

TRABAJO FIN DE MASTER DE ASTROFÍSICA



Criterios de diseño del telescopio solar europeo y su influencia sobre los casos científicos

Autor:

Miguel Ángel Núñez Cagigal

Directores:

Manuel Collados Vera

Iciar Montilla García

Agradecimientos

Quisiera expresar mi caluroso agradecimiento a mi director Manolo, por abrirme las puertas de EST y a mi directora Iciar, por forma parte de esta pequeña aventura.

También quisiera expresar un amplio agradecimiento a mis compañeros de EST, principalmente por sufrirme en el día a día y por permitirme aprender mucho de ellos.

Por último, quiero dar un agradecimiento especial por su apoyo incondicional a mi familia, que son mi proyecto más importante.

Contenido

1	Introducción	5
2	Objetivos	5
3	Casos científicos	5
3.1	Requisitos científicos	6
3.1.1	Introducción a los requisitos científicos de EST	6
3.1.2	Telescopio	6
3.1.3	Instrumentos y distribución de luz	7
3.1.4	Programas de observación	8
3.1.4.1	Campo de visión	9
3.1.4.2	Polarización instrumental	10
3.1.4.3	Resolución angular	10
3.1.4.4	Transmisión del telescopio	10
4	Herramienta de gestión de requisitos	14
5	Alternativas de diseño del telescopio	15
5.1	Introducción al diseño óptico de EST	15
5.2	Telescopio en eje/fuera de eje	16
5.3	Cúpula abierta/cerrada	17
5.4	Altura del telescopio	18
5.5	Plataforma instrumental fija/rotante	19
5.6	Montura del telescopio	21
5.7	Espejo primario	22
5.8	Espejo secundario	24
6	Presupuestos de Telescopio	25
6.1	Transmisión	26
6.2	Calidad de imagen	29
6.2.1	Efectos estáticos	29
6.2.1.1	Diseño óptico y geometría de la pupila de entrada	29
6.2.1.2	Calidad superficial de lentes y espejos.	30
6.2.1.3	Errores de desalineado	31
6.2.2	Efectos dinámicos. Óptica adaptativa	31
6.2.2.1	OA simultánea en varios instrumentos	33
6.2.2.2	Estabilidad de imagen	35
6.2.2.3	Campo corregido configurable según el programa de observación	36
6.2.3	Seeing local	36
6.2.4	Tabla resumen presupuesto calidad de imagen	36

6.3	Polarización	37
7	Conclusiones	38
8	Bibliografía	39

1 Introducción

El sol es la única estrella que podemos estudiar con alta resolución. Podemos estudiar las interacciones entre el plasma, el campo magnético y la radiación en la atmósfera solar. Muchos de los procesos físicos que observamos en el sol se relacionan con el campo magnético variable de su atmósfera, que se detectan observando la huella que dejan en la polarización solar, para lo cual el telescopio solar europeo (EST) está específicamente diseñado.

EST es la evolución de los telescopios solares en Europa con un espejo primario de 4.2 metros de diámetro. Su diseño beneficia las observaciones espectro-polarimétricas para medir los campos magnéticos del sol de forma dinámica observando simultáneamente distintas líneas espectrales emitidas desde distintas alturas de la atmósfera solar. Gracias a su espejo primario de 4.2 metros podrá lograr una gran resolución espectral, temporal y espacial.

2 Objetivos

Este Trabajo Fin de Master (TFM) analiza el impacto de las decisiones de diseño de EST sobre los objetivos científicos del proyecto. Este objetivo general se desglosa a lo largo de la presente memoria en los siguientes puntos:

1. Presentar un resumen de los casos científicos en la sección 3.
2. Presentar la herramienta de gestión de requisitos en la sección 4.
3. Presentar un resumen del estado del diseño del telescopio EST y vincular las decisiones de diseño a los objetivos científicos del proyecto en la sección 5.
4. Presentar los principales presupuestos del telescopio y vincularlos a los objetivos científicos en la sección 6.
5. Presentar la propuesta de óptica adaptativa actual y soluciones alternativas vinculadas a los objetivos científicos en la sección 6.2.

3 Casos científicos

Los casos científicos principales planteados para EST, según Schlichenmaier et al (2019), son los siguientes:

1. Estructura y evolución del flujo magnético en la fotosfera.
2. Acoplamiento de las ondas en las distintas capas de la atmósfera solar.
3. Dinámica de la cromosfera y sus mecanismos de transporte de energía.
4. Estudio de las manchas solares.
5. Prominencias.
6. Filamentos.
7. Corona.
8. Fulguraciones solares.
9. Influencia de la ionización parcial en las características del plasma.
10. Ciencia solar en la banda de 350nm a 400nm.

La descripción detallada de estos casos científicos superaría ampliamente la extensión propia de un TFM. Dado que este es un TFM principalmente instrumental, dichos casos científicos se trasladan directamente, en la siguiente sección, a las necesidades o requisitos que demandan al telescopio EST y sus instrumentos, según Schlichenmaier et al (2019).

3.1 Requisitos científicos

En el contexto de este TFM, definimos requisito como una necesidad sobre la funcionalidad, prestaciones, características físicas o interfaces de una parte o la totalidad del telescopio EST. La mayoría de requisitos establecen qué debe hacer el telescopio, no cómo debe lograrse, aunque hay algunas excepciones.

3.1.1 Introducción a los requisitos científicos de EST

En mayo de 2010 se acabó la revisión del documento de requisitos científicos de EST. Nueve años después, en diciembre de 2019, se distribuyó una nueva versión con importantes cambios Schlichenmaier et al (2019), pues la primera versión había quedado parcialmente obsoleta. La versión de diciembre de 2019 es de donde se han sacado los casos científicos descritos en la sección 3.

3.1.2 Telescopio

En esta sección se listan los requisitos que la ciencia pone al telescopio EST y que se consideran más interesantes en el marco de este TFM. La realización de los casos científicos, anteriormente descritos u otros nuevos que surjan en el futuro, guían la propuesta de los siguientes requisitos para EST, plasmados en Schlichenmaier et al (2019). Estos requisitos han sido discutidos con los autores del citado documento para aclarar dudas y estudiar su viabilidad técnica. El resultado final de dichas discusiones son los requisitos científicos para el telescopio EST, que se presenta en el siguiente listado.

- Campo de visión
 - Campo total máximo es un círculo de 127 arcsec de diámetro.
 - Campo corregido por óptica adaptativo es un círculo de 57 arcsec de diámetro.
- Apuntado
 - Precisión absoluta dentro del disco solar 3 arcsec en media cuadrática (RMS).
 - Precisión relativa al realizar saltos 1 arcsec RMS.
 - Se debe poder apuntar hasta 100 arcsec fuera del disco solar.
- Calidad óptica.
 - Optimizada para maximizar la transmisión, especialmente a Ca II IR 854.2 nm, para lo cual se requiere un diseño que reduzca el número de superficies ópticas.
 - Orificio central de M1 suficientemente pequeño para no degradar significativamente las frecuencias intermedias de la función de transferencia de modulación (MTF) del telescopio. Esto afecta al tamaño de la sombra de M2 sobre M1.
 - Calidad de imagen en el límite de difracción, al menos en un campo de visión correspondiente a un círculo de 85 arcsec de diámetro. Este requisito hace referencia únicamente a la óptica del telescopio, pero no al efecto de la atmósfera terrestre.
 - EST incluirá un sistema de óptica adaptativa multiconjugada con 5 espejos deformables, el cual logrará una calidad óptica cercana al límite de difracción en un campo circular de 57 arcsec de diámetro cuando haya una atmósfera con condiciones de “seeing” excelentes, definido como parámetro de Fried $r_0(500\text{nm}) > 20 \text{ cm}$ medido apuntando a Zenith.
- Sensibilidad polarimétrica
 - Las medidas de EST deben permitir captar señales polarimétricas con un nivel de $3 \cdot 10^{-5}$. Esto es un requisito de relación señal a ruido que es requerido cuando el ruido dominante es el fotónico.

- La matriz de polarización cruzada debe ser igual o mejor que:

$$\varepsilon = \begin{pmatrix} 1 \cdot 10^{-2} & 1 & 1 & 0.1 \\ 5 \cdot 10^{-4} & 1 \cdot 10^{-2} & 5 \cdot 10^{-2} & 1 \cdot 10^{-3} \\ 5 \cdot 10^{-4} & 5 \cdot 10^{-2} & 1 \cdot 10^{-2} & 1 \cdot 10^{-3} \\ 5 \cdot 10^{-3} & 5 \cdot 10^{-1} & 5 \cdot 10^{-1} & 1 \cdot 10^{-2} \end{pmatrix}$$

- Rango de longitud de onda. Desde 380 nm hasta 2300 nm.
- La luz difusa producida por el telescopio debe ser inferior al 10% a una distancia de 1 arcsec de la fuente de luz y de 1% a 5 arcsec.
- La transmisión de fotones debe ser igual o superior al 10%. Un reparto preliminar asigna un 30% al telescopio y un 30% a cada instrumento, de forma que el conjunto telescopio más instrumento tenga al menos un 10% de transmisión. Veremos que algunos casos científicos demandan incluso más.

En la sección 5 se analiza el impacto que distintas alternativas de diseño de EST pueden tener sobre algunos de estos requisitos.

3.1.3 Instrumentos y distribución de luz

Los instrumentos de EST quedan fuera del alcance de este TFM para evitar que sea un trabajo excesivamente extenso. Por mera completitud se menciona en esta sección una sencilla introducción de la propuesta actual de instrumentos y su distribución óptica esquemática.

La propuesta actual de instrumentos de EST incluye 3 tipos distintos de instrumentos:

- IFS. Espectro-polarímetros de campo integral.
- TIS/FBIs. Son instrumentos que fusionan 2 funcionalidades:
 - TIS. Espectro-polarímetros con filtros sintonizables.
 - FBI. Cámaras de imagen en banda espectral ancha y no sintonizable.

Tal y como se observa en la *Figura 1*, de cada tipo de instrumento habrá varias unidades a distintas longitudes de onda, formando un total de 7 instrumentos. En la *Figura 1* también aparecen 2 sensores de frente de onda (WFS) para óptica adaptativa. Uno de ellos en el brazo visible y un segundo en el rojo/infrarrojo cuya conveniencia se discutirán en la sección 6.2.

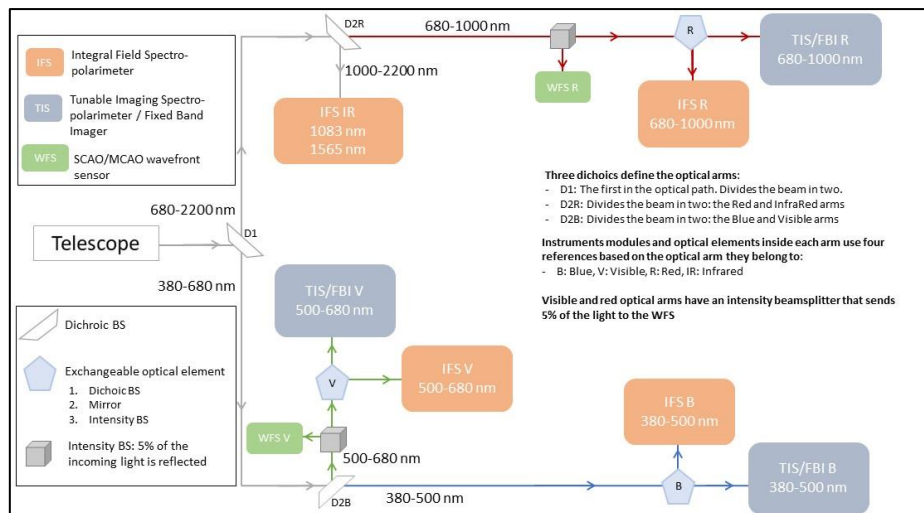


Figura 1. Esquema de instrumentos de primera generación para EST. Crédito Quintero (2020)

Los espectro-polarímetros de campo integral (IFS) serán de 2 tipos distintos. El de longitudes de onda más larga, de 1083 nm a 1565 nm, estará basado en un rebanador de imágenes, aprovechando la experiencia en el instrumento GRIS, Collados (2012), mientras que los otros 3 IFS estarán basados en microlentes aprovechando la experiencia del demostrador MiHI, van Noort (2022).

Una diferencia a destacar entre telescopios solares y nocturnos, es que en los primeros es habitual observar usando varios instrumentos simultáneamente. Esto permite cubrir un rango espectral muy amplio y por ejemplo poder estudiar simultáneamente distintas líneas espectrales de las que se obtiene información procedente de distintas capas de la atmósfera solar, Como por ejemplo, NSO (2018):

- Fotosfera (Fe I 617 nm, Fe I 1565 nm,)
- Alta fotosfera (Mg I 517,3 nm)
- Cromosfera (Ca II 854,2 nm, H α 656nm, He I 1083 nm)

En astronomía nocturna tradicionalmente solo observa 1 instrumento a la vez, porque cada instrumento suele tener un rango espectral amplio y dividirlo entre varios instrumentos dejaría una cantidad de fotones disponibles muy pequeña en comparación con el caso diurno. En los grandes telescopios nocturnos actuales empieza a haber instrumentos que incluyen rango visible e infrarrojo en un solo macro-instrumento, como por ejemplo Harmoni para EELT, (Harmoni, ESO), aunque no puede usar todo el rango espectral simultáneamente, tal y como se hará en EST.

Por la corrección de óptica adaptativa, todos los instrumentos en la *Figura 1* se diseñan para observar en el límite de difracción del telescopio, quedando su muestreo angular de la siguiente manera:

Rama en la que está el instrumento	λ para calcular límite de difracción	Ángulo que subtiende cada pixel $\lambda/(2*D)$
De 380 nm a 500nm	400 nm	10 e-3 arcsec /pixel
De 500 nm a 680 nm	500 nm	13 e-3 arcsec /pixel
De 680 nm a 1000nm	680 nm	17 e-3 arcsec /pixel
De 1000 nm a 2300 nm	1000 nm	26 e-3 arcsec /pixel

Tabla 1. Muestreo angular por pixel de los instrumentos de cada rama.

3.1.4 Programas de observación

Los casos científicos de la sección 3 se desglosan en 93 programas de observación (OPs) recogidos en Schlichenmaier et al (2019). En Quintero (2020) se hace una estadística de los parámetros principales de estos OPs. En esta sección se parte de dicha estadística para cuantificar el número de OPs que se verían potencialmente afectados por el incumplimiento de algunos requisitos.

En las estadísticas Quintero (2020) se concluye que el 46% de los OPs proponen usar más de 1 instrumento simultáneamente y que las líneas espectrales más solicitadas son: Ca II H&K a 396 nm, Fe I a 630 nm, H α a 656 nm, Ca II IR a 854nm, He I a 1083 nm y Fe I a 1565 nm.

