representa como c_{rx} para la posición horizontal y como c_{ry} para la vertical.
- 6. Se envía una nueva pantalla de fase al modulador espacial y se obtiene la imagen distorsionada.
- 7. Se almacena la imagen de corta exposición sin corrección y se calcula el centroide actual de la imagen binarizada al 70 % que es representado como c_x para la posición horizontal y como c_y para la posición vertical.
- 8. Se determina la distancia en pixeles que hay entre las coordenadas del centroide de referencia y el centroide actual como $\Delta_x = c_{rx} - c_x$ y $\Delta_y = c_{ry} - c_y$.

9. Se calcula el voltaje que es necesario aplicar en ambos ejes del actuador para cambiar la inclinación del espejo, de manera que las coordenadas del centroide actual coincidan con las coordenadas del centroide de referencia. Para ello se emplea la relación de volts por pixeles obtenida durante la caracterización ($v_{ppx} = 0.576$ V y $v_{ppy} = 0.598$ V). El voltaje necesario para realizar la corrección de tip está dado como $V_{tip} = V_x - (\Delta_x)v_{ppx}$ y para la compensación de tilt es $V_{tilt} = V_y - (\Delta_y)v_{ppy}$. En este caso V_x y V_y son los voltajes aplicados a los ejes x y y respectivamente del actuador.
10. Se actualiza el voltaje aplicado en cada eje del actuador, $V_x = V_{tip}$ y $V_y = V_{tilt}$. Así se realiza la corrección instantánea para un solo evento.
11. Se almacena la imagen de corta exposición corregida.
12. Los pasos del 6 al 11 se repiten en función del número de eventos que se quieran realizar, lo cual depende del tiempo de exposición.
13. Las imágenes de corta exposición son promediadas en función del número de eventos para obtener las imágenes de larga exposición con y sin corrección.

V.4. Pruebas realizadas al sistema bajo condiciones controladas

Para modelar diferentes condiciones de turbulencia atmosférica en el laboratorio y evaluar el funcionamiento del sistema de corrección de tip/tilt, se propusieron valores de seeing cercanos al medido por el equipo de pruebas del proyecto denominado como «Telescopio de Treinta Metros» (TMT). Este ha llevado a cabo campañas de medición, entre otros sitios, en el OAN de SPM para seleccionar el mejor lugar del mundo que por sus condiciones atmosféricas favorezca a la colocación de uno de los telescopios de mayor resolución nunca antes fabricados. Como resultado de los estudios del equipo del TMT se tiene que el seeing característico en el OAN de SPM es de $0.79''$.

TABLA X.- Parámetros estadísticos que representan las condiciones atmosféricas para varios casos de seeing cercanos a los $0.79''$ medidos en el sitio del OAN por el equipo TMT. Los valores de t_0 , θ_0 y r_0 fueron calculados mediante las ecuaciones (4), (5) y (6) respectivamente.

Seeing		r_0 (cm)	θ_0		t_0 (ms)	f_0 (Hz)
($''$)	(μrad)		($''$)	(μrad)		
0.5	2.42	25.47	4.05	19.6	8.3	110
0.79	3.83	16.12	2.56	12.41	5.3	188
1	4.84	12.73	2.02	9.83	4.2	238
1.5	7.27	8.49	1.35	6.55	2.8	357

Los cuatro casos de seeing elegidos para las pruebas realizadas con el sistema de tip/tilt propuesto en este trabajo son $0.5''$, $0.79''$, $1''$ y $1.5''$. Para cada uno de ellos se calculó el parámetro de Fried mediante la ecuación (6) considerando una longitud de onda en el rojo de 632.58 nm , que es a la cual emite el láser de He-Ne utilizado durante las pruebas experimentales. Posteriormente, se generó una secuencia de 200 pantallas de fase de Kolmogorov con cada valor de r_0 calculado, las cuales fueron adecuadas para poder ser desplegadas en el modulador espacial de luz. También se estimaron los tiempos de coherencia de cada caso propuesto empleando la expresión (4), esto con el fin de determinar la frecuencia de cambio de la turbulencia $f_o = 1/t_o$. Así se encontró la mínima velocidad a la que el sistema debe de trabajar de manera que para cada estado instantáneo de la turbulencia pueda al menos realizar una medición del frente de onda, ejecutar el algoritmo de control y aplicar la corrección a través del actuador. El ángulo isoplanático es un parámetro importante ya que determina la separación angular máxima que puede existir entre el objeto de referencia (una estrella muy brillante) y el objeto de interés. Puesto que toda la luz que pasa por una misma región de coherencia es igualmente afectada por la turbulencia, el frente de onda colectado que se encuentra dentro de la porción del campo de observación comprendido por el ángulo isoplanático será igualmente corregido por el sistema de óptica adaptativa.

Una forma de simular experimentalmente el comportamiento dinámico de la turbulencia es enviando al modulador la secuencia de pantallas de fase mediante una

trama de video con una relación de cuadros por segundo igual al valor de la frecuencia f_o . En este caso se puede realizar un sistema sencillo de compensación tip/tilt como el que se muestra en el diagrama de la figura 33. Donde un sensor CCD realiza la medición del centroide de la estrella a una gran velocidad (por lo menos con una frecuencia f_o) y la compensación se lleva a cabo al mismo tiempo que un CCD científico captura la imagen de larga exposición corregida. La tabla X muestra los valores de f_o que determinan las velocidades mínimas requeridas para que el sistema pueda desempeñarse eficientemente en cada caso de seeing.

No obstante, para las pruebas realizadas en este trabajo se utilizó solo un dispositivo CCD que, además de funcionar como sensor, también fue utilizado de forma alternada como cámara fotográfica, con la cual se obtuvieron imágenes de corta exposición para su procesamiento. La corrección se llevó a cabo siguiendo el algoritmo antes descrito, en el cual la velocidad de cambio de las pantallas de fase no está determinado por la frecuencia f_o , sino por la velocidad misma de ejecución de las rutinas implementadas en MATLAB para el control del sistema. Las imágenes de larga exposición fueron obtenidas tras promediar las imágenes de corta exposición con corrección y sin corrección. Como se mencionó, la figura 32 ilustra el diagrama de bloques de los componentes del sistema de corrección de tip/tilt implementado.

V.4.1. Compensación de tip/tilt

El paso inicial de los experimentos realizados consiste en desplegar en el modulador espacial de luz la secuencia de pantallas de fase previamente generadas. De esta manera se deforma el frente de onda, primero de una fuente puntual que hace la función de estrella objeto y posteriormente de dos spots de luz muy cercanos que simulan una estrella binaria. En esta sección se presentan las imágenes obtenidas experimentalmente con corrección y sin corrección de tip/tilt cuyo frente de onda ha sido afectado por diferentes grados de turbulencia atmosférica. Además se realiza un análisis radiométrico mediante el cual se determina el porcentaje de mejora de la