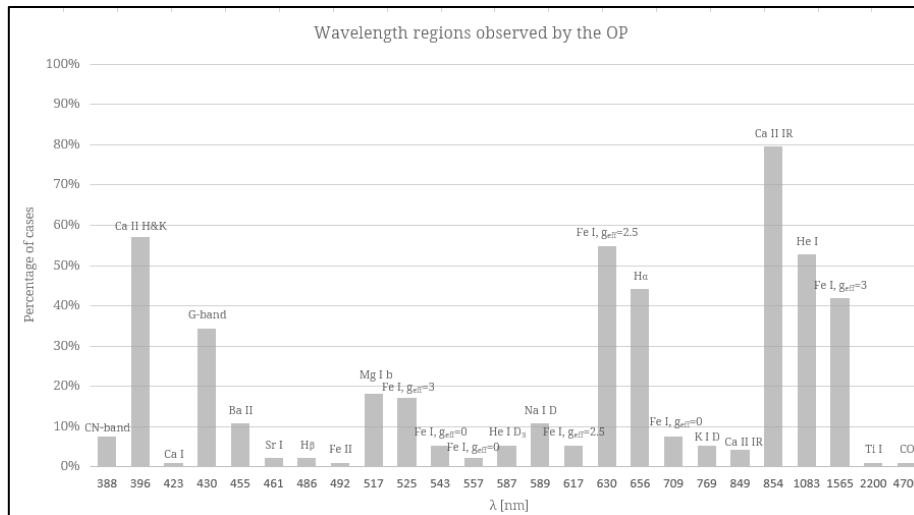


Figura 2. Porcentaje de casos que demandan cada línea espectral. Quintero (2020).

Respecto al porcentaje de solicitudes para cada instrumento, de Quintero (2020) se extrae que:

- El 46% de los OPs solicitan usar instrumento tipo FBI.
- El 45% de los OPs solicitan usar instrumento tipo TIS.
- El 65% de los OPs solicitan usar instrumento tipo IFS.
- El 19% de los OPs solicitan usar instrumento tipo SP.

A continuación, se analiza cuáles son los programas de observación que fuerzan el valor de los principales requisitos científicos de EST y que por lo tanto son los que condicionan el diseño del telescopio.

3.1.4.1 Campo de visión

En cuanto al campo de visión solicitado en los OPs en Schlichenmaier et al (2019), se observa que:

- El 90% de los OPs para IFSs solicitan diámetro 57 arcsec o menos.
- El 88% de las OPs que solicitan FBIs solicitan diámetro 84 arcsec o menos.
- El 86% de las OPs que solicitan TIS solicitan diámetro 57 arcsec o menos.

Esto implica que quienes más campo de visión demandan son los instrumentos FBIs y que en general la mayoría de programas de observación requieren 84 arcsec o menos.

En la sección 6.2 se presentará que no es fácil conseguir una amplia corrección del frente de onda con óptica adaptativa en todo el campo requerido de diámetro 57 arcsec y planteará un modo de campo reducido de solo 28 arcsec de diámetro. De momento en esta sección se analiza si hay programas de observación que solo demanden ese campo reducido y alta resolución espacial y se observa que sí que los hay. Estos OPs son:

- Formación y evolución de tubos de flujo intenso en la atmósfera solar.
- Comportamiento temporal de chorros en la cromosfera. "Time-dependent behaviour of chromospheric jets"
- Firmas de espículas ascendentes. "Rising spicule signatures"
- Bombas Ellerman en las capas bajas de la atmósfera solar. "Ellerman bombs in the lower solar atmosphere".

- Fluctuaciones espaciales de la polarización por dispersión in Sr I 4607 Å. “Spatial fluctuations of scattering polarization in Sr I 4607 Å”.

Los 3 primeros programas de observación solicitan una resolución en el límite de difracción de un telescopio de 4 metros a 500 nm (0.025 arcsec) para observar líneas espectrales a longitudes de onda de 525 nm o más cortas aún, por lo tanto, necesitan la mayor corrección posible con óptica adaptativa para un campo reducido de 28 arcsec de diámetro. Los otros 2 solicitan resolución espacial entre 0.08 arcsec y 0.04 arcsec.

3.1.4.2 Polarización instrumental

Todos los Instrumentos incluyen filtros de polarización, pero son los IFS y TIS de los que se espera poder medir la polarización con más precisión.

3.1.4.3 Resolución angular

Definimos resolución angular como el ángulo más pequeño entre 2 objetos que podremos separar y que estén en la atmósfera solar.

Observando de nuevo la combinación de Schlichenmaier et al (2019) y Quintero (2020) concluimos que el 88% de las IFS pide 0.04 arcsec o menos exigente aún y que los OPs que solicitan TIS piden llegar al límite de difracción (0.025 arcsec) en el 12% de los casos, mientras que el 88% restante solicita 0.04 arcsec o menos exigente. En cuanto a los FBI, el 81% piden límite de difracción (0.025 arcsec). En conclusión, quien demanda más resolución angular son las imágenes de los FBI, luego los TIS y por último los IFS.

Respecto a la resolución espacial finalmente lograda por un instrumento de imagen tipo FBI hay que tener en cuenta que una vez tomadas las imágenes son procesadas off-line para mejorar su resolución. La técnica de reconstrucción de imagen llamada deconvolución ciega con multi-imagen y multi-objeto (MOMFBD) se ha venido usando con éxito desde hace más de 15 años en instrumentos como CRISP y CHROMIS instalados en el telescopio solar sueco SST, Löfdahl (2002), van Noort et al. (2005), Löfdahl et al. (2021). También existen técnicas de reconstrucción de imagen basadas en redes neuronales, Asensio (2018) o reconstrucción de speckle, von der luhe (2006).

3.1.4.4 Transmisión del telescopio

En el documento de requisitos científicos, Schlichenmaier et al (2019), se indica que cuando haya conflicto entre requisitos, se de una mayor importancia a optimizar la transmisión de fotones, especialmente en Call (854 nm). Por este motivo, este requisito es estudiado en esta sección con más profundidad que los anteriores. Para ello se usa un software elaborado por Leenarts y publicado en Jurcák et al. (2019) que partiendo de la radiación del sol por fuera de la atmósfera terrestre, le aplica el factor de extinción atmosférica del ORM (King, 1985). Este software asume una elevación de apuntado del telescopio de 30° sobre el horizonte, lo cual es bastante habitual en observaciones solares. Modificando el código Python de Leenarts, se obtiene la Figura 3 que muestra el efecto de la atmósfera para la línea espectral de Call (854.2 nm) donde la extinción atmosférica no reduce significativamente la radiación. Sin embargo a longitudes de onda más cortas, Figura 4, la extinción atmosférica es de casi un 50%.

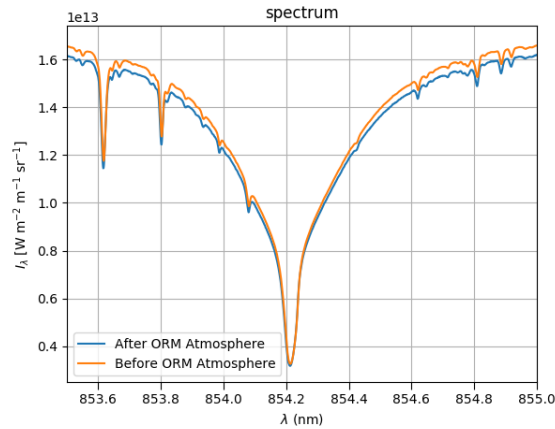


Figura 3. Call (854.2 nm) antes y después de la extinción atmosférica

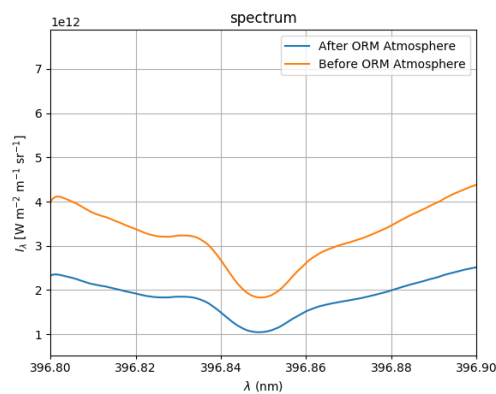


Figura 4. Ca II H Core (395.85 nm) antes y después de la extinción atmosférica

Los OP que más transmisión de fotones necesitan son los que solicitan una combinación más alta de SNR y Resolución espectral en menor tiempo, especialmente en líneas de absorción y en λ más cortas donde la extinción atmosférica en el ORM es mayor. Con estas características se han seleccionado los siguientes 3 OP:

- Propiedad físicas de los campos magnéticos interconectados. OP 1.6.1. “Physical properties of internetwork magnetic fields”.
- Estimación del campo magnético usando multi-espectros que incluyen Ca II H&K. OP 3.8.1. “Physical properties of internetwork magnetic fields”.
- Dinámica de estructuras finas magnéticas de prominencias y filamentos. OP 4.10.1 “Dynamic magnetic fine structure of prominences and filaments”.

A continuación, analizamos qué transmisión de telescopio + instrumento necesitan estos OP para poder realizarse con los tiempos de integración que han sido solicitados. Para ello se usa de nuevo el software de Leenarts al que indicamos los datos de entrada a la izquierda de la Figura 5 y nos devuelve las gráficas que ilustran el tiempo de exposición necesario.

El primero de los 3 OP que analizaremos es el que estudia las propiedades físicas de los campos magnéticos interconectados. Este OP requiere observar las siguientes líneas espectrales: fotosfera (Fe I 525.02, Fe I 630, Fe I (11565 nm, Sr I 460.7), cromosfera (Mg I 517.3, Ca II 854nm). Todas ellas se requieren observar con SNR=10000, R=100000, con resolución espacial de 0.1 arcsec y tiempos de integración de 25 segundos.

De todas ellas seleccionamos 2 líneas espectrales:

1. (Fe I 525) que será observada con el IFS de 500 nm a 680 nm con muestreo angular de $13e-3$ arcsec/pixel y para la resolución angular pedida de 0.1 arcsec se puede hacer binning de 3x3, Figura 5.
2. (Ca II 854 nm) que será observada con el IFS de 680 nm a 1000 nm, que tendrá un muestreo angular de $17e-3$ arcsec/pixel. Dado que la resolución angular pedida por el OP es de 0.1 arcsec se puede hacer binning de 3x3, Figura 6.

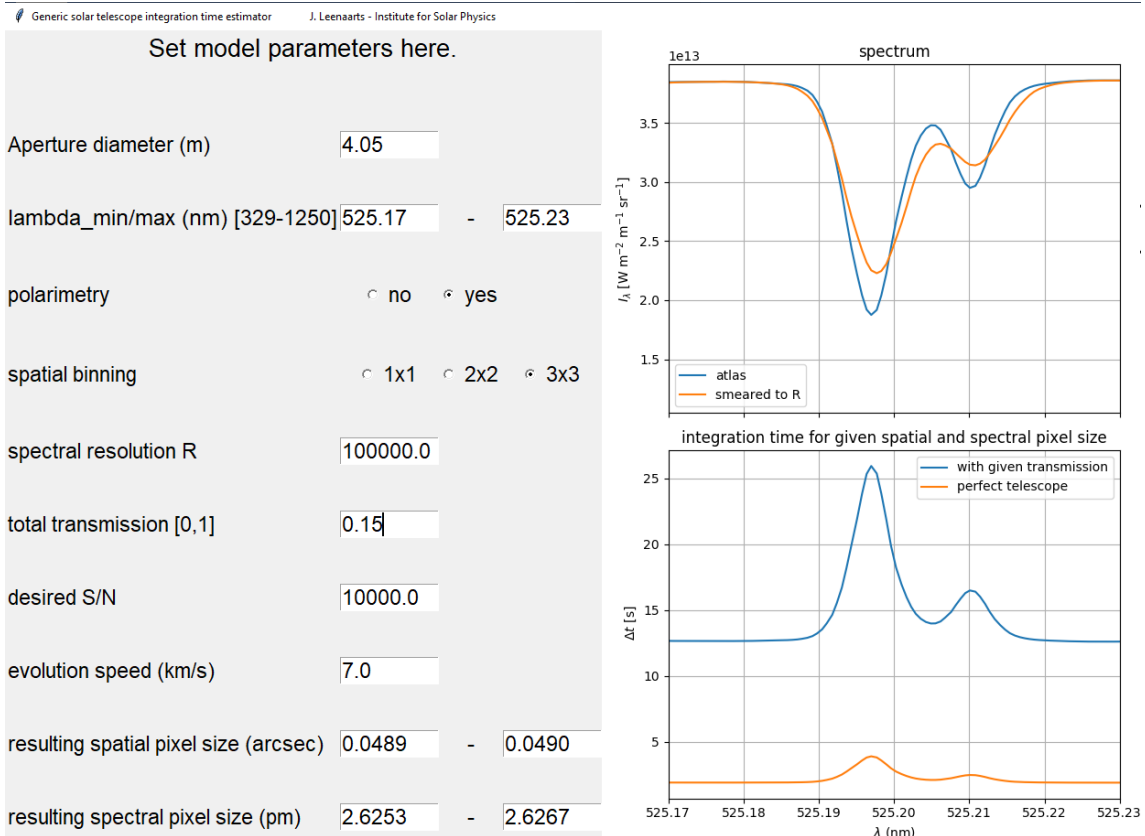


Figura 5. Estimación de la transmisión necesaria para el programa de observación “propiedades físicas de los campos magnéticos interconectados”. Línea Fe I (525 nm)

Teniendo en cuenta que en ambos casos se pedía un tiempo de integración de 25 segundos, resulta necesaria una transmisión global del 15% y del 12% respectivamente. Calculado de esta forma la transmisión debe incluir la eficiencia cuántica del detector. Asumiendo detectores con recubrimientos específicos para bandas estrechas como las de la *Figura 1*, en primera aproximación lo estimamos en un 80%, sacado del catálogo de Teledyne, *Figura 7*, resultarían un requisito de transmisión óptica para telescopio + instrumento del 18.75% y 15% respectivamente.

Repetiendo el mismo procedimiento para los otros 2 OP obtenemos la *Tabla 2*. Dejando un pequeño margen extra se podría decir que la transmisión óptica de telescopio + instrumentos para lograr dichos tiempos de exposición debe ser del 20%. Si se logra una transmisión mejor que esos valores, se podría reducir el tiempo de exposición, mejorando la productividad de EST, que en función de cómo se plantee cada observación puede traducirse en una mejora de la resolución temporal, espectral o relación señal a ruido (SNR).

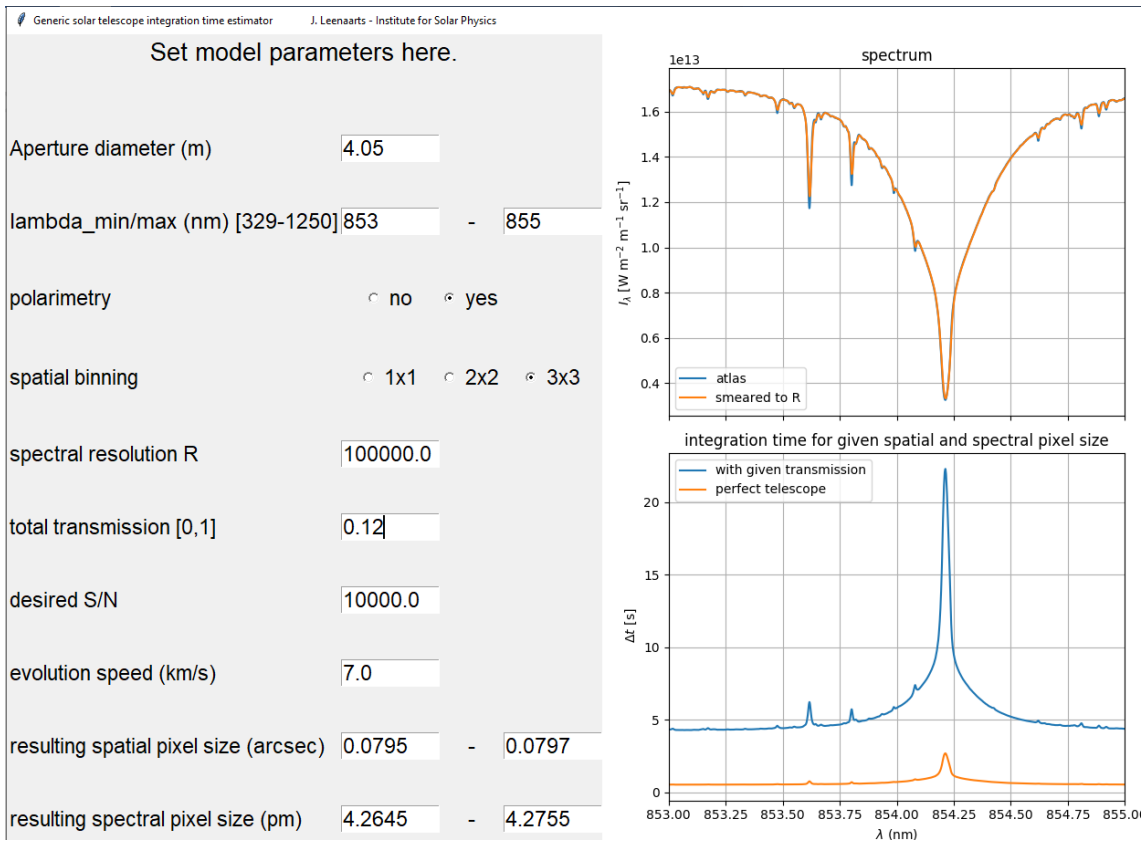


Figura 6. Estimación de la transmisión necesaria para el programa de observación “propiedades físicas de los campos magnéticos interconectados”. Línea Ca II (854 nm).

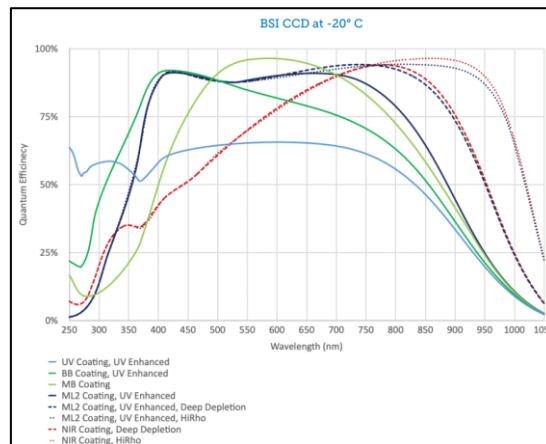


Figura 7. Eficiencia cuántica de detectores CCD del catálogo de Teledyne

Previamente se ha indicado que el requisito general es del 10% de transmisión, lo cual es adecuado para la mayoría de OPs, sin embargo, vemos que los OPs seleccionados demandan incluso más. Veremos en la sección 6.1 que el telescopio puede proporcionar dicha transmisión y en el caso de los instrumentos no se puede verificar aún.

Programa de observación (OP)	Línea espectral	Transmisión óptica requerida (sin detector)	Binning
Ph Propiedad físicas de los campos magnéticos interconectados. OP 1.6.1	Fe I (525 nm)	18.75%	3x3
	Ca II (854 nm)	15%	3x3
Estimación del campo magnético usando multi-espectros que incluyen Ca II H&K. OP 3.8.1	Ca II (393.4 nm)	8.75%	5x5
Dinámica de estructuras finas magnéticas de prominencias y filamentos. OP 4.10.1	He I (587.6 nm)	13.75%	4x4

Tabla 2. Porcentaje de transmisión requerido por algunos de los OP que demandan más transmisión.

4 Herramienta de gestión de requisitos

Los programas de observación científicos de EST generan requisitos para el telescopio, tal y como se ha presentado en la sección anterior. Estos a su vez se desglosan en requisitos para las distintas partes del telescopio y así sucesivamente hasta llegar a los requisitos de nivel más bajo que son usados por los diseñadores de ingeniería de detalle.

A medida que se va realizando el diseño del telescopio, se le va pidiendo que cumpla con los requisitos en una aproximación de arriba hacia abajo (top-down). Al mismo tiempo se hacen análisis para saber si las prestaciones solicitadas se podrán alcanzar con mayor o menor margen. Dicho margen se usa como realimentación desde el diseñador hacia los requisitos científicos en una aproximación de abajo hacia arriba (bottom-up). La totalidad de los requisitos se engloban en varios niveles. Los 3 niveles más altos se muestran en la siguiente figura.

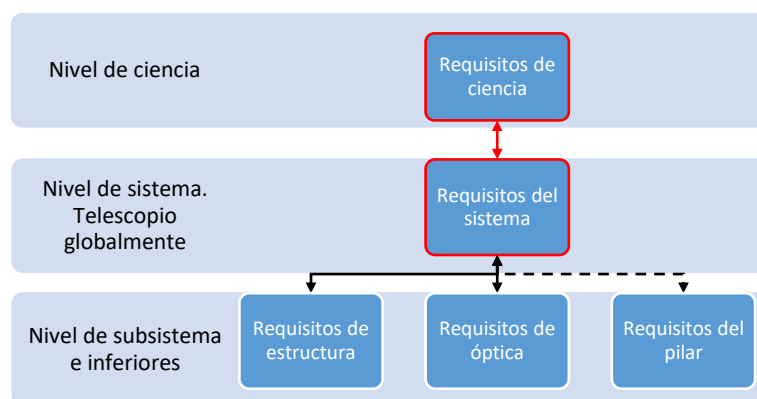


Figura 8. Niveles más altos del árbol de requisitos.

En la actualidad existen en el telescopio EST más de 500 requisitos entre científicos y de ingeniería. Para tener correctamente ordenadas las dependencias entre todos ellos, en este TFM se ha introducido gran parte de estos requisitos y la relación entre ellos en una herramienta software ya existente, Vaz (2022), que permite manejar los requisitos y sus relaciones como una base de datos y mostrar representaciones gráficas de dependencias entre requisitos.

Las representaciones gráficas de las relaciones entre requisitos permiten responder a preguntas como:

- ¿A qué requisitos de bajo nivel afecta que cambiemos un requisito científico?
- Si un requisito de bajo nivel se cumple fácilmente con mejores prestaciones de lo requerido, o al contrario, no se logra cumplir, ¿a qué casos científicos afectará para bien o para mal?
- ¿En qué medida se puede decir que un requisito científico ya ha sido incorporado al diseño y verificado?

Cómo ejemplo se muestra la *Figura 9*, en la que un requisito a nivel de sistema, calidad de imagen usando óptica adaptativa multiconjugada en lazo cerrado, “image quality with closed loop MCAO”, en verde, se relaciona por encima con requisitos de ciencia y por debajo con requisitos de óptica y concretamente con 2 requisitos para el espejo secundario, M2, en verde.

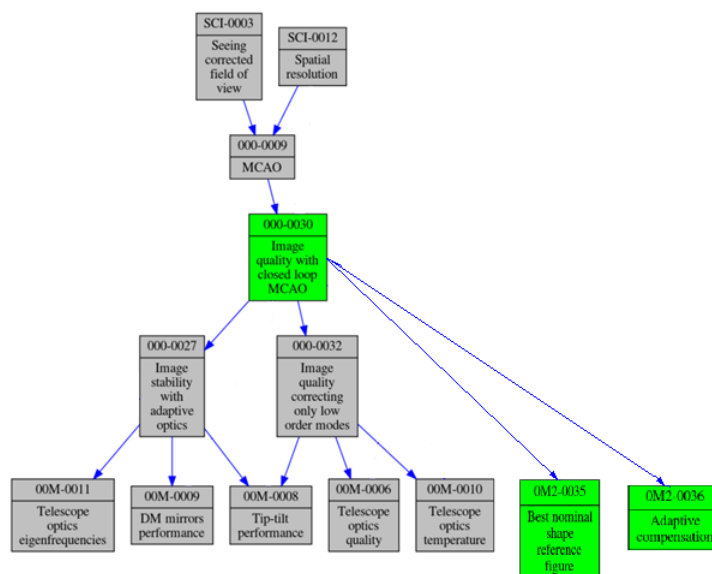


Figura 9. Árbol de requisitos de calidad de imagen con óptica adaptativa

A lo largo de este TFM se ha usado esta herramienta para poder relacionar las distintas configuraciones del telescopio que se van a presentar con su impacto sobre los programas de observación científica (OP).

5 Alternativas de diseño del telescopio

5.1 Introducción al diseño óptico de EST

En esta sección se introduce el diseño óptico actual de EST como referencia para discusiones en posteriores secciones.

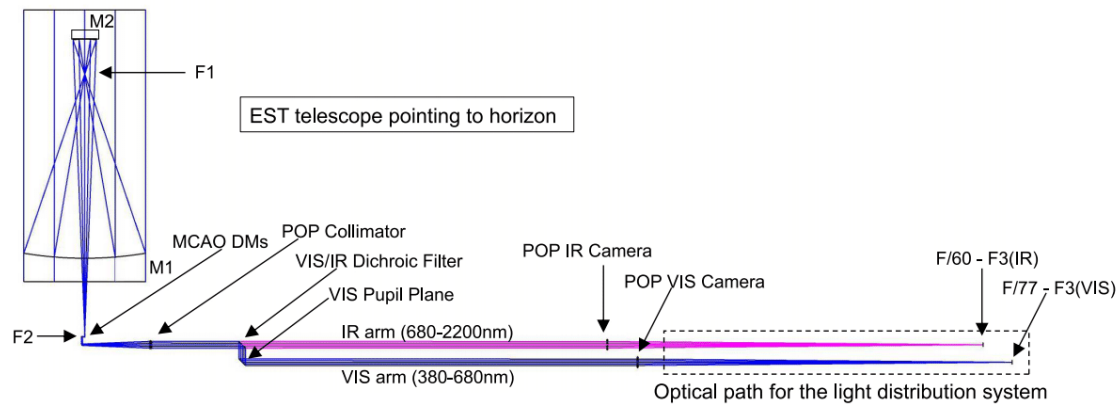


Figura 10. Diseño óptico actual de EST.

EST tiene un diseño gregoriano con un espejo primario de 4.2 metros y un foco F1 entre M1 y M2, donde se ubica un primer diafragma de campo. M2 es un espejo deformable que genera un haz convergente y un segundo plano focal F2 donde se ubica una unidad de calibración polarimétrica y posiblemente un segundo diafragma de campo. A continuación, están los espejos M3, M4, M5 y M6 que rotan con los ejes del telescopio: elevación (M4 y M5) y azimuth (M6). Los espejos desde M3 hasta M6 están conjugados a distintas alturas de la atmósfera para que sean espejos deformables y poder realizar junto con M2 una óptica adaptativa multiconjugada (MCAO), logrando una corrección con mayor campo de visión que la óptica adaptativa clásica, la cual está limitada por el ángulo isoplanático atmosférico.

Después de M6 hay una lente colimadora que marca el inicio del camino óptico a través del pilar del telescopio (POP), dentro del cual el haz se divide en 2 brazos: De 380 nm a 680 nm y de 680 nm a 2200 nm. Los elementos de salida del POP son 2 lentes de cámara que generan cada una de ellas un plano focal para entregar a los instrumentos a través de la distribución de luz en sala Coudé, que ya fueron presentados en la *Figura 1* y que se ubican en 2 salas de instrumentos, una para cada brazo cromático. Para relacionar la *Figura 1* con la *Figura 10*, hay que fijarse que el elemento que aparece como D1 en la primera, aparece también en la segunda como "VIS/IR dichroic filter".

En las siguientes secciones se describen distintas decisiones de diseño de EST que ya han sido tomadas, analizando el impacto para los programas de observación científica (OP).

5.2 Telescopio en eje/fuera de eje

Tal y como se ha presentado en la *Figura 5*, EST tiene una configuración óptica en eje, tipo gregoriana, en el que el centro de M1 y de M2 coinciden con el eje óptico, teniendo un foco entre ambos. Esta es una configuración clásica bastante intuitiva, pero no es la única posible. Al principio del diseño conceptual de EST en 2011, se planteó realizar un diseño fuera de eje, tal y como tiene el telescopio solar DKIST construido en Haleakala y que también tiene un espejo primario de 4 metros, Rimmele (2011).

Los diseñadores de EST optaron por un diseño en eje para tener simetría acimutal y que se compensaran la polarización instrumental que pudieran introducir los espejos M1 y M2 hasta F2. También beneficia la compensación polarimétrica de los espejos cuya posición relativa cambia durante el seguimiento del sol (M1 a M6) por estar emparejados 2 a 2. Por otro lado, esta es la configuración mecánicamente más sencilla y sin sobrecostes de fabricación.

La opción descartada de telescopio fuera de eje tiene el problema de que resulta más compleja su calibración polarimétrica. También tiene un sobrecoste debido a los grandes contrapesos necesarios y además genera un plano focal con una curvatura significativa (Johnson, 2020), lo cual debe ser compensado por otros elementos ópticos. La ventaja de la opción fuera de eje es que la apertura de entrada es circular, en lugar de anular, como sucede en la configuración en eje. La apertura circular genera una función de dispersión de punto (PSF) teórica más cercana al disco de Airy, potenciando la calidad de imagen.