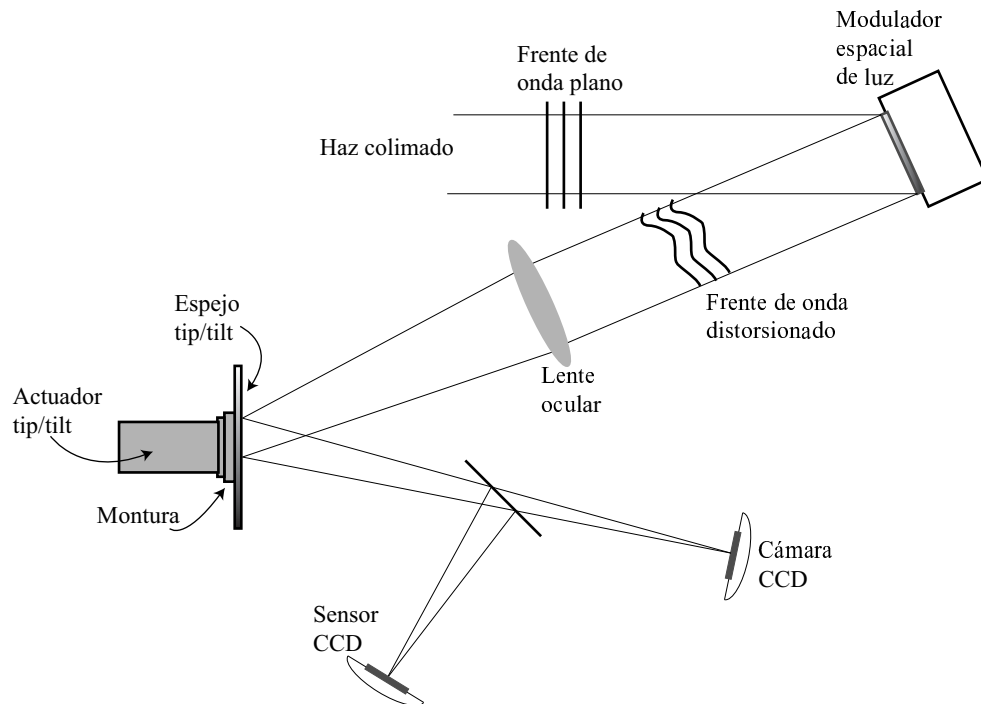


FIGURA 33.- Arreglo de un sistema sencillo de óptica adaptativa para la compensación de tip/tilt utilizando un CCD de alta velocidad como sensor de frente de onda y un CCD científico como cámara fotográfica.

imagen gracias a la implementación del sistema de óptica adaptativa propuesto.

Fuente puntual

Siguiendo el procedimiento descrito por el algoritmo de control se ha realizado la compensación en la inclinación del frente de onda de una fuente puntual, cuya imagen sin distorsión (al límite de difracción) se puede observar en la figura 34. Esta ha sido distorsionada por los diferentes casos de seeing atmosférico propuestos anteriormente, los cuales son cercanos al valor real medido en SPM (1.5", 1", 0.79", 0.5 "). Las imágenes de larga exposición obtenidas tras promediar 200 imágenes distorsionadas de corta exposición para cada caso de turbulencia considerado son ilustradas en la figura 35. Sus correspondientes perfiles de intensidad normalizados con respecto al máximo de la imagen al límite de difracción (ILD) se grafican en la figura 36.

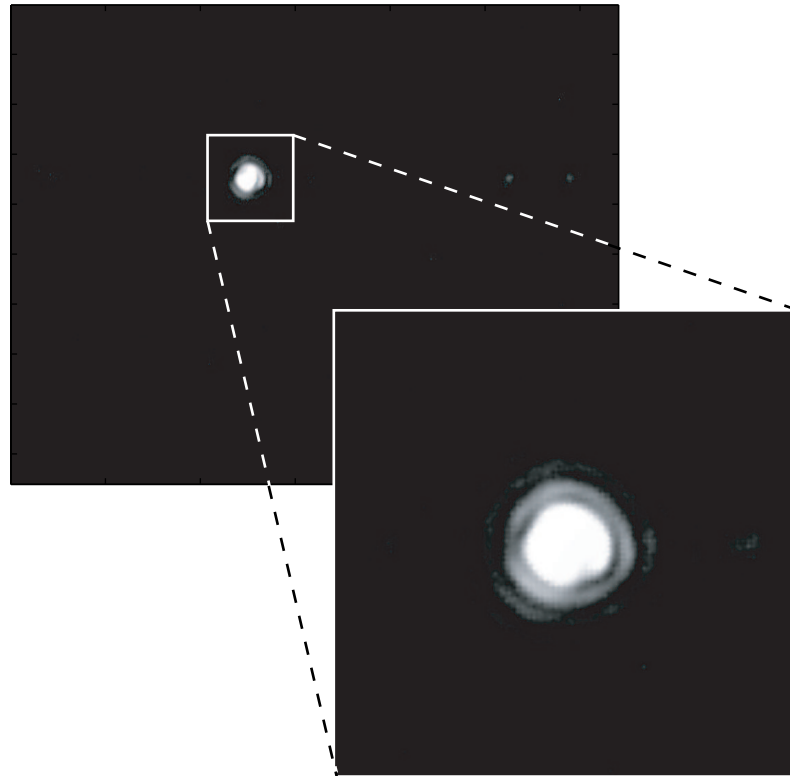


FIGURA 34.- Imagen al límite de difracción de una fuente puntual que simula de manera experimental una estrella objeto generada utilizando el arreglo mostrado en la figura 18. Esta puede ser distorsionada de manera similar a como lo hace la turbulencia atmosférica al desplegar pantallas de fase de Kolmogorov en el modulador espacial de luz. Se pueden observar pequeños spots debidos a la luz difractada tras aplicar una pantalla de corrimiento de fase mediante la cual se separa el componente especular de la imagen de interés según se explica en la sección IV.2.3.

Las pantallas de fase calculadas para un seeing más grande simulan una distribución de celdas de coherencia más pequeñas (r_0 se reduce). Al ser desplegadas en el modulador espacial de luz, estas pantallas de fase producen una imagen que tiende a estar más distorsionada (el speckle es más abundante) conforme el seeing crece. Esto se debe a que las celdas de coherencia (cuyo tamaño es menor al diámetro de la abertura del sistema óptico) son vistas por el sistema atmósfera-telescopio (en este caso conformado por la pantalla de fase y la lente ocular) como aberturas limitadoras, las cuales se hacen cada vez más pequeñas conforme se incrementa el seeing. Bajo estas condiciones el cambio de posición de la imagen en el plano del CCD para