Se puede concluir que esta decisión de diseño potencia en EST los casos científicos que necesitan medidas polarimétricas. Interrogando la base de datos de programas de observación, vemos que todos los OP de EST, excepto uno, usan espectro-polarimetría. Ese caso aislado es un OP que solo necesita imagen para estudiar la estructura térmica de los flares en el continuo. Aunque no lo haya pedido, es posible que quede más completo si se le añaden mediciones sobre velocidades o campo magnético, que requieren espectro-polarimetría.

5.3 Cúpula abierta/cerrada

Respecto a la cúpula se han planteado 2 posibles configuraciones, tener una cúpula cerrada como la de los telescopios Themis, big Bear y DKIST o por el contrario una cúpula abierta como la de los telescopios SST, Gregor, VTT o DOT. La decisión tomada es que EST tendrá una cúpula abierta, es decir totalmente retirable y en esta sección veremos los pros y los contras, extraídos de Vega (2016).

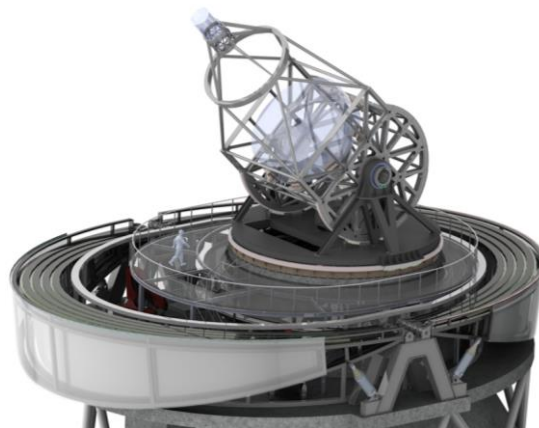


Figura 11. EST con cúpula abierta. Credito: Idom.

La ventaja principal de tener cúpula abierta es evitar el sobrecoste y la carga adicional que supone para el pilar la inclusión de una cúpula cerrada. Hay que tener en cuenta que una cúpula cerrada, que permitiera libertad de movimiento del telescopio, sería muy grande con lo que además podría producir interferencia con la línea de visión de telescopios cercanos y mayor impacto paisajístico. En Vega (2016) se analiza si el CN^2 y por lo tanto el seeing local se beneficiaba de la circulación de aire que tiene una cúpula totalmente abierta, en comparación con una cúpula cerrada sin refrigeración. Una configuración con cúpula y con refrigeración, lograría, según Vega, (2016) resultados de seeing local similares a los de cúpula abierta con refrigeración.

Las potenciales desventajas de la cúpula abierta son 2: los días sin viento y los días con mucho viento. Por un lado, en los días sin nada de viento la plataforma del telescopio se calienta y genera plumas térmicas que perjudican el seeing. Para evitar este efecto la plataforma se va a pintar de un color blanco mate o gris claro que absorberá poco calor y adicionalmente se va a

dotar de un sistema de refrigeración a la plataforma y a ciertas partes de la estructura del telescopio. Por otro lado, durante los días con mucho viento, no tener la protección de una cúpula moverá el telescopio y contribuirá a aumentar el movimiento de imagen. Para compensarlo se ha seleccionado una montura especialmente rígida con modos propios de vibración suficientemente altos (12 Hz) para no ser excitados por el viento. De esta forma se minimizan las vibraciones por viento fuerte para que puedan ser correctamente corregidas por la óptica adaptativa.

La influencia que el viento u otras fuentes de vibraciones pueden ejercer sobre la estabilidad de la imagen se analiza en la sección 6.2.2.2.

En conclusión, se puede decir que el seeing local afecta a la resolución espacial. En esta sección concluimos que acorde a lo dicho en 3.1.4.3, los casos científicos que requieren usar instrumentos FBI son los que estadísticamente demandan más resolución espacial y por lo tanto, los que se benefician de la configuración de cúpula abierta con refrigeración seleccionada. Adicionalmente el proyecto se beneficia de la simplicidad, menor coste y menos impacto paisajístico de esta configuración.

5.4 Altura del telescopio

Es bien sabido que en los telescopios solares la calidad de imagen se ve perjudicada por las turbulencias térmicas generadas por el calor del terreno y que para evitar ese efecto se instalan en lo alto de torres. En esta sección mostramos una relación entre altura y seeing para EST extraída de Socas (2005).

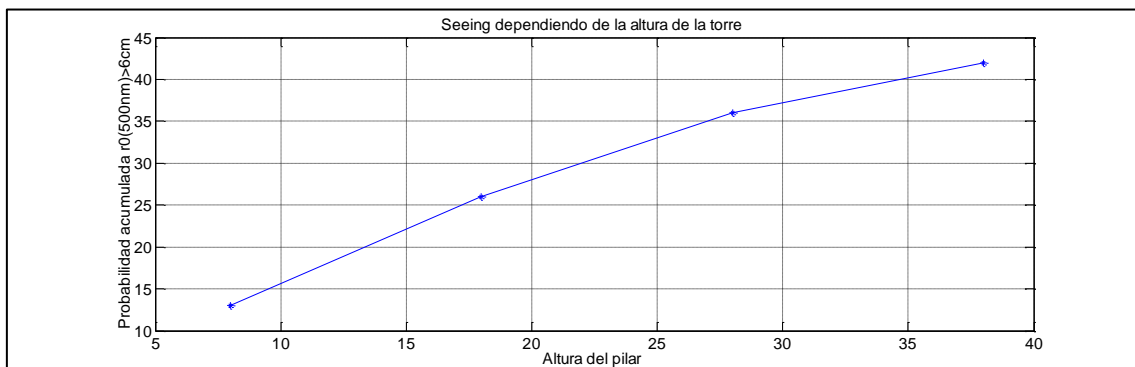


Figura 12. Probabilidad acumulada de seeing igual o mejor que $r_0(500\text{nm})=6\text{ cm}$

Existen otras 2 restricciones fuertes que limitan la altura máxima que puede tener el pilar de EST. La primera es no interferir en la línea de visión de los telescopios cercanos y la segunda es limitar el impacto paisajístico, teniendo en cuenta que el ORM se encuentra en una zona de pre parque nacional.

Con todo lo anterior el pilar de EST se ha diseñado tan alto como permitían las restricciones, quedando la altura del eje de elevación a 35 metros de altura respecto a la ladera y a 27 metros respecto a la montaña, pues el terreno no es plano.

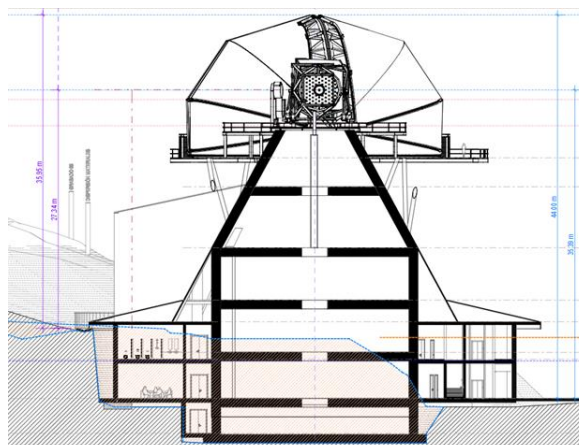


Figura 13. Altura de EST. Crédito: G. Enríquez SLP

La influencia de esta decisión sobre los casos científicos se manifiesta a través de la resolución angular, la cual es más exigente en promedio en los instrumentos tipo FBI según se indicó en la sección 3.1.4.3.

5.5 Plataforma instrumental fija/rotante

Los telescopios perciben la imagen del sol rotando debido a la rotación del planeta Tierra. Esto implica que la imagen generada por el sol debe ser de-rotada para anular dicho efecto, lo cual se puede hacer de forma mecánica, óptica o por software.

La configuración de de-rotación mecánica en EST implicaría rotar al mismo tiempo todos los instrumentos, pues recordemos que observarán varios instrumentos a la vez. Una forma de conseguir esto es que la plataforma donde están los instrumentos rote con respecto al eje perpendicular al suelo. Esta es la opción tomada en el telescopio DKIST. Siendo una opción válida, tiene algunos inconvenientes: puede introducir vibraciones, tiene un sobrecoste importante y además limita el volumen disponible para instrumentos.

En EST se ha optado por analizar la velocidad de rotación de la imagen y seleccionar una configuración de espejos de azimuth y elevación que minimiza la velocidad de rotación hasta el punto de poderse realizar la de-rotación en un post procesado por software.

Estudiando en detalle la velocidad de rotación de campo en EST, vemos que es el ángulo paraláctico +/- la rotación debida al giro de elevación y de azimuth del telescopio. Dependiendo de la configuración opto-mecánica del telescopio el signo se suma o se resta, por lo tanto es algo que se puede controlar en el diseño. En la Figura 14 vemos la comparación entre 2 configuraciones de EST, dependiendo de hacia qué lado ubiquemos el espejo que rota con la elevación y lo comparamos con la velocidad de rotación del telescopio solar Gregor, en todos los casos durante el solsticio de verano. De las 2 configuración mostradas para EST, vemos que la configuración actualmente propuesta para EST es la que tiene una menor velocidad, especialmente por la mañana, que es cuando suelen lograrse las mejores observaciones solares.

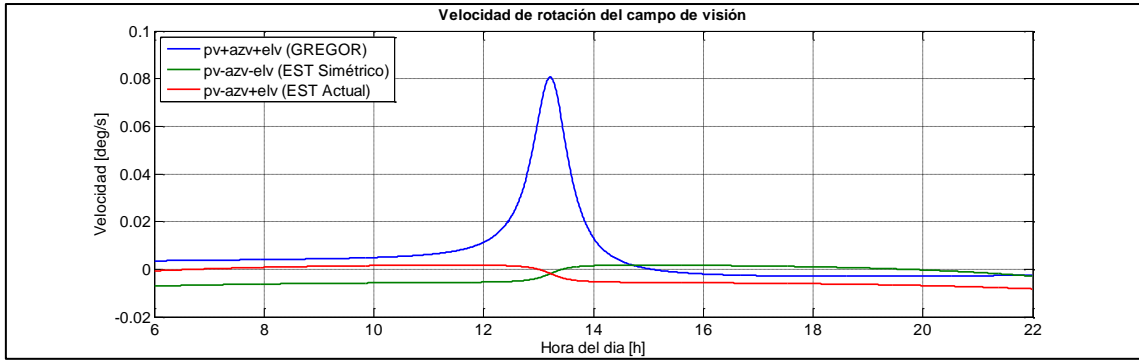


Figura 14. Velocidad de rotación de distintas configuraciones opto-mecánicas

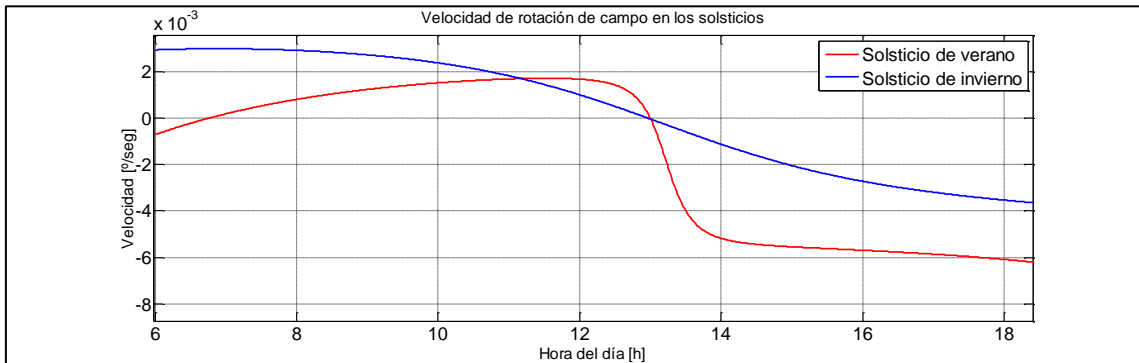


Figura 15. Velocidad de rotación para la configuración seleccionada durante el solsticio de verano y de invierno.

En la Figura 15 se observa que la velocidad de rotación de campo más alta esperada es de $0.006^\circ/\text{seg}$ al atardecer del solsticio de verano. EST tendrá un campo corregido con óptica adaptativa de diámetro 57 arcsec , por lo tanto su radio en la diagonal será de 28 arcsec . Si además consideramos que los tiempos de integración de los instrumentos serán inferiores a 0.1 segundo, el desplazamiento en la parte externa de dicho campo es de:

$$\text{Desplazamiento} = 0.006^\circ(\text{enrad}) * 28 \text{ arcsec} * 0.1 \text{ seg.} = 0.00029 \text{ arcsec}$$

Si lo comparamos con el límite de difracción a la longitud de onda más corta a la que se requiere:

$$\text{Límite de difracción} = \frac{\lambda}{D} = \frac{1.22 * 500e-9 \text{ m}}{4.2 \text{ m}} = 1.45e-7 \text{ rad} = 0.03 \text{ arcsec}$$

De lo cual se concluye que el emborronamiento por rotación de campo será inferior a la centésima parte del límite de difracción y por lo tanto imperceptible. Adicionalmente los siguientes factores generarán que el análisis anterior normalmente tenga mayor margen aún de seguridad:

1. Normalmente los tiempos de integración serán menores aún para mejorar la corrección atmosférica con post-procesado.
2. La velocidad de rotación tomada es un límite superior para el solsticio de verano y por la tarde, mientras que las observaciones más importantes son por la mañana, donde la velocidad de rotación nunca supera los $0.003^\circ/\text{segundo}$.

Los espectrógrafos de rendija larga son una excepción a lo expuesto hasta el momento en esta sección. Para estos instrumentos la de-rotación del campo de visión por software no es válida,

porque el campo sobre la rendija va rotando y no se pueden hacer series temporales. En caso de que finalmente haya algún instrumento de este tipo en EST, deberán proveerse a la entrada de un de-rotador óptico usando un sistema óptico en K con 3 espejos que giran de manera coordinada, lo cual reducirá su transmisión global en aproximadamente un 15%, asumiendo una reflexión del 95% para cada espejo del sistema óptico en K. Adicionalmente este sistema con 3 espejos de rotación sería difícil de calibrar polariméricamente.

La conclusión de esa sección es que EST no tendrá una plataforma rotante, lo cual permite reducir el coste económico, maximizar el espacio disponible para instrumentos científicos y no añadir posibles vibraciones. Los pocos casos científicos perjudicados por esta decisión serían los que demanden rendija larga y mucha transmisión que tendrán que añadir un sistema de rotación fijo, perdiendo transmisión y complicando su calibración polarimétrica. Uno de los OP que podría verse levemente afectado sería el del estudio del campo magnético en la cromosfera en calma, pues propone observar con rendija larga y relación señal a ruido muy alta de 10000. Se concluye también que podría proponerse trasladar los casos científicos con rendija larga, como el mencionado, a interferómetros de campo integral, IFS.

5.6 Montura del telescopio

EST tiene una montura altazimutal como la mayoría de telescopios de clase 4 metros. Las configuraciones mecánicas tipo Yoke y tipo Gantry son las más habituales entre telescopios de 4 metros.

La montura Gantry recuerda una forma de “H” y es la que tienen los telescopios de clase 8 metros o mayores como GTC, VLT, Keck, Gemini. La montura Yoke recuerda más a una forma de “U” y es la que suelen tener los telescopios altazimutales de 3 metros o menos como Quijote. Los telescopios de 4 metros pueden diseñarse con cualquiera de las 2 configuraciones, cada uno con sus pros y contras, existiendo ejemplos en operación de ambos tipos. WHT, DKIST y TNG tienen monturas tipo Gantry. En el proyecto EST se realizó una comparativa, Cozar (2021), en base a la cual se seleccionó que EST será tipo Gantry.

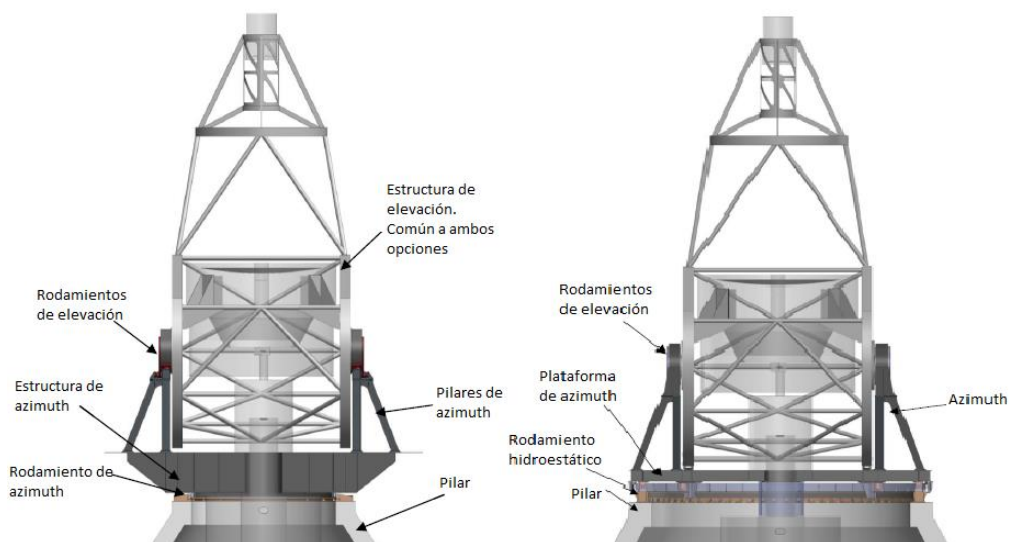


Figura 16. Montura tipo Yoke (izquierda) y tipo Gantry (derecha).

Las virtudes de la configuración Gantry son las siguientes:

- Más rígida y por lo tanto tiene primeros modos de vibración a frecuencias más altas (13Hz Gantry vs 11Hz Yoke), siendo menor la vibración que el viento puede producir en la estructura.
- Permite extraer el espejo M1 para renovar su espejado metálico con la cúpula cerrada.
- Normalmente se combina con rodamientos hidroestáticos que producen un movimiento más suave y menor error de seguimiento.
- En el hipotético caso de que a largo plazo EST sufriese una ampliación de espejo primario, El pilar ya estaría preparado para una montura Gantry de mayor tamaño.

En contraste, las ventajas de la configuración Yoke son:

- Permite usar cojinetes de rodadura que apenas tienen mantenimiento y tienen menor coste de operación.
- Menor coste de fabricación.

En Cozar (2021) se concluye que el beneficio de prestaciones con los diseños comparados es pequeño y que el motivo para seleccionar Gantry es principalmente la posibilidad de poder extraer M1, con cúpula cerrada en invierno y la hipotética posibilidad de actualizar EST a largo plazo para ampliar M1.

Ese pequeño beneficio identificado en cuanto a error de seguimiento, generará una mejor estabilidad de imagen que beneficiará a los OP que demandan más resolución angular, que tal y cómo se indicó en la sección 3.1.4.3, son aquellos que demandan el uso de los instrumentos tipo FBI que producirán imágenes.

5.7 Espejo primario

El espejo primario diseñado para EST es monolítico, tiene un diámetro exterior de 4.2 metros, un orificio central de 1.1 metros de diámetro y una distancia focal de 6.3 metros, acorde al diseño gregoriano presentado en la sección 5.1. Durante el diseño preliminar del espejo M1 de EST se han tomado decisiones de diseño para cumplir con sus requisitos, enfatizando aquellas prestaciones que se consideran más importantes para ser coherente con el resto del telescopio. En esta sección se describen las decisiones más importantes y sus implicaciones sobre los casos científicos.

Blanco de zerodur aligerado o menisco (macizo).

El blanco aligerado con cartelas por su cara trasera tiene menos inercia térmica, por lo que es más rápido y barato de refrigerar durante la operación. Por el contrario, la fabricación es más complicada, lenta, cara y conlleva riesgos de rotura que el fabricante asume solo parcialmente. Por estos motivos se ha seleccionado un blanco tipo menisco y para compensar su mayor inercia térmica se ha reducido un poco su grosor a 70 mm, comparado con los 80 mm del único telescopio solar de 4 metros existente, DKIST.

Cuando EST apunta al sol al amanecer o a mediodía, las distintas coordenadas de elevación del telescopio hacen que, por efecto de la gravedad, M1 se deforme y contribuya al error del frente de onda reflejado hacia M2. Los cambios de temperatura o el viento también influyen en la forma de M1 y en el error de frente de onda. Para corregir esas deformaciones el diseño de M1 tiene actuadores axiales que ejercen una fuerza perpendicular al espejo en muchos puntos.

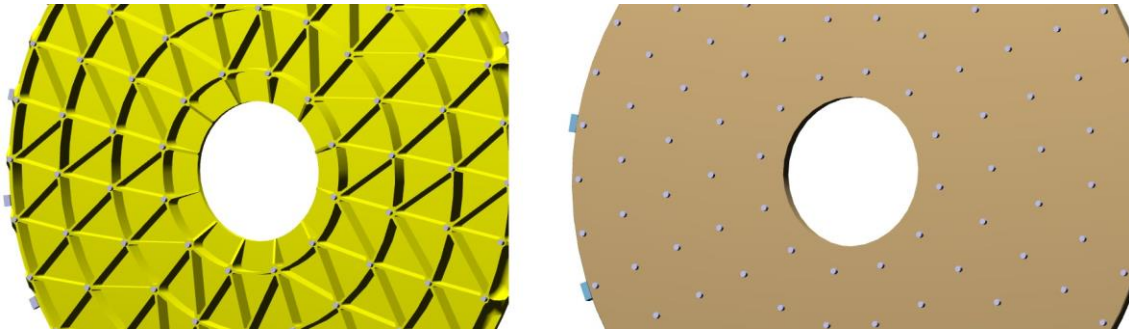


Figura 17. Blanco de M1 aligerado descartado (izquierda) o menisco seleccionado (derecha).
Vista trasera de los espejos. Crédito: Sener.

Actuadores axiales

La siguiente decisión de diseño es cuántos actuadores axiales debería haber, de qué tipo deben ser y cómo deben estar distribuidos. La configuración seleccionada es tener 80 actuadores muy rígidos distribuidos en 4 anillos y apoyándose en la parte trasera del espejo por medio de trípodés. Con esta configuración se logra compensar correctamente las deformaciones gravitatorias, térmicas y las componentes más lentas del viento con un número de actuadores relativamente pequeño.

El error de superficie de M1 debido a cambios de gravedad y térmicos logra estar por debajo de 60 nm RMS en toda la apertura. Para subaperturas en círculos de 170 mm de diámetro, logra tener un error por debajo de los 8 nm RMS promedio de todas las subaperturas. La motivación para medir por separado el error de superficie total y las subaperturas de alta frecuencia espacial, es que los errores de baja frecuencia espacial podrán ser corregidos posteriormente por la óptica adaptativa cuya proyección de los actuadores estarán a 85 mm unos de otros. Por esa razón, los errores de superficie de M1 en círculos de diámetro inferior a 170 nm son más pequeños, pues la óptica adaptativa no podrá corregirlos y serán contribuyentes directos a la calidad óptica global.

Respecto a los actuadores axiales se pueden diseñar más blandos y rápidos o bien más rígidos y con una dinámica más moderada. En el diseño de EST se optó por actuadores axiales rígidos que de forma pasiva ya soportan la fuerza del viento incluyendo las rachas de mayor frecuencia temporal. Esta rigidez en los actuadores produce una conexión mecánica hiperestática entre el espejo y la celda mecánica en la cual están sujetos los actuadores axiales, de forma que cuando la celda se deforma por cambios lentos gravitatorios o térmicos, dicha deformación se transmite al espejo M1. Para compensar esta carga desde la celda hacia M1, los actuadores axiales de manera activa deformarán lentamente M1 en base a tablas de calibración.

Refrigeración

La última decisión de diseño de M1 que se incluye en esta sección es la tecnología para refrigerar el espejo, el cual debe estar a $+0.5/-2^{\circ}\text{C}$ respecto a la temperatura ambiente para evitar plumas de aire caliente que perjudiquen el frente de onda y consecuentemente la calidad de imagen. Se han analizado 3 estrategias con modelos por ordenador, ordenadas de mayor a menor coeficiente de transferencia de calor:

1. Placas de metal con serpentines de agua fría pegadas a la parte trasera del espejo.
2. Inyección de chorros de aire frío en la parte trasera del espejo.

3. Refrigeración por radiación instalando placas metálicas frías a poca distancia de la parte trasera del espejo.

La primera opción tiene el inconveniente de la instalación mecánica cada vez que se desmonta M1 para espejarlo y también el riesgo de fugas de líquido. La tercera opción logra el peor coeficiente de transferencia de calor y para lograr la temperatura del espejo requiere usar agua a unos 27°C por debajo del ambiente, lo cual es muy costoso. Por último, la segunda opción es la que se ha seleccionado por tener un coeficiente de transferencia de calor aceptable y sin riesgo de fugas, además de haber sido ya probado en el telescopio solar DKIST. Dado que los chorros de aire frío podrían generar vibraciones, este es un aspecto que se analiza durante el diseño.

Todos los aspectos de M1 que han sido descritos en esta sección afectan a la calidad de imagen, sección 6.2., y por lo tanto los instrumentos que estadísticamente se ven más afectados son los FBI que producen imágenes, tal y como se analizó en 3.1.4.3.

5.8 Espejo secundario

El espejo secundario de EST es deformable (ASM), Figura 18, tal y como sucede en VLT, EELT (M4), GMT, LBT. Tiene un diámetro exterior de 0.8 metros y es el encargado de generar el foco secundario del telescopio F2 con un $f\#=12$, acorde al diseño gregoriano presentado en la sección 5.1. El espejo secundario está montado sobre un hexápodo que proporciona al ASM 5 grados de libertad: X, Y, Z, rotación de X y rotación de Y. Durante el diseño preliminar del espejo M2 de EST se han tomado decisiones de diseño para cumplir con sus requisitos. En esta sección se describen las decisiones más importantes y sus implicaciones sobre los casos científicos.

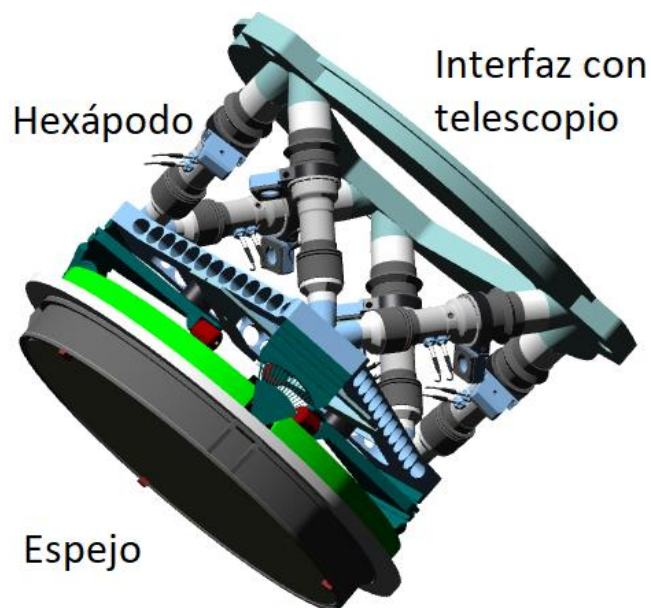


Figura 18. Espejo secundario adaptativo. Crédito: TNO.

Deformable vs rígido

La decisión más importante que se tomó antes de iniciar el diseño preliminar de M2 era si debía ser adaptativo o rígido. Al decidir usar un espejo adaptativo este tiene una doble funcionalidad: espejo secundario y espejo deformable. Con esto se evita tener que añadir un espejo adicional con la funcionalidad de ser deformable y consecuentemente se mejora la transmisión para todo

el telescopio entre un 3% y un 4%, asumiendo que el espejo que se ahorra tendría un recubrimiento de plata protegida con una buena política de limpieza.

Un aumento de la transmisión beneficia a todos los casos científicos, pero especialmente a los que solicitan mayor relación señal a ruido, con mayor resolución espectral, espacial y temporal que son los que solicitan instrumento tipo IFS.

Frecuencia de ancho de banda en lazo abierto

La frecuencia de ancho de banda en lazo abierto es una medida de lo rápido que son los actuadores que deforman el espejo para darle la forma deseada. En este caso queremos aplicarlo a 2 funcionalidades distintas: por un lado la deformación para corregir modos ópticos de alto orden: coma, astigmatismo, trefoil y mucho más altos, y por otro lado al movimiento de actuadores para corregir tip-tilt como si fuera un espejo rígido. Estas 2 funciones se usan simultáneamente y las frecuencias que se han analizado Femenía (2022) son 350 Hz y 500 Hz, llegándose a la conclusión de que la frecuencia de 500 Hz genera una mejora muy interesante en la capacidad para corregir el tip-tilt más rápido cuyos contribuyentes son la atmósfera en los días de mal seeing y posibles vibraciones generadas por motores.

Tener un espejo con ancho de banda a 500 Hz beneficia a todos los casos científicos, y especialmente a los que demandan alta resolución espacial, que son los que demandan usar instrumentos tipo FBI. En general también se puede decir que ayuda a aumentar la capacidad de corrección en días con mal seeing, $r_0(500\text{nm}) < 8\text{cm}$.