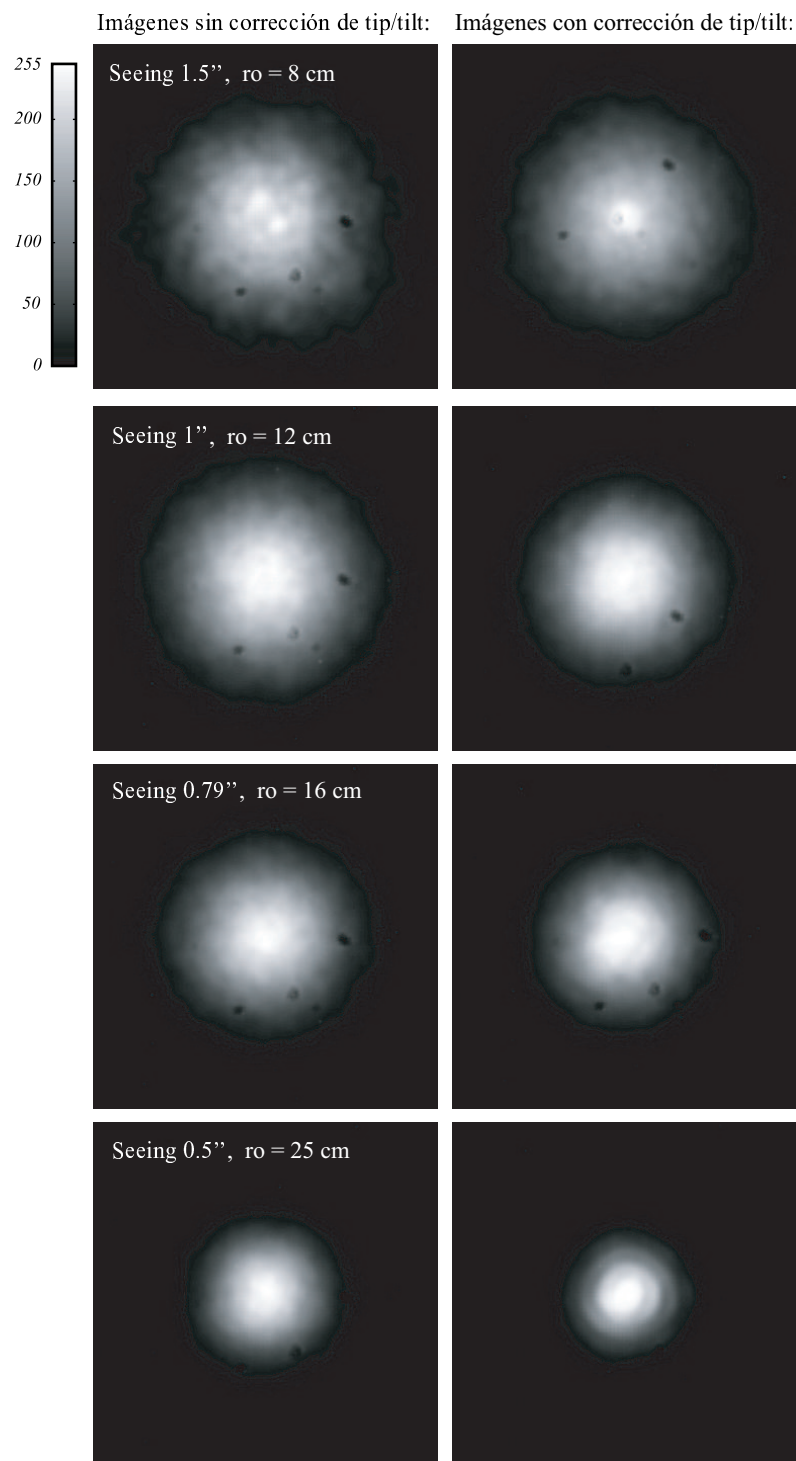


FIGURA 35.- Imágenes de larga exposición de una fuente puntual afectada por diferentes grados de turbulencia: a la izquierda se pueden observar las imágenes sin corrección de tip/tilt y a la derecha las imágenes corregidas a través del sistema de compensación. En todos los casos se usaron 200 eventos.

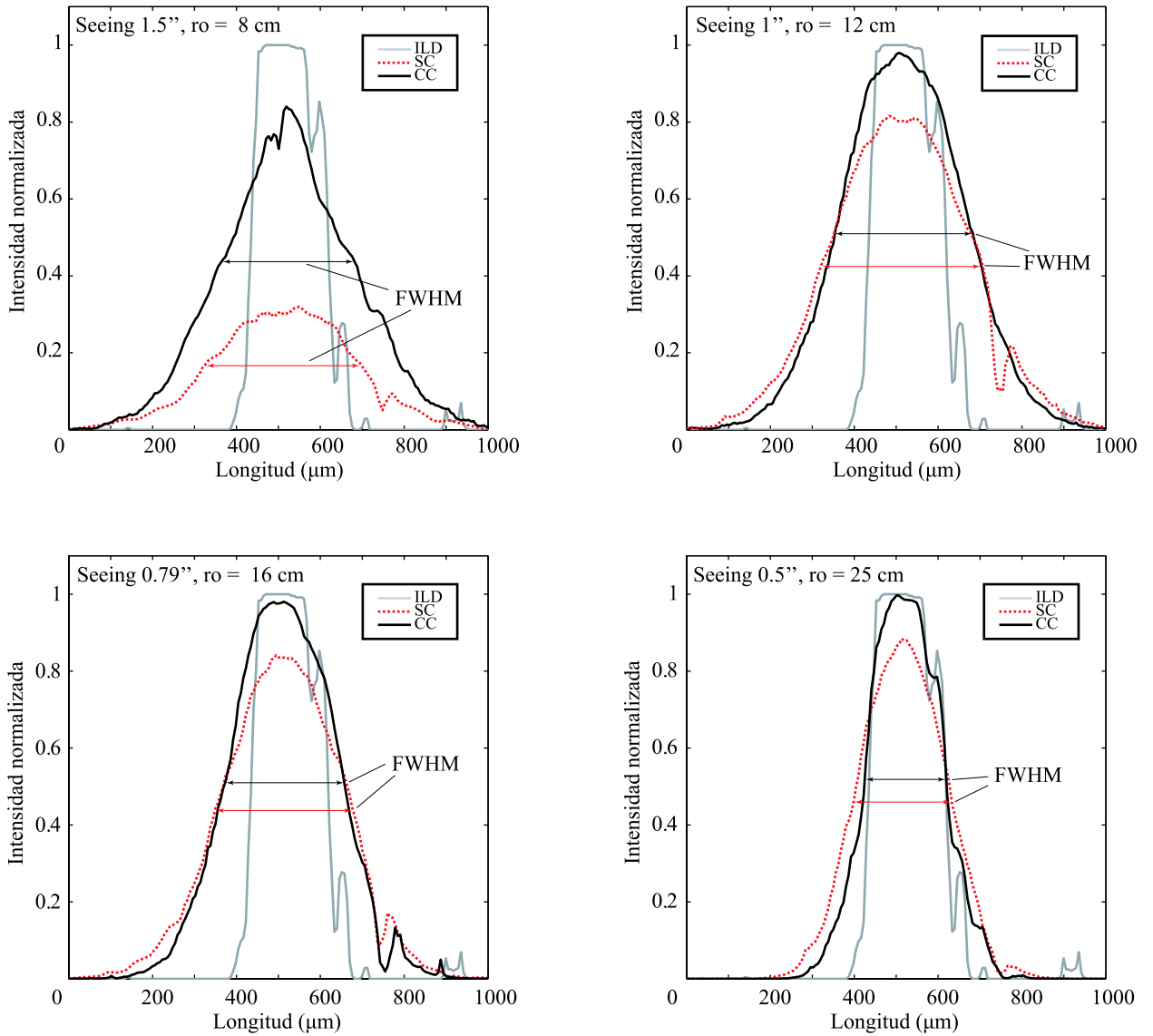


FIGURA 36.- Perfiles de intensidad de las imágenes de larga exposición corregidas (a) y sin corrección (b) obtenidas de manera experimental para diferentes valores de seeing (promedio de 200 imágenes de corta exposición).

cada pantalla de fase genera desplazamientos cada vez mayores, lo que implica que la inclinación promedio en la fase del frente de onda también es mayor. La mejora en la calidad de la imagen (disminución del FWHM y aumento de la intensidad pico) que puede ser lograda gracias al sistema de tip/tilt se vuelve más notoria conforme el seeing se decrementa, ya que la turbulencia se debilita. De esta manera la imagen

TABLA XI.- Mediciones del FWHM y de la intensidad pico (normalizada con respecto a la ILD) de las imágenes de larga exposición con corrección (C/C) y sin corrección (S/C) de tip/tilt obtenidas experimentalmente para una fuente puntual afectada por diferentes casos de turbulencia atmosférica.

Seeing (")	FWHM(μm)		Intensidad (norm)	
	C/C	S/C	C/C	S/C
1.5	387.979	429.548	0.840	0.319
1	381.051	443.405	0.979	0.816
0.79	325.625	381.051	0.980	0.841
0.5	221.702	263.271	0.997	0.883

corregida está menos distorsionada y es cada vez más parecida a la imagen limitada por difracción tanto en forma como en ancho a media altura y en intensidad.