Etapas intermedia para tip-tilt

El hexápodo del ASM de EST realizará movimientos en X,Y,Z, rotación de X (tip) y rotación de Y (tilt) para corregir perturbaciones lentas: gravedad, temperatura. Los cambios más rápidos de tip-tilt producidos por el viento, la atmósfera y vibraciones de motores etc, se corrigen usando la capacidad de deformación del espejo deformable. Normalmente el viento será la perturbación más lenta de estas 3, pero también la que necesita un rango mayor. Para poder corregir el viento con un buen margen de seguridad se ha estimado que es necesario disponer de un rango mecánico de rotación en X y en Y +/- 82 micro radianes, pero los actuadores con la tecnología seleccionada no disponen de tanto rango. Para solventarlo se añadió una etapa intermedia que mueve todo el espejo como un bloque más rápidamente que el hexápodo, pero más lentamente que los actuadores del espejo deformable. Esta etapa intermedia se observa en verde oscura en la Figura 18 y después de revisar los análisis de rango requerido se concluyó que la necesidad de su existencia estaba en el límite. Finalmente se decidió dejarla, pues una vez diseñada podía ser eliminada posteriormente sin modificar el resto.

La inclusión de esta etapa intermedia afecta a todos los casos científicos en general y habilita que se puede tener una buena estabilidad de imagen en presencia de viento en el límite superior del rango nominal de EST que es viento de 16 m/s incluyendo las rachas.

6 Presupuestos de Telescopio

Un presupuesto de telescopio es un desglose de los contribuyentes a un requisito del telescopio. En este TFM se abordan los aspectos más destacados de 3 de los principales presupuestos del telescopio de forma principalmente cualitativa, sin llegar a incluir su desglose pormenorizado. Los presupuestos que se analizan son: transmisión, calidad de imagen y polarización.

6.1 Transmisión

El presupuesto de transmisión de EST incluye los elementos ópticos del telescopio, la óptica de transferencia, la óptica de distribución de luz y los instrumentos, aunque el alcance de este TFM no profundiza en los instrumentos. Dado que la distribución de luz puede cambiar su configuración en función del programa de observación, se empieza por proponer 2 casos concretos de los que ya se habían identificado en la sección 3.1.4.4 como más exigentes en cuanto a la transmisión y sobre los cuales se hará el análisis:

- Propiedad físicas de los campos magnéticos interconectados. OP 1.6.1. "Physical properties of internetwork magnetic fields".
- Estimación del campo magnético usando multi-espectros que incluyen Ca II H&K. OP 3.8.1. "Magnetic field determination in plage including Ca II H&K".

El primero de ellos solicita usar un instrumento tipo IFS para realizar espectro-polarimetría en las siguientes líneas espectrales: Fe I (525.02nm), Fe I (630 nm), Fe I (1565 nm), Sr I (460.7nm), Mg I (517.3 nm), Ca II (854 nm).

El segundo programa de observación seleccionado solicita realizar también espectro-polarimetría en las siguientes líneas espectrales: Fe I (630.1 nm/630.2 nm), Ca II (393.4 nm), Ca II (396.8 nm), Na I (589.0 nm), Ca II (854.2nm), He I (1083 nm).

Para el estudio de transmisión se seleccionan 2 líneas espectrales de entre todas las anteriores: Ca II (854.2 nm) por ser la más frecuentemente solicitada, según 3.1.4, y Ca II (393.4 nm), cuyo interés, en cuanto a transmisión, reside en que sufre mayor extinción atmosférica y que los recubrimientos de espejos suelen penalizar esa longitud de onda. Estas 2 líneas espectrales se encuentran en cada uno de los 2 brazos espectrales que se presentaron en la sección 5.1, lo cual permite estudiar ambos independientemente.

En el caso de Ca II (854.2 nm), en el primer programa de observación, el número de superficies ópticas hasta el foco F3 que se entrega a los instrumentos es el siguiente: M1, M2 a M6, 2 juegos de lentes dobles en el camino óptico del pilar (POP), 1 dicróico dentro del POP, otro dicróico en la sala de instrumentos, y un espejo de doblado para entregar F3 al instrumento IFS R, basado en matriz de microlentes e incluido en la *Figura 1*.

En el caso de Ca II (393.4 nm), en el segundo programa de observación, el número de superficies hasta F3 es: M1, M2 a M6, 2 juegos de lentes dobles en el camino óptico del pilar (POP), 1 dicróico dentro del POP, 1 espejo de doblado dentro del POP, otro dicróico en la sala de instrumentos, Una lámina plano-paralela para separar la luz que usará el sensor de frente de onda para la óptica adaptativa, un espejo de doblado para entregar F3 al instrumento IFS B, basado en array de microlentes e incluido en la *Figura 1*.

En 2011 concluyó un estudio sobre la reflexión de distintas combinaciones de aluminio y plata para recubrir espejos de telescopios solares, Feller (2011). Se crearon varias muestras y se expusieron al sol directo en el telescopio VTT en el observatorio del Teide. Posteriormente se midió su degradación y su transmisión antes y después de limpiarlos. La conclusión es que se recomendaba usar plata protegida para recubrir los espejos usando la combinación SAGEM GAIA Nr5 en todos los espejos excepto en M1, para el cual se recomendaba aluminio, por poder realizarse el recubrimiento en el observatorio del Roque de Los Muchachos. Las curvas de transmisión medidas y recomendadas en Feller (2011) se muestran en la Figura 19 y la Figura 20 para plata protegida y aluminio respectivamente.

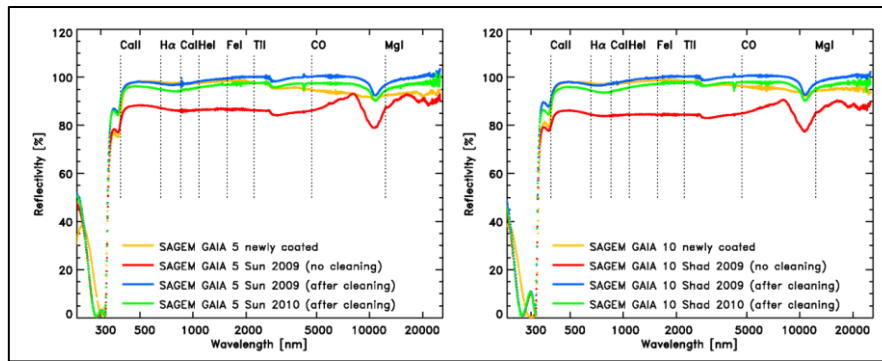


Figura 19. Plata protegida. Expuesto al sol a la izquierda. Sin exponer al sol a la derecha.

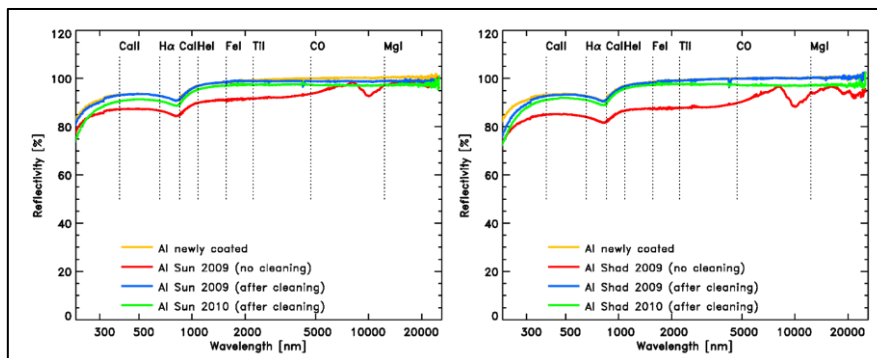


Figura 20. Aluminio. Expuesto al sol a la izquierda. Sin exponer al sol a la derecha.

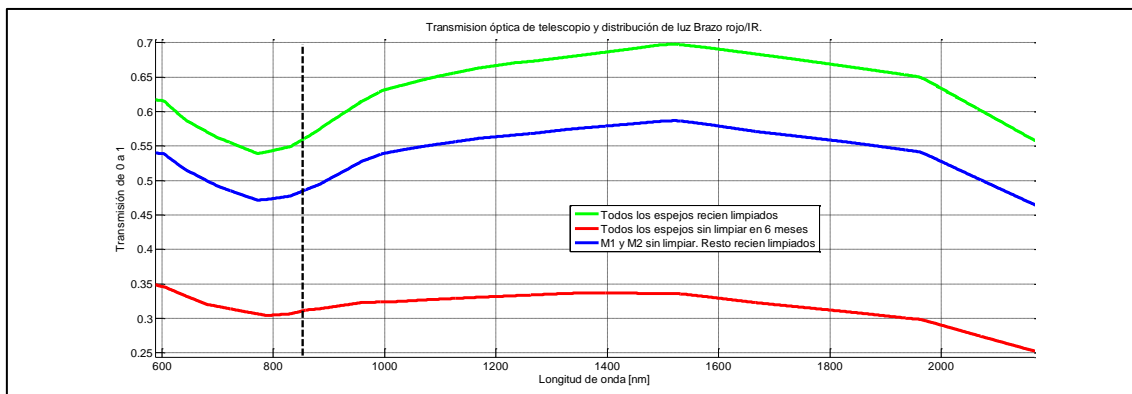


Figura 21. Transmisión del brazo rojo/IR con espejos expuestos al sol y al polvo durante 10 meses en 3 casos distintos: habiendo limpiado todos los espejos (curva verde), sin limpiarlos en 4 meses (curva roja) y por último la combinación de tener M1 y M2 sin limpiar y el resto reciente limpiados (curva azul). Línea discontinua negra vertical indica la longitud de onda a la que los requisitos nos piden optimizar la transmisión, Ca II (854 nm).

Para realizar el presupuesto de transmisión global de todo el telescopio y la distribución de luz se han tomado las curvas expuestas directamente al sol de la Figura 19 y la Figura 20 y concretamente los casos de superficie sin limpiar después de 4 meses al sol (curva roja) y superficie recién limpiada tanto para el aluminio como para la plata protegida después de 10 meses de exposición al sol en el telescopio VTT (curva verde) de la Figura 19 y la Figura 20. El caso de superficie recién espejada no se ha usado por resultar optimista. Partiendo de dichas

curvas se han construido curvas nuevas multiplicándolas tantas veces como número de espejos de cada tipo hay. Para las lentes de la óptica a través del pilar (POP), se ha tomado la curva del diseño preliminar realizado en Sola (2020), en el que se incluyeron propiedades de los materiales proporcionados por un fabricante. Para cada dicroico se ha asumido un 95% de transmisión y para las láminas plano-paralelas para separar la luz dedicada al sensor de frente de onda, también 95%. El resultado se muestra en la Figura 21 y la Figura 22.

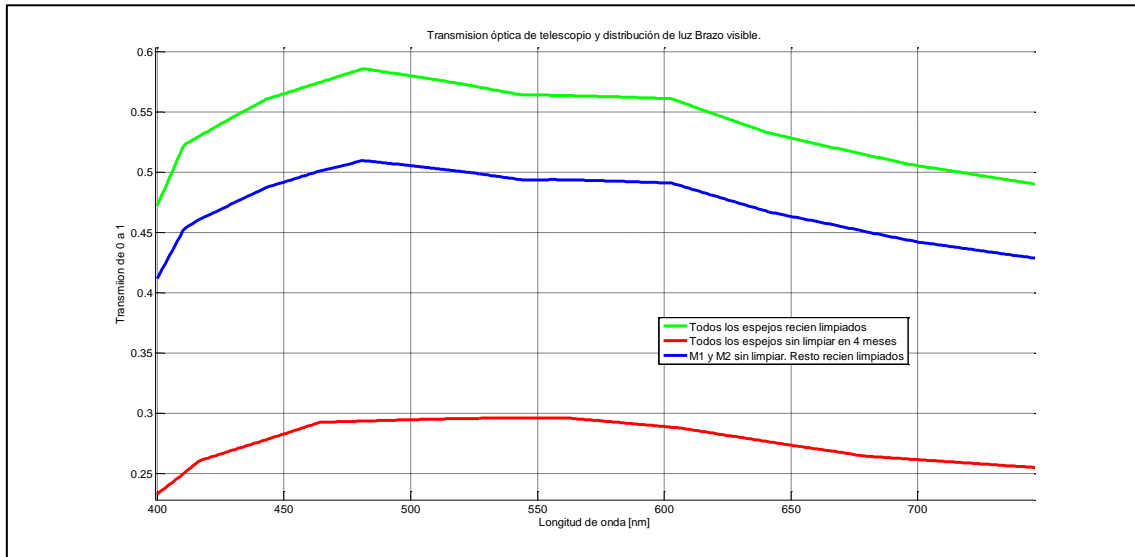


Figura 22. Transmisión del brazo azul con espejos expuestos al sol y al polvo durante 10 meses en 3 casos distintos: habiendo limpiado todos los espejos (curva verde), sin limpiarlos en 4 meses (curva roja) y por último la combinación de tener M1 y M2 sin limpiar y el resto reciente limpiados (curva verde).

De estas figuras se puede concluir que para lograr cumplir el requisito de tener un 30% de transmisión tal y como se estimó en la sección 3.1.4.4. es imprescindible limpiar las superficies ópticas periódicamente, especialmente en el brazo azul donde habrá un poco menos de transmisión por tener un espejo de doblado más, la pérdida de luz dedicada al sensor de frente de onda y mayor extinción atmosférica.

Por último, hay que considerar la transmisión de los instrumentos IFS R e IFS B, de los cuales no se pueden hacer estimaciones fiables, pues están aún en una fase de diseño anterior a la del telescopio. Sin embargo, podemos tomar referencias preliminares de instrumentos similares realizados por el mismo equipo diseñador, van Noort (2022), en los que se estima una transmisión en torno al 20%, incumpliendo el 30% requerido, tal y como se mencionó en la sección 3.1.4.4. Por lo tanto, la transmisión de los instrumentos IFS para EST debe mejorar respecto al prototipo anterior. Como contingencia, el plan de limpieza de espejos del telescopio, debe ser tal que el conjunto telescopio y distribución de luz cumpla al menos con las curvas azules mostradas en la Figura 21 y la Figura 22, lo cual debería lograrse limpiando con mayor frecuencia que 1 vez cada 4 meses, bastante razonable, y probablemente renovando recubrimientos cada 2 años.

Respecto al impacto de la transmisión estimada en esta sección sobre los OPs, ya se ha indicado en la sección 3.1.4.4 que la transmisión es uno de los requisitos más importantes del telescopio. De la presente sección se puede concluir que el requisito del 30% de transmisión para el

telescopio, se puede cumplir usando los recubrimientos indicados y una política de limpieza adecuada.

6.2 Calidad de imagen

La calidad de imagen del telescopio se puede definir como el conjunto de propiedades del haz entregado a los instrumentos que satisfacen los requisitos del telescopio, tales como: anchura de la PSF, MTF, error del frente de onda expresado en nm RMS, contraste o Strehl Ratio (SR). En esta sección se usará principalmente el error de frente de onda expresado en nm. Cuando se presenten otras métricas de calidad de imagen se incluirán la ecuación que relaciona las distintas métricas.