En la Tabla XI se presentan las mediciones tanto del FWHM como de la intensidad máxima normalizada de las imágenes de larga exposición con corrección (C/C) y sin corrección (S/C). Para el caso de la imagen al límite de difracción se tiene un FWHM de $207.846 \mu\text{m}$ y una intensidad normalizada igual a 1. El FWHM de la imagen corregida cuando el seeing es de $0.5''$ mide $221.7 \mu\text{m}$, mientras que para el caso de la imagen al límite de difracción es de $207.8 \mu\text{m}$. Por lo tanto, el FWHM de la imagen corregida presenta un incremento de $13.9 \mu\text{m}$ con respecto al de la ILD, es decir que crece en un 6.6% . La intensidad normalizada para este mismo caso de turbulencia es de 0.997 cuando se realiza la compensación; esto implica un deterioro del 0.3% comparado con la intensidad máxima normalizada de la ILD. La Tabla XII presenta los resultados obtenidos al realizar un análisis similar para cada caso de turbulencia mediante el cual se determina el porcentaje de incremento en el FWHM y de decremento en la intensidad de las imágenes corregidas y sin corrección con respecto a la imagen al límite de difracción.

La compensación en la inclinación del frente de onda es realizada desplazando el centroide de la imagen distorsionada de corta exposición binarizada al 70% (región de máxima intensidad) para hacerlo coincidir con el centroide de referencia. Por lo tanto, es de esperarse que la distribución de intensidad de la imagen sin corrección esté más

TABLA XII.- Porcentaje de incremento en el ancho a media altura (FWHM) y porcentaje de decremento en la intensidad (normalizada) de las imágenes corregidas y sin corrección con respecto a la imagen al límite de difracción (ILD).

Seeing (")	Incremento FWHM		Decremento intensidad	
	C/C	S/C	C/C	S/C
1.5	86.666 %	106.666 %	15.965 %	68.002 %
1	83.333 %	113.333 %	2.012 %	18.395 %
0.79	56.666 %	83.333 %	1.961 %	15.834 %
0.5	6.666 %	26.666 %	0.271 %	11.602 %

dispersa que la distribución de intensidad de la imagen corregida y el tamaño de la mancha obtenida sea más grande en el primer caso. Además, el ancho a media altura (FWHM) de la imagen corregida es menor que el de la imagen sin corrección; esto se traduce en una mejora en la capacidad resolutive del sistema óptico cuando se aplica la compensación de tip/tilt. Por otro lado, la intensidad normalizada se incrementa considerablemente cuando la imagen ha sido compensada.

En la tabla XI se puede observar que para un seeing de 0.5 " el ancho a media altura de la imagen corregida es de 221.7 μm contra 263.2 μm de la imagen sin compensación. La disminución es de 41.5 μm , lo que equivale a un porcentaje de mejora en FWHM del 17.7 %. Similarmente se tiene un incremento en la intensidad normalizada del 12.8 %. La tabla XIII exhibe los porcentajes de mejora en el ancho a media altura (disminuye) y en la intensidad (incrementa) de la imagen corregida comparada con la imagen sin corrección para los cuatro casos de turbulencia.

TABLA XIII.- Porcentaje de mejora en el ancho a media altura (FWHM) y en la intensidad de las imágenes de larga exposición con corrección (C/C) con respecto la imagen sin corrección (S/C) de tip/tilt para los diferentes valores de seeing propuestos. Se presentan las mediciones normalizadas con respecto a la imagen sin corrección.

Seeing (")	FWHM	Intensidad
1.5"	9.677 %	162.625 %
1"	14.062 %	20.077 %
0.79"	14.545 %	16.483 %
0.5"	15.789 %	12.817 %

Estrella binaria

Gracias a la compensación de la inclinación del frente de onda se ha logrado reducir el ancho a media altura de la imagen de larga exposición de una fuente puntual con respecto al ancho a media altura de la imagen sin corrección. Esto mejora la capacidad de resolución del sistema óptico (atmósfera-telescopio).

En esta sección se presentan los resultados obtenidos al realizar la corrección de tip/tilt a un haz proveniente de dos fuentes puntuales muy cercanas (una mas intensa que la otra), que han sido distorsionadas por una serie de 500 pantallas de fase (calculadas con un r_0 de 10 cm).

Fue necesario modificar el arreglo propuesto en la figura 18 de la manera mostrada en la figura 37. Un divisor de haz D1 colocado entre la lente L1 y el modulador espacial desvía parte de la luz hacia un brazo conformado por dos espejos planos. Posteriormente, el haz es dirigido hacia un segundo divisor D2 que lo redirecciona hacia el modulador espacial de luz con un ángulo ligeramente distinto al de D1. De esta manera se forma la imagen de dos fuentes puntuales muy próximas en el plano del CCD para simular una estrella binaria. La diferencia de camino óptico introducida gracias al conjunto de espejos es tal que permite superar la longitud de coherencia del láser y evitar la interferencia en las imágenes.

Ambos haces son afectados por condiciones de turbulencia ligeramente distintas ya que ven diferentes secciones de una misma pantalla de fase. Por lo tanto la compensación de tip/tilt es más notoria en una de ellas (la más intensa). Sin embargo la segunda fuente puntual alcanza a ser ligeramente corregida. Gracias a la compensación de tip/tilt es posible resolver ambos objetos a través del sistema óptico, mientras que la imagen sin corrección aparece como una mancha ensanchada y donde no es posible diferenciar la presencia de las dos fuentes puntuales. Esto se puede observar en la figura 38, en la cual se presentan las imágenes con y sin corrección, así como la imagen al límite de difracción de la estrella binaria.

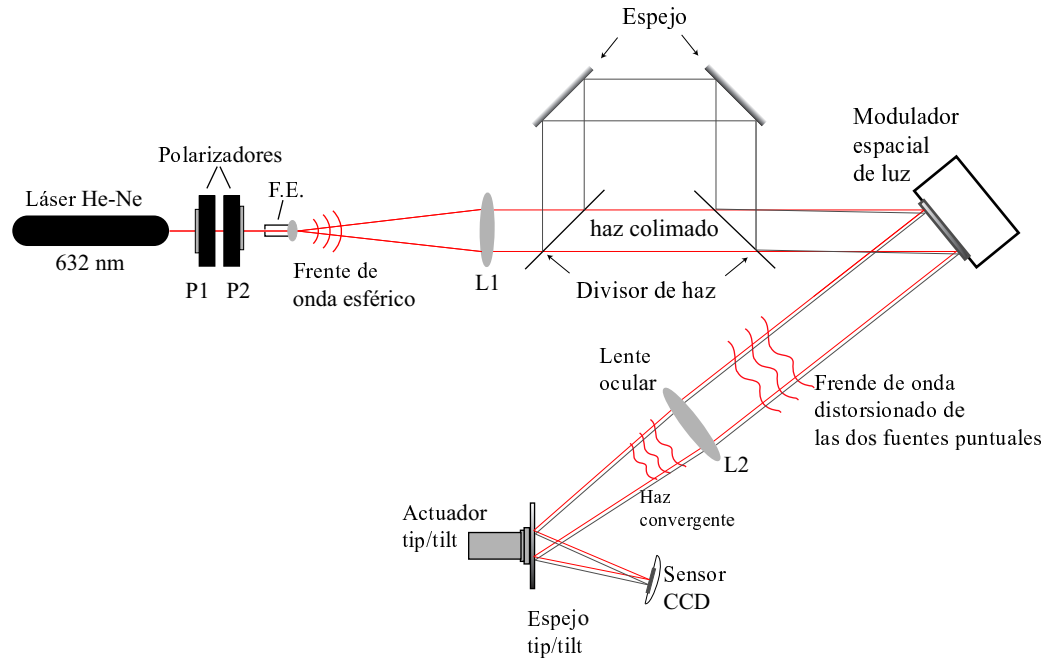


FIGURA 37.- Arreglo experimental utilizado para generar una estrella binaria. Este arreglo fue modificado con relación al mostrado en la figura 18 para generar dos haces de una misma fuente puntual, pero con una diferencia de camino óptico suficiente para superar la longitud de coherencia y evitar interferencia entre las imágenes formadas. La ligera desviación en la dirección de ambos haces permite formar la imagen de dos fuentes puntuales muy cercanas entre sí.

La figura 39 muestra a los perfiles de intensidad de las imágenes de larga exposición con y sin corrección. Las intensidades han sido normalizadas con respecto al máximo de la imagen obtenida al límite de difracción, para la cual el pico de la fuente puntual más intensa es igual a 1 y el de la fuente más tenue es de 0.824. Por otro lado, el valor máximo registrado para la imagen sin compensación es igual a 0.424 y el máximo del pico más intenso de la imagen corregida alcanza los 0.996, mientras que el pico del objeto más tenue en este caso llega a los 0.256.

Error de compensación

Con el propósito de determinar el grado de error en la compensación del sistema se ha calculado el centroide de la imagen de corta exposición para cada evento (200 imágenes de corta exposición). Las componentes en x y y que conforman las coor-

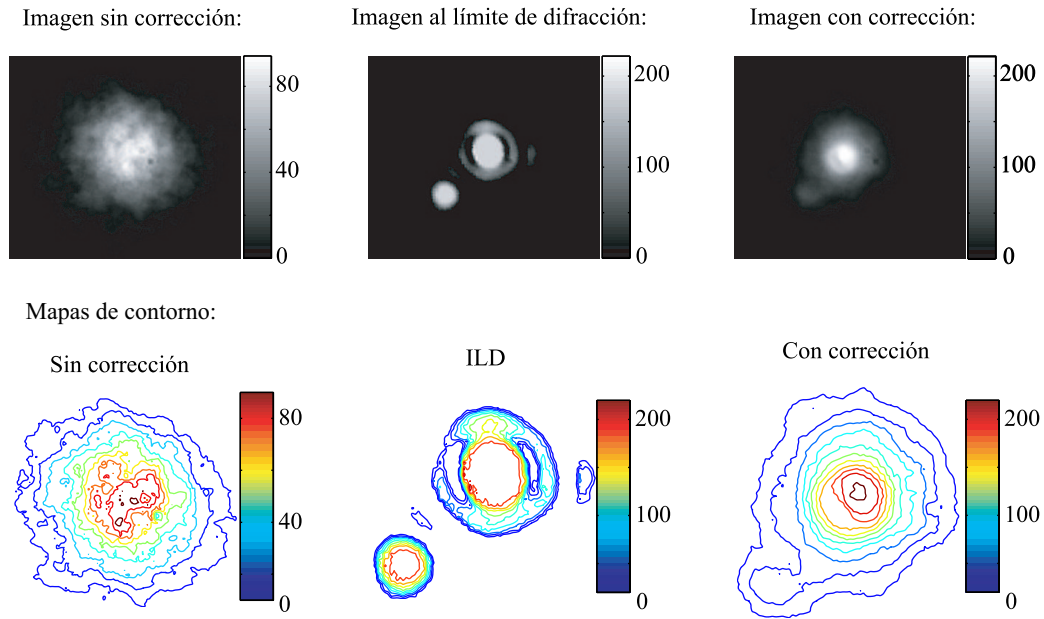


FIGURA 38.- Estrella binaria. Arriba se ilustra la distribución de intensidad de las imágenes de larga exposición sin corrección, con corrección y al límite de difracción (ILD) de una fuente binaria. Abajo se observan sus correspondientes mapas de contorno. Las imágenes con y sin corrección fueron obtenidas tras promediar 500 eventos, mientras que la ILD ha sido adquirida mediante una sola exposición.

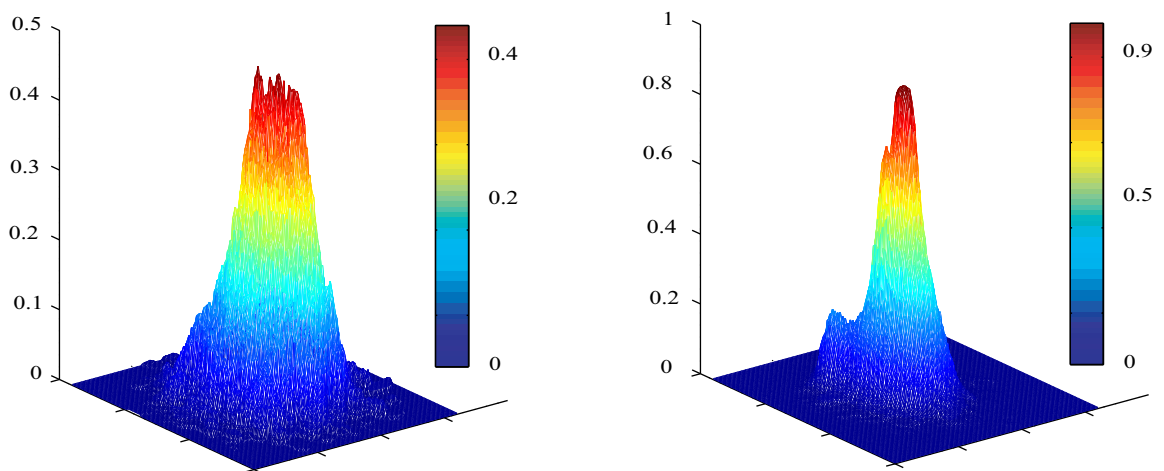


FIGURA 39.- Perfil de intensidad de la estrella binaria simulada en el laboratorio. A la izquierda se muestra el perfil de intensidad de la imagen sin corrección y a la derecha el perfil de intensidad de la imagen corregida. Se puede observar como gracias a la compensación de tip/tilt es posible resolver ambos objetos, a diferencia de la imagen sin corrección.

TABLA XIV.- Centroides de referencia medidos para cada caso de seeing y diferencias en valor absoluto con respecto al centroide de la imagen corregida.

Seeing (")	Centroide				$ \langle \Delta c_x \rangle $		$ \langle \Delta c_y \rangle $	
	c_{rx}	c_{ry}	$\langle c_x \rangle$	$\langle c_y \rangle$	pix	μm	pix	μm
1.5	272.854	203.099	273.278	203.414	0.423	2.542	0.314	1.887
1	268.028	159.543	268.105	159.492	0.076	0.460	0.051	0.307
0.79	253.575	178.208	253.521	178.292	0.054	0.326	0.084	0.508
0.5	242.811	166.120	242.811	166.155	0.009	0.056	0.035	0.212

denadas (c_x, c_y) se grafican en la figura 40. En la Tabla XIV se resumen los valores del centroide de referencia para cada caso de seeing, así como el centroide promedio $(\langle c_x \rangle, \langle c_y \rangle)$ de las 200 imágenes corregidas. También se presenta el valor absoluto de las diferencias entre el centroide de la imagen compensada y el centroide de referencia, expresado como $|\langle \Delta c_x \rangle|$ y $|\langle \Delta c_y \rangle|$. Los resultados obtenidos indican que el error de compensación es menor al tamaño de un pixel del CCD ($6 \mu\text{m}$), por lo que se considera despreciable.

La línea continua en la figura 40 corresponde al centroide de referencia y la separación mayor entre este y el centroide de la imagen corregida es indicado mediante una estrella de cinco picos. Se puede observar que para los casos de seeing más pobres las fluctuaciones en el centroide de la imagen corregida es mayor con respecto al centroide de referencia, ya que la turbulencia es más fuerte y la compensación es menos precisa.