Los factores que degradan la calidad óptica se reparten entre los elementos ópticos, de forma que el efecto combinado de todas las contribuciones cumpla con el error requerido por los objetivos científicos. El criterio para elegir la degradación total máxima permitida es que el ángulo de la PSF que incluye el 50% de la energía debido a las aberraciones atmosféricas en un día con $r_0(500\text{nm}) = 20\text{ cm}$, no sea degradado por el telescopio y los instrumentos en más de un 10% antes de óptica adaptativa. Esto equivale a un error de frente de onda de 974 nm RMS antes de óptica adaptativa, que se reparte de la siguiente manera:

- Efectos estáticos. 559 nm RMS.
- Efectos dinámicos. 336 nm RMS.
- Efectos de seeing local. 723 nm RMS.

La contribución conjunta resulta de la raíz cuadrada de la suma de los cuadrados. Hay que recordar que en el caso de espejos, el error de frente de onda es el doble que el error superficial del espejo.

6.2.1 Efectos estáticos

Los principales efectos estáticos que contribuyen a la pérdida de calidad óptica son:

1. Diseño óptico y geometría de la pupila de entrada.
2. Calidad superficial de lentes y espejos.
3. Residuos de alineado en la integración y montaje afectados por cambios gravitatorios y térmicos.

6.2.1.1 *Diseño óptico y geometría de la pupila de entrada*

Al diseño óptico se le requiere que su diagrama de puntos en el foco F3 entregado a los instrumentos quede dentro del círculo de diámetro $\frac{\lambda}{D}$, siendo D el diámetro de M1, lo cual es equivalente a que el diseño esté limitado por difracción. Las observaciones solares cubren un gran rango espectral, pero en cada observación concreta se pueden considerar monocromáticas porque las imágenes siempre se obtienen con filtros estrechos, con ventanas inferiores a 1 nm y los instrumentos TIS, basados en filtros sintonizables, hacen un muestreo espectral con un paso muy fino. Por todo ello el desenfoque cromático solo es aplicado a ventanas de 1 nm para el cumplimiento de que el diagrama de puntos del diseño óptico quede dentro del círculo $\frac{\lambda}{D}$.

El diafragma de apertura de EST tiene una forma anular con un oscurecimiento central de 1.1 metros. Esto afecta a la transmisión de frecuencias espaciales medias pues la MTF tiene una leve caída a frecuencias medias en comparación con la MTF de una apertura circular.

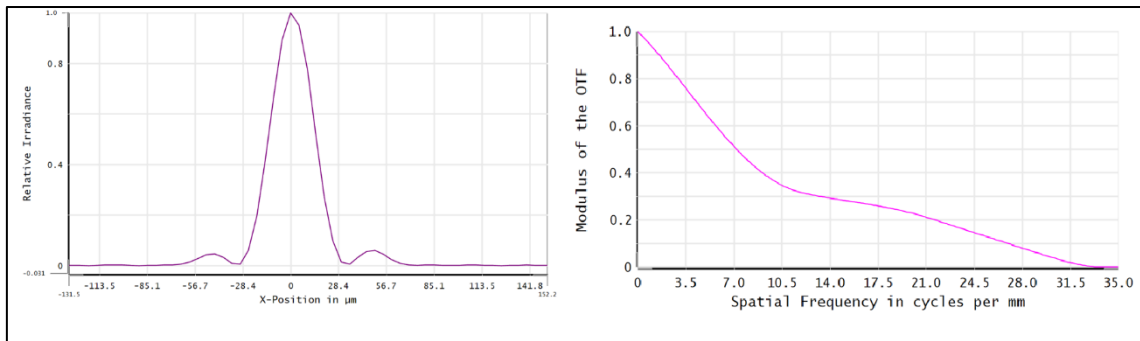


Figura 23. Apertura Anular de EST. PSF (izquierda) y MTF (derecha)

En la Figura 23 vemos la PSF de EST en F3 a la izquierda y a la derecha la MTF en F3, ambas sacadas de la herramienta de diseño óptico Optics Studio para 500 nm y en el centro del campo. Si nos fijamos en la PSF, vemos que el corte con el eje x a 500 nm se produce a $1.22 \lambda/D$ que en segundos de arco son 0.03 arcsec y con la escala de placa de EST en 0.84 arcsec/mm resulta en 25 micras, tal y como vemos en la figura. La altura de las “alas” laterales viene dada por el oscurecimiento central del 25%, 4.2 metros de diámetro y 1.1 metro diámetro interior.

La MTF en 500nm y en el centro del campo de EST nos muestra una ligera caída en el centro debida al oscurecimiento central, tal y como era de esperar. Por este motivo se hace la obscuración central tan pequeña como sea posible, restringiendo la envolvente disponible para M2. Esta atenuación es inevitable en una apertura anular. La MTF corta el eje x cerca de $34 \text{ milímetro}^{-1}$, que usando la escala de placa se convierte en 40 arcsec^{-1} , cuya inversa es 0.025 arcsec, tal y como cabía esperar por corresponderse con λ/D a 500nm, expresado en arcsec. Por lo tanto, la frecuencia espacial central donde hay una cierta atenuación es $10.5/0.85=12.35 \text{ arcsec}^{-1}$, que se correspondería un periodo espacial de 0.08 arcsec.

Si tomamos un rango entre 0.1 arcsec y 0.05 arcsec vemos, en Quintero (2020), que son frecuencias espaciales importantes pues se demandan concretamente con la siguiente frecuencia:

- 63% de los OP que piden IFS demandan una resolución espacial entre 0.1 y 0.05 arcsec.
- 26% de los OP que piden TIS demandan una resolución espacial entre 0.1 y 0.05 arcsec.
- 16% de los OP que piden FBI demandan una resolución espacial entre 0.1 y 0.05 arcsec. El resto piden mayor resolución espacial.

6.2.1.2 Calidad superficial de lentes y espejos.

La calidad superficial de lentes y espejos viene dada por un pulido requerido de 2 nm RMS de rugosidad superficial, lo cual es exigente, pero dentro de lo que se suele pedir para grandes telescopios.

En el caso de los espejos deformables como M2¹ a M6 existe adicionalmente un contribuyente estático a la calidad óptica con más peso que el pulido y se trata de la capacidad para que el espejo tome la forma deseada. Esto viene dado principalmente por el número de actuadores y la rigidez del propio espejo. En el caso de M1 este valor es de 150 nm de error de frente de onda, mientras que en el caso de M2 es de tan solo 6 nm por tener más actuadores.

¹ M1 también tiene actuadores para mantener su forma, pero no tiene tanta capacidad de compensación como un DM propiamente.

En el presupuesto de calidad de imagen de EST, Mato (2021), se separan las contribuciones a frecuencias espaciales altas y bajas. Se consideran bajas aquellas que podrán ser parcialmente compensadas por la Óptica Adaptativa (OA) del telescopio, mientras que frecuencias espaciales altas son aquellas que no pueden ser corregidas por tener un número finito de actuadores en el espejo deformable corrector. El valor máximo permitido indicado en la sección 6.2 se corresponde con las frecuencias espaciales bajas que posteriormente serán significativamente compensadas. Para los casos de las frecuencias altas los límites permitidos son mucho más exigentes, pues no podrán ser compensadas y contribuyen sin atenuantes a degradar la calidad óptica.

6.2.1.3 Errores de desalineado

Cuando se integre el telescopio EST las posiciones de los elementos ópticos estarán basadas en modelos CAD y de elementos finitos y luego se afinarán usando fuentes de calibración. Las posteriores deformaciones debidas a cambios muy lentos térmicos y gravitatorios también estarán parcialmente modeladas y serán corregidas reposicionando M2, cuyos grados de libertad se describieron en la sección 5.8.

Los errores debidos a tolerancias de fabricación y montaje se estiman con las herramientas de diseño óptico, introduciendo errores de posicionado y midiendo el efecto óptico que producen. No se detallan en este TFM para acotar su extensión y por no tener el autor experiencia en dicho tipo de análisis de tolerancias.

6.2.2 Efectos dinámicos. Óptica adaptativa

Los efectos dinámicos que pueden degradar la calidad óptica de EST son el viento, las vibraciones y la perturbación producida por la atmósfera. Los 2 primeros modifican la posición u orientación de los elementos ópticos, mientras que la atmósfera afecta al frente de onda directamente. También son dinámicos los efectos térmicos que generan degradación del seeing local y que son mencionados en la sección 6.2.3.

La óptica adaptativa (OA) se encarga de compensar todos estos efectos dinámicos, así como el residuo de los efectos estáticos. La óptica adaptativa consiste, de manera muy resumida, en medir el frente de onda con un sensor de frente de onda (WFS), en EST será un WFS tipo Shack-Hartmann de correlación, y compensarlo con un espejo deformable (DM). Una de las diferencias entre la OA nocturna y diurna es que en la diurna no se dispone de una fuente puntual de referencia. En OA diurna la técnica habitual consiste en medir el error de frente de onda realizando correlaciones entre la imagen de cada subapertura del WFS con respecto a la imagen de una de las subaperturas del WFS seleccionada previamente. En el diseño de EST la OA está totalmente integrada en el telescopio, no hay observaciones que no pasen por el DM. El objetivo de EST es tener una óptica adaptativa multiconjugada (MCAO) y para llegar a ello se pasará por 2 configuraciones previas más sencillas:

- 1 solo DM y 1 solo WFS de campo estrecho. (SCAO). Logra corrección exclusivamente en el centro del campo de visión, limitado por el campo de visión del WFS, que será de 10 arcsec. En la Figura 24 se ilustra este efecto con imagen de laboratorio óptico.
- 1 solo DM y 1 WFS de gran campo o varios WFS de campo estrecho para corregir en más campo de visión las perturbaciones de capas atmosféricas bajas. (GLAO). Conceptualmente tiene similitudes con el caso anterior, pero midiendo más campo de visión, logrando corregir un promedio de las distintas aberraciones que se ven en distintos puntos del campo. Se puede decir que se corrige más campo, pero a igualdad de perfil de turbulencia, la corrección lograda es peor cuanto mayor es el campo.

- Hasta 5 DMs, 1 conjugado a pupila y el resto conjugados a distintas alturas: 5km, 9km, 12km y 20km. 1 WFS de gran campo o varios WFS de campo estrecho para corregir en más campo de visión las perturbaciones de capas atmosféricas bajas y altas (MCAO). Esta es la configuración objetivo de EST.

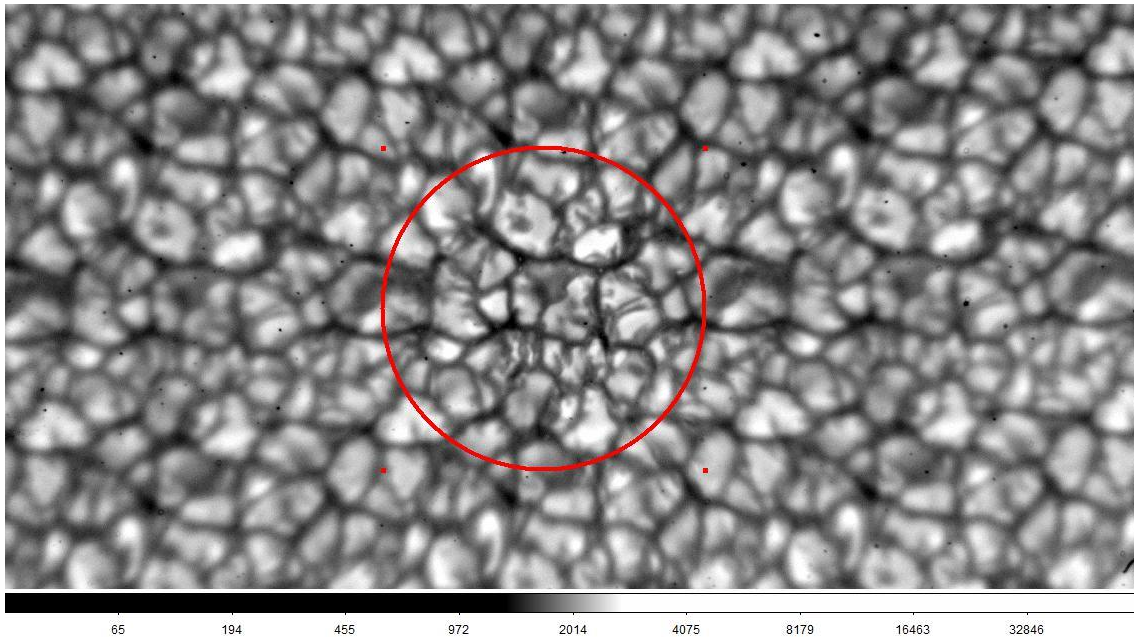


Figura 24. Imagen de granulación corregida con SCAO en banco óptico demostrador de EST. En el centro se ve que la imagen está corregida, mientras en la periferia no lo está. Turbulencia de $r_0(500\text{nm})=15$ cm conjugada a 5km de altura sobre el telescopio. El WFS solo mide los 10 arcsec centrales del campo.

Para discernir si las configuraciones SCAO y GLAO son solo pasos previos hasta llegar al verdadero objetivo de MCAO o si también pueden ser recomendables para algunos casos científicos, se analizan el campo y el nivel de corrección demandado por los programas de observación (OP) haciendo uso de nuevo de la base de datos de Quintero (2020).

Buscando casos científicos que solo demanden un campo de 10 arcsec o menor se encuentran un 11% de los OPs. Se puede concluir que la configuración SCAO es principalmente una configuración auxiliar con interés científico limitado para un 11% de los OPs y que incluso estos casos, aunque no han pedido tener una imagen de contexto con más campo, posiblemente se verían beneficiados de tenerla. Cabe matizar que en los observatorios de Canarias la turbulencia atmosférica suele estar en capas bajas, Socas (2005), de forma que incluso una configuración clásica SCAO, en días de buen seeing puede lograr campos de visión grandes parcialmente corregidos. En este último caso la configuración SCAO sí que podría llegar a ganar en interés científico, al menos hasta que el telescopio incorpore configuraciones más sofisticadas como GLAO o MCAO.