Con la implementación del sistema de óptica adaptativa propuesto en esta tesis se ha logrado compensar la inclinación del frente de onda (tip y tilt) de una fuente puntual vista a través de diferentes grados de turbulencia así como el de una estrella binaria simulada en el laboratorio. Una versión optimizada de este sistema será implementado en el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM. Para ello se utilizará el mismo actuador de piezoeléctricos, pero la medición del frente de onda será realizada con cámaras CCD de gran velocidad y el control será ejecutado por una computadora industrial dedicada.

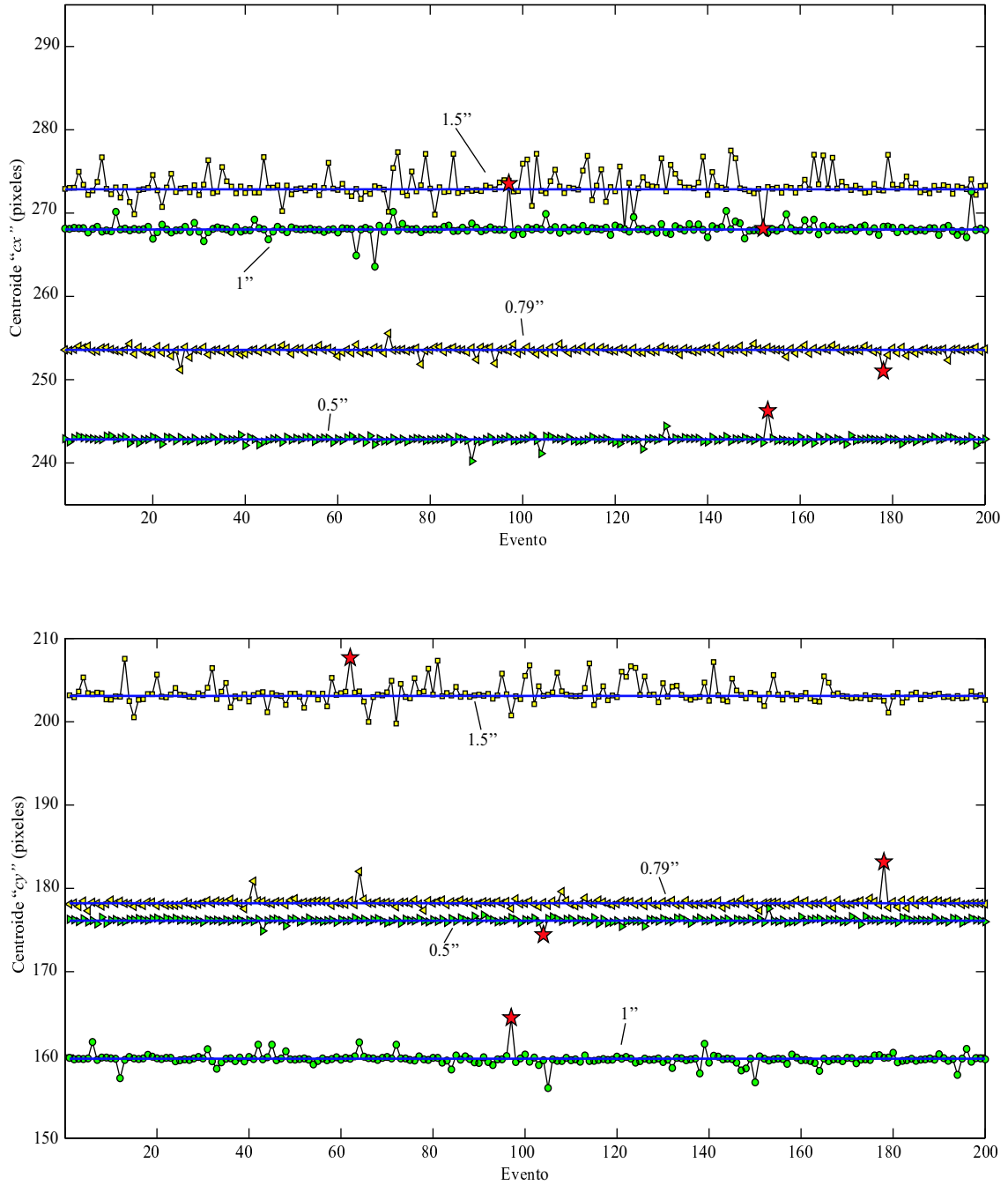


FIGURA 40.- Fluctuaciones del centroide de la imagen de corta exposición corregida con respecto al centroide de referencia para cada evento de compensación. La línea continua indica el centroide de referencia en cada caso y la máxima desviación está representada con una estrella de cinco picos.

La compensación de distorsiones de orden superior no está considerada en los objetivos de este trabajo. Estas deben ser tratadas posteriormente con la implementación de un sensor de Shack-Hartmann que determine los modos de Zernike (descritos en el Apéndice A), para así reconstruir el frente de onda distorsionado y controlar el perfil de un espejo deformable.

Capítulo VI

CONCLUSIONES

Siguiendo el objetivo general planteado en el presente trabajo de tesis, se realizó un estudio para la construcción e implementación futura de un sistema corrector de la inclinación promedio del frente de onda. Como sensor se utilizó un dispositivo CCD conectado a una computadora con la que se controló el actuador para modificar la inclinación de un espejo plano. Las pruebas experimentales se realizaron utilizando un modulador espacial de luz en el cual se desplegaron pantallas de fase generadas a partir del modelo de Kolmogorov para simular la turbulencia atmosférica en el laboratorio. Ésta es una versión experimental del sistema que será implementado en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir. También se realizaron simulaciones numéricas de la turbulencia atmosférica, la imagen distorsionada de corta y larga exposición y el comportamiento de un sistema de tip/tilt.

Se realizó una breve revisión de algunas de las características más importantes de los telescopios reflectores y se estudiaron sus diferentes configuraciones, con el propósito de entender el funcionamiento del telescopio de 2.1 m del OAN de SPM. Se estudiaron también los efectos de la turbulencia atmosférica que degradan el límite resolutorio de los telescopios terrestres. El campo de observación que puede ser corregido por el sistema de óptica adaptativa es más amplio cuando se trabaja con luz en el infrarrojo que con luz visible, ya que crece el ángulo isoplanático que cubre a las celdas de coherencia. El seeing característico en el sitio del OAN de SPM es igual a $0.79''$; en este caso el tiempo de coherencia cuando se realizan observaciones en el visible es de 4.2 ms y se incrementa al acercarnos al infrarrojo, hasta llegar a 18.7 ms

en la banda K. La velocidad de cambio de las condiciones atmosféricas determina la velocidad con la cual el sistema de óptica adaptativa debe trabajar para realizar al menos una corrección por cada estado instantáneo de la turbulencia.

El comportamiento instantáneo de la turbulencia atmosférica fue descrito a partir del modelo estadístico de Kolmogorov. Este modelo fue utilizado para simular la turbulencia atmosférica, tanto numéricamente como experimentalmente. La simulación numérica se realizó generando pantallas de fase calculadas como la transformada inversa del espectro de Kolmogorov. La distorsión del frente de onda colectado por la abertura del telescopio para un estado instantáneo de turbulencia fue representada sustituyendo el término de fase de la función de pupila atmosférica por una pantalla de fase de Kolmogorov. La distribución de intensidad de la imagen distorsionada se simuló calculando la transformada inversa del producto dado por el espectro de la distribución de intensidad de la imagen y la función de transferencia óptica del sistema.

La simulación experimental de la turbulencia atmosférica se realizó utilizando un modulador espacial de luz en el cual se desplegaron las pantallas de fase de Kolmogorov calculadas numéricamente. Para poder ser correctamente interpretadas por el modulador espacial de luz, estas pantallas deben de contar con dimensiones iguales al tamaño del arreglo de pixeles del modulador espacial (768×1024), poseer un mapa de 256 tonos de grises y estar moduladas en fase de $-\pi$ a π . Existen secciones del frente de onda que pasan a través de la pequeña separación entre los pixeles y que no son moduladas. Ya que estas secciones permanecen planas, se enfocan en un mismo punto y aparecen como una componente de luz especular muy intensa. Como consecuencia, al obtener la imagen se observó el patrón de speckle esperado pero traslapado con la componente especular. La imagen y el especular fueron separados sumando una pantalla de corrimiento adicional a la pantalla de fase de Kolmogorov. Al obtener ópticamente la transformada de Fourier del frente de onda distorsionado (en este caso realizada por una lente ocular), se formó la imagen de la componente

especular y el patrón de speckle en diferentes posiciones del plano imagen. La distancia entre ellas fue controlada alterando la pendiente en la fase de la pantalla de corrimiento. De esta manera se logró una separación entre la imagen y la componente especular tal que dentro del área activa del sensor CCD se observó sólo la imagen de interés. La pantalla de fase modulada de $-\pi$ a π adquiere la forma de un arreglo de franjas periódicas que se comporta ópticamente como una rejilla de difracción. Por esa razón se observó también la presencia de pequeños órdenes de difracción. La periodicidad de la rejilla crece conforme se incrementa la fase (pendiente) de la pantalla de corrimiento, de manera que es posible separar los órdenes de difracción lo suficiente como para evitar que la forma de la imagen sea alterada por la componente especular.

Al comparar la imagen de una fuente puntual distorsionada tanto numérica como experimentalmente por una misma pantalla de fase se observó una gran similitud en cuanto a su distribución de intensidad y su escalamiento. Además, en ambos casos el desplazamiento causado por la componente de baja frecuencia del frente de onda distorsionado (tip/tilt) ocurrió en la misma dirección. De esta manera se creó una fuente de distorsión con la cual se simulaban experimentalmente condiciones controladas de turbulencia atmosférica para realizar pruebas al sistema de compensación de tip/tilt propuesto en esta tesis.

Posteriormente, se diseñó el sistema de óptica adaptativa para compensar la inclinación del frente de onda. Éste estuvo compuesto por un sensor CCD que, además de funcionar como cámara fotográfica para adquirir las imágenes de corta exposición distorsionadas, es empleado para monitorear el cambio de posición de la imagen. El desplazamiento es debido a la inclinación promedio del frente de onda distorsionado por cada pantalla de fase desplegada en el modulador espacial. La corrección fue aplicada controlando la inclinación de un espejo plano, de manera que el centroide de la imagen fue desplazado siempre a un punto determinado por el centroide de referencia. Se utilizó un actuador tip/tilt conformado por un arreglo de dos pares

de piezoeléctricos con los que se generaron desplazamientos angulares muy pequeños (con una resolución de $0.25 \mu\text{rad}$), dados en función del voltaje aplicado. El espejo plano con el cual se realizó la corrección fue pegado a una montura de aluminio que puede ser sujeta a la plataforma del actuador mediante un mecanismo de sujeción. En función de la carga total se determinó que la frecuencia de resonancia del actuador calculada para un espejo de vidrio es de 1.2 kHz y para un espejo de Xerodur es de 2.8 kHz. Al realizar la caracterización del actuador se observó que su comportamiento es ampliamente lineal, esto quiere decir que la resolución angular se mantiene para todo el rango de voltajes de operación (en este caso de 0 a 100 V). Ya que este dispositivo cuenta con un módulo de servo-control de posición, se tiene un bajo nivel de histéresis. Las fluctuaciones encontradas al realizar mediciones en sentido ascendente y descendente son menores al tamaño de un pixel ($6 \mu\text{m}$).

Se llevó a cabo la automatización del sistema cerrando el lazo de control conformado por una computadora para interpretar las señales enviadas por un sensor CCD y formar la imagen distorsionada tras cada estado instantáneo de turbulencia. Posteriormente la computadora calculó el centroide y ejecutó el algoritmo de control para generar los voltajes analógicos que, tras una etapa de adecuación, fueron aplicados al actuador para controlar la inclinación del espejo plano.

Para realizar pruebas al sistema se generó una secuencia de 200 pantallas de fase de Kolmogorov calculadas con distintos valores de seeing ($0.5''$, $1''$ y $1.5''$), cercanos a las condiciones de turbulencia atmosférica encontradas en el sitio del OAN de SPM ($0.79''$). Estas pantallas de fase fueron desplegadas en el modulador espacial de luz para distorsionar el frente de onda de una fuente puntual. Se observó que los desplazamientos de la imagen fueron más grandes y la distorsión fue más fuerte al incrementarse el seeing. Al compensar la inclinación del frente de onda se redujo el ancho a media altura y se aumentó la intensidad de la imagen de larga exposición corregida con respecto a la imagen sin corrección. Esta mejora en la imagen es más notoria conforme la turbulencia se debilita. Se logró una reducción en el ancho a

media altura de la imagen corregida con respecto a la imagen sin corrección de hasta un 15 %; esto ocurrió para un seeing de 0.5 ". El incremento en intensidad mayor fue del 162 % y se registró para el caso de seeing igual a 1.5 ".

Los tiempos de cambio de las pantallas de fase se dieron en función del tiempo de ejecución de las rutinas implementadas en MATLAB mediante las cuales se realizó la adquisición de las imágenes, el procesamiento, el control del sistema de compensación y el despliegue de las pantallas de fase. Esto limita la velocidad de compensación del sistema de óptica adaptativa propuesto.

También se realizó un experimento similar al anterior utilizando dos fuentes puntuales muy cercanas y se pudo comprobar que gracias a la compensación de tip/tilt es posible resolver ambos objetos a través del sistema óptico.

Finalmente, se determinó el grado de error de compensación del sistema midiendo la diferencia entre el centroide de la imagen corregida y el centroide de referencia para cada estado instantáneo de la turbulencia. Se encontró que para los casos más fuertes de turbulencia las fluctuaciones en el centroide de la imagen corregida son mayores. Además, el error de compensación se considera despreciable ya que es menor al tamaño de un pixel del CCD ($6\text{ }\mu\text{m}$).

En resumen las aportaciones más relevantes de este trabajo son:

- La simulación numérica de la turbulencia atmosférica y la imagen distorsionada, basada en un modelo bien fundamentado que describe el comportamiento atmosférico real.
- La creación de una fuente de turbulencia controlable y confiable con la cual se puede distorsionar ópticamente un frente de onda.
- La obtención de una mejora notable en la calidad de la imagen afectada por turbulencia al aplicarle la compensación de tip/tilt. Con lo que se logró un

aumento en la capacidad de resolución de un sistema óptico afectado por turbulencia atmosférica gracias a la compensación de la inclinación de su frente de onda.

Las líneas de trabajo futuro incluyen:

- Reemplazar el detector por un dispositivo CCD de alta velocidad.
- Realizar el control a través de una computadora dedicada con una tarjeta de conversión digital analógica de alta resolución.
- Implementar las rutinas de control en un lenguaje de bajo nivel de programación, como lenguaje C o ensamblador.
- La optimización del sistema de óptica adaptativa propuesto.
- Realizar pruebas en condiciones reales instalando el sistema en el telescopio de 2.1 m del OAN de SPM.
- Agregar al sistema un sensor de Shack-Hartmann y un espejo deformable para corregir las distorsiones de orden superior.

Referencias

- Born, M. y Wolf, E. (1980). *Principles of optics : electromagnetic theory of propagation, interference and diffraction of light*. Pergamo Press, Londres, sexta edición. 98 pp.
- Bradt, H. (2004). *Astronomy methods a physical approach to astronomical observations*. Cambridge University Press, New York, primera edición. 101 pp.
- Chromey, F. R. (2010). *To measure the sky an introduction to observational astronomy*. Cambridge University Press, New York, primera edición. 164 pp.
- Creus, A. (2005). *Instrumentación industrial*. Marcombo, Espanã, séptima edición. 11 pp.
- Giménez, A. y Castro, A. (1997). *Astronomía X*. Equipo Sirius, S.A., Madrid. 225 pp.
- Glass, I. (1999). *Handbook of infrared astronomy*. Cambridge University Press, New York, primera edición. 28 pp.
- Goodman, J. (1996). *Introduction to fourier optics*. Mc Graw-Hill Companies, Inc, Estados Unidos, segunda edición. 63 pp.
- Goodman, J. (2000). *Statical optics*. John Wiley and Sons, Inc, Estados Unidos. 388 pp.
- Gutiérrez, L. y Luna, E. (2004). Telescopios e instrumentación para la observación astronómica. *Revista Digital Universitaria*, **5**(4): 2–24.
- Hardy, J. (1998). *Adaptive optics for astronomical telescopes*. Oxford University Press, New York, primera edición. 218 pp.
- Michel, R., Echeverría, J., Costero, R., Harris, O., Magallón, J., y Escalante, K. (2003). Seeing measurments at San Pedro Mártir Observatory using the DIMM method. *Astronomical Society of the Pacific*, **39**(2): 291–301.
- Negrete, P. (1995). *Bispectral Imaging in Astronomy*. Tesis de doctorado, Imperial College, London.
- Núñez, J., Bohgas, J., Lazo, F., Lazo, F., Hiriart, D., Calvario, T., Escoboza, O., y Guillén, F. (2007). Intercalibration of the San Pedro Mártir and CTIO DIMM units. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, **43**(9): 283–290.

- Roddier, F. (1999). *Adaptive optics in astronomy*. Cambridge University Press, New York, primera edición. 411 pp.
- Roggemann, M. y Welsh, B. (1996). *Imaging through turbulence*. CRC Press, Florida. 58 pp.
- Roth, G. (1994). *Handbook of practical astronomy*. Springer, Alemania, segunda edición. 59 pp.
- Roy, A. y Clarke, D. (1998). *Astronomy principles and practice*. Institute of Physics Publishing, Philadelphia, cuarta edición. 315 pp.
- Salas, L., Gutiérrez, L., Pedrayes, J., Valdez, J., Carrasco, C., Carrillo, M., Orozco, B., García, B., Luna, E., Ruiz, E., Cuevas, S., Iriarte, A., Cordero, A., Harris, O., Quiroz, F., Sohn, E., y Martínez, L. (1997). Active primary mirror support for the 2.1-m telescope at the San Pedro Mártir Observatory. *Optica Society of America*, **36**(16): 3708–3716.
- Schroeder, D. (1987). *Astronomical optics*. Academic Press, Inc., San Diego. 313 pp.
- Shöck, M., Els, S., Riddle, R., Skidmore, W., Travouillon, T., Bulm, R., Bustos, E., Chanan, G., Djorgovski, S., Gillet, P., Gregory, B., Nelson, J., Otárola, A., Seguel, J., Vasquez, J., Walker, A., Walker, D., y Wang, L. (2009). Thirty meter telescope site testing I: Overview. *Astronomical Society of the Pacific*, **121**: 384–395.
- Tyson, R. (1998). *Principles of adaptive optics*. Academic Press, San Diego, segunda edición. 29 pp.
- Vernin, J. y Muñoz, C. (1995). Measuring astronomical seeing: the DA/IAC DIMM. *Astronomical Society of the Pacific*, **107**: 265–272.

Apéndice A

MODOS DE ZERNIKE

Un frente de onda distorsionado, ya sea por efectos de la turbulencia atmosférica o por imperfecciones en la óptica del sistema de formación de imágenes, puede ser representado en términos de funciones sencillas llamadas modos de Zernike (Roddiar, 1999). Los modos de Zernike para una abertura circular sin obstrucción pueden ser expresados en coordenadas polares (r, α) de acuerdo con

$$Z_n^m(r, \alpha) = \sqrt{n+1} R_n^m \begin{cases} \sqrt{2} \cos(m\alpha), \\ \sqrt{2} \sin(m\alpha), \\ 1(m=0), \end{cases}$$

donde el índice n es llamado grado radial, el índice m se denomina como frecuencia azimutal y R_n^m está dado por

$$R_n^m = \sum_{s=0}^{(n-m)/2} \frac{(-1)^s (n-s)!}{s! [(n+m)/2 - s]! [(n-m)/2 - s]!} r^{n-2s}. \quad (40)$$

Ya que los polinomios de zernike son ortogonales sobre un círculo de radio unitario, Z_n^m puede ser tratado en función del vector r . En general, cualquier distorsión en la fase $\varphi(r)$ de un frente de onda sobre una abertura circular de radio unitario puede ser expandida como una sumatoria de modos de Zernike

$$\varphi(r) = \sum_j a_j Z_j(r), \quad (41)$$

donde la suma se realiza para un número infinito de términos, j es el número de orden del modo y los coeficientes a_j de la expansión están dados por

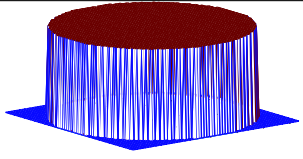
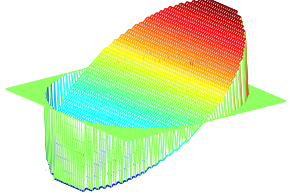
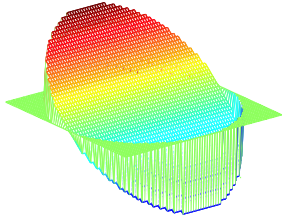
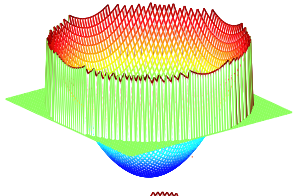
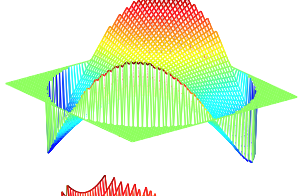
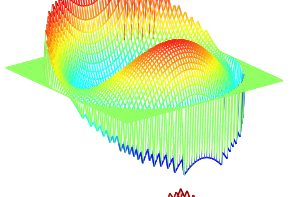
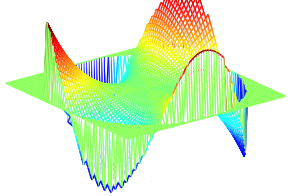
$$a_j = \int W(r) Z_j(r) dr. \quad (42)$$

La función de peso $W(r)$ está determinada como

$$W(r) = \begin{cases} 1/\pi & (r \leq 1), \\ 0 & (r > 1). \end{cases}$$

La tabla XV muestra algunos de los más importantes modos de Zernike (desde $j = 1$ hasta $j = 11$).

TABLA XV.- Expresión matemática y gráfica de algunos de los primeros modos de Zernike (desde $j = 1$ hasta $j = 11$).

j	n	m	Nombre	Expresión	Gráfica
1	0	0	Pistón	$Z_1 = 1$	
2	1	1	Tip	$Z_2 = 2r \cos \theta$	
3	1	1	Tilt	$Z_3 = 2r \sin \theta$	
4	2	0	Desenfoque	$Z_4 = \sqrt{3}(2r^2 - 1)$	
5	2	2	Astigmatismo 3er. orden	$Z_5 = \sqrt{6}r^2 \sin 2\theta$	
7	3	1	Coma	$Z_7 = \sqrt{8}(3r^3 - 2r) \sin \theta$	
9	3	3	Trefoil	$Z_9 = 8r^3 \sin 3\theta$	
11	4	0	Aberración esférica	$Z_{11} = \sqrt{5}(6r^4 - 6r^2 + 1)$	