Con la técnica de GLAO se usa también 1 sólo DM, pero a diferencia de SCAO se usa un WFS que mide la turbulencia en un campo de visión mayor (10x10 arcsec para SCAO frente a 40x40 arcsec en GLAO). El efecto logrado es que la perturbación medida y corregida es un promedio de la turbulencia medida apuntando en distintas direcciones. Con esto se logra corregir un campo mayor, pero corrigiendo un poco menos. Esta técnica resulta especialmente atractiva para correcciones en el rojo e infrarrojo, dado que el parámetro de Fried (r_0) es proporcional a $\lambda^{6/5}$, o dicho de otra manera, a las longitudes de onda más largas resulta más sencillo alcanzar el

límite de difracción del telescopio. Con técnica GLAO no se espera poder alcanzar el límite de difracción a 500nm, pero sí se puede tener resolución espacial entre 0.1 y 1 arcsec, lo cual podría ser compatible con algunos casos científicos solares, Rimmele (2011). Por otro lado, tener un mayor campo de visión en el WFS permite medir el frente de onda en condiciones de mal seeing, por tener más estructura en la imagen con la que se hacen las correlaciones. Esto habilita el uso de OA en condiciones adversas en las que SCAO o MCAO podría no funcionar o tener prestaciones muy bajas.

Con estos datos de entrada buscamos en Quintero (2020) casos científicos que requieran resolución espacial de 0.1 arcsec o peor y encontramos que un 15% de los OP no necesitan una resolución espacial mejor que 0.1 arcsec. Si ampliamos la búsqueda a los casos científicos que necesitan más resolución espacial solo para la imagen de contexto, pero no para hacer espectropolarimetría, entonces el número de OPs asciende hasta 20%. La mayoría de estas observaciones proponen usar instrumentos tipo IFS priorizando tener un alta SNR a costa de perder resolución espacial. Habiendo identificado estos casos científicos, se puede concluir que GLAO es una configuración de OA que sí tiene una cierta utilidad científica. Si a esto le añadimos que en los observatorios de Canarias gran parte de la perturbación se encuentra a poca altitud, Socas (2005), la configuración GLAO, puede jugar un papel con cierto valor científico para progresar hasta MCAO, que es el verdadero objetivo de EST para cubrir todos los casos científicos.

6.2.2.1 *OA simultánea en varios instrumentos*

Uno de los requisitos de EST es observar con varios instrumentos simultáneamente a distintas longitudes de onda haciendo uso de OA, lo cual es posible porque la OA está integrada en el telescopio. En esta sección se analiza el impacto de las aberraciones de camino no común (NCPA) sobre los OP por el hecho de observar con más de 1 instrumento simultáneamente.

Las NCPA son aberraciones que se producen después de la derivación de luz hacia el WFS. Por lo tanto, no pueden ser vistas por el WFS, ni corregidas en tiempo real. También forman parte de las NCPA las aberraciones ópticas producidas internamente por el propio WFS, que serán medidas y corregidas, pero en realidad no afectan al camino óptico de ciencia. Las NCPAs, se corrigen normalmente con algoritmos basados en la imagen del propio instrumento, como por ejemplo phase diversity, Paxman (1986), en la que se toman varias imágenes desenfocadas en el detector del instrumento usando una fuente de calibración y se estima el error de frente de onda, para compensarlo con el DM. Una vez compensado, lo que mide en ese momento el WFS, se registra como la medida de referencia. Cuando posteriormente entra en funcionamiento el sistema de OA, su objetivo es compensar con el DM el frente de onda perturbado por la atmósfera, el viento o las vibraciones con el objetivo de que el WFS minimice la diferencia entre la medida en tiempo real y la referencia tomada anteriormente, lo cual implica recuperar la imagen del detector ya compensada de las fuentes de perturbación.

Dado que EST observará con varios instrumentos simultáneamente, parece razonable que esta técnica se use con el instrumento que demande más resolución espacial.

No se puede estimar cual es el error de frente de onda en un instrumento antes o después de aplicar la técnica de NCPA en EST porque actualmente los instrumentos están diseñados con un nivel de madurez inferior al telescopio. Como ejercicio meramente académico se puede tomar como ejemplo el error residual antes y después de aplicar NCPA en otros telescopios que nada tienen que ver con EST. Tomando como ejemplo el instrumento NIRC2 en Keck 2, o las estimaciones de NCPA para GTCAO, Femenia (2022), resultan los siguientes errores aproximados debidos a NCPAs:

- Instrumento tipo 1 corregido con NCPAs: WFE= 30 nm RMS.
- Instrumento tipo 2 en el mismo brazo espectral que el instrumento tipo 1: WFE= 90 nm RMS.
- Instrumento tipo 3 en un brazo espectral distinto que el instrumento 1: WFE= 130 nm RMS.

La aproximación de Marechal se puede usar para convertir de error de frente de onda en radianes a relación de strehl (SR) cuando $SR > 0.2$.

$$SR = \exp(-\sigma^2) \quad \text{ec. 1}$$

El error de 90 nm RMS a 500 nm de longitud de onda, implica multiplicar el SR por 0.27. Si añadimos una atmósfera de $r_0(500\text{nm})=20$ cm, simulaciones de OA hechas para EST, Montoya (2015), estiman que la corrección de OA llegue hasta un SR de 0.53 aproximadamente, según la distancia al centro del campo de visión, que multiplicándolo por 0.27 (instrumento tipo 2) se reduciría hasta 0.14. Para pasar de SR a anchura a media altura (FWHM) no se dispone de una fórmula fiable en todo el rango² por lo que se recurre a simulaciones para una apertura circular de 4 metros obteniendo la Figura 25, de donde se concluye que un instrumento tipo 2 con SR de 0.14 no podrá tener un FWHM a 500 nm mejor que 0.047 arcsec con, $r_0(500\text{nm})=20$ cm. Figura de la izquierda.

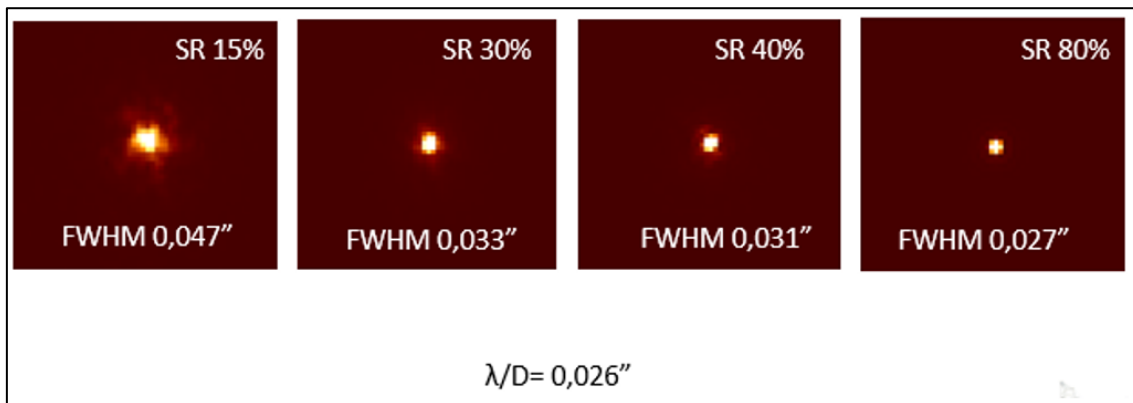


Figura 25. Relación entre SR y FWHM para una apertura circular de 4 metros. Simulaciones realizadas con Durham Adaptive Optics Simulation Platform (DASP), Basdem (2018).

OP	Nombre	Res. espacial
2.1.1	"Sausage and kink oscillations in MBPs"	0.025
2.1.2	"Magneto-acoustic waves in spicules on disk"	0.025
2.2.3	"Formation of magnetic swirls in intergranular lanes"	0.025
2.2.4	"Vortex flows in the lower solar atmosphere"	0.025
5.5.1	"Rising spicule signatures"	0.04

Tabla 3. Programas de Observación (OP) que podrían tener dificultades para lograr la resolución espacial solicitada en 2 instrumentos de visible simultáneamente, incluso aunque se añada un segundo DM.

Se interroga la base de datos Quintero (2020), para buscar cuantos OPs solicitan tener 2 instrumentos en el brazo espectral visible solicitando que ambos instrumentos tengan una resolución espacial de 0.04 arcsec o más exigente y obtenemos que sobre un total de 93 OPs,

²Un ejemplo interesante de esta afirmación es la técnica de lucky imaging, en la que el SR puede ser muy bajo y sin embargo tener un FWHM cercano al límite de difracción.

solo se identifican 5, plasmados en la Tabla 3, donde se ha añadido una columna con la resolución espacial para ilustrar que aquellos que solicitan 0.04 arcsec estarían incumpliendo por poco, mientras que lo que están en 0.025 realmente podrían tener dificultades para cumplir la resolución que solicitan en 2 instrumentos del brazo visible.

Recordemos que estos valores son una mera aproximación, dado que el error de frente de onda antes y después de NCPA no está adaptado a EST. En el hipotético caso de que cuando se dispusiera de esos datos para EST se quisiera tener la posibilidad de tener una corrección distinta de NCPA en cada brazo espectral, esta se podría lograr tan solo quitando el espejo de doblado en el brazo conjugado a pupila en el brazo visible de la Figura 10, y sustituyéndolo por un espejo deformable. De esta forma el espejo secundario adaptativo corregiría las NCPA para un instrumento del brazo rojo y el nuevo DM las NCPA para un instrumento del brazo visible. En dicho caso se añadiría también un WFS en el brazo rojo para lograr corrección también de OA por separado para cada brazo.

6.2.2.2 Estabilidad de imagen

La PSF en el límite de difracción de EST tiene una FWHM a 500 nm de $\lambda/D=0.025$ arcsec, lograr esta PSF compensando el error de frente de onda con la óptica adaptativa es un requisito científico, al menos cuando la atmósfera tiene un buen seeing. Para evitar movimientos de imagen X-Y en el plano focal entregado a los instrumentos que perjudiquen la corrección de OA, es necesario una estabilidad de imagen de 0.004 arcsec o mejor, mientras se hace seguimiento del sol durante 10 segundos, a pesar de la perturbación del viento, el tip-tilt atmosférico y las posibles vibraciones del telescopio. Una estabilidad de imagen de 0.004 arcsec implica multiplicar la relación de Strehl at 500 nm por 0.94 según la siguiente fórmula:

$$SR_{tilt} = \frac{1}{1 + \frac{\pi^2}{2} \left(\frac{\sigma_{tilt}}{\lambda_c/D} \right)^2} \quad \text{ec. 2}$$

Donde σ_{tilt} es el movimiento de imagen RMS para para 1 eje, λ_c es la longitud de onda y D el diámetro de la apertura del telescopio.

Para lograr dicha estabilidad de imagen de 0.004 arcsec, la compensación de las perturbaciones es compartida entre el telescopio, y el espejo de tip-tilt de OA, que es M2. Los análisis dinámicos realizados con Simulink®, Femenía (2022), muestran que solo se puede lograr una estabilidad de imagen de unos 0.04 arcsec, principalmente debido a la suposición que se ha hecho sobre posibles vibraciones generadas internamente por motores y otros dispositivos y en menor medida al viento sobre el telescopio. Esto implica que la relación de Strehl a $\lambda=500$ nm corrigiendo altos órdenes ópticos se vería multiplicada por 0.13, según ec. 2, que sería una reducción importante de su resolución espacial y que afectaría a prácticamente todos los casos científicos que solicitan instrumento tipo FBI para producir imágenes a 500nm.

Se debe tener en cuenta que en astronomía solar normalmente los tiempos de exposición de los instrumentos son muy cortos, del orden de 30 ms o inferior y que luego se usan técnicas de post-procesado, mencionadas en la sección 3.1.4.3 y que se estiman que pueden mitigar el movimiento de imagen para frecuencias inferiores a unos 10 Hz. Por lo tanto, solo tendremos en cuenta los movimientos de imagen por encima de dicha frecuencia.

Por último, se propone definir una densidad espectral de potencia (PSD) de las vibraciones del telescopio adecuada para mejorar la estabilidad de imagen hasta 0.004 arcsec y hacer el diseño detallado del telescopio cuidadosamente para cumplir con esa PSD. Esto implica reducir la

amplitud de las vibraciones especialmente en frecuencias temporales altas, que son las que no corrige o corrige poco la OA.

El problema de la estabilidad de imagen es algo común que afecta a otros telescopios y que se aprecia especialmente cuando la OA ha compensado otras fuentes de error. Por poner un ejemplo, en el caso del telescopio solar de 4 metros DKIST, se reportó que tenían un error de aproximadamente 0.045 arcsec, Johnson (2020), lo cual impide lograr un strehl mejor que 0.1, según la ec. 2. Cabe mencionar que existen filtros especiales para eliminar jitter a frecuencias concretas, pero estos filtros traen asociados un recorte en las frecuencias más altas corregidas.

6.2.2.3 *Campo corregido configurable según el programa de observación*

En la sección 3.1.4.1 ya se identificó que había algunos casos científicos que solicitaban una resolución espacial alta en un campo reducido. En esta sección se propone que EST tenga una configuración de OA especial para estos casos cuando use GLAO. La motivación es que si reducimos el campo de visión la corrección es mejor pues los DMs promedian menos turbulencia. Esta configuración nueva no requiere ningún cambio optomecánico, simplemente ignorar por software la parte del campo que no vamos a usar para las observaciones científicas.

Quedaría como trabajo futuro hacer nuevas simulaciones de GLAO para cuantificar el beneficio de esta propuesta reduciendo el campo corregido de OA desde un diámetro de 56 arcsec hasta un diámetro de 28 arcsec, en aquellos casos científicos que solo demanden ese campo corregido.

6.2.3 Seeing local

El seeing local es el conjunto de fenómenos producidos por el propio telescopio y que degradan el seeing o error de frente de onda. Los principales contribuyentes son:

- Diferencia de temperatura entre el aire y:
 - Los elementos ópticos.
 - El diafragma de campo en F1 (heat rejecter).
 - La estructura del telescopio.
 - La plataforma del telescopio.
 - El pilar.
 - El edificio principal.
- Turbulencias dentro de la sala de instrumentos.
- Posibles emisiones al aire del edificio auxiliar.
- Turbulencias de aire en la estructura del telescopio por su propia geometría.

Todas estas contribuciones se minimizan durante el diseño de EST. La descripción de los factores que contribuyen a degradar el seeing local podrían ser objeto de una sección mucho más extensa, pero en el marco de este TFM se limita a una mera introducción por completitud de los factores que pueden afectar a la resolución espacial.

6.2.4 Tabla resumen presupuesto calidad de imagen

En la siguiente tabla se incluye el desglose de los contribuyentes al error de frente de onda en la calidad de imagen de EST. Todos los valores de WFE están en unidades de nanómetros.

		Contribuyente	Sin OA	Con OA³
Atmósfera			1021	52.2
Telescopio	Efectos estáticos	Diseño óptico y geometría de la pupila de entrada	450	4
		Calidad superficial de lentes y espejos	255	19.6
		Errores de desalineado	150	4
		Residuos de óptica activa	150	4
	Efectos dinámicos	Emborronamiento de la imagen debida al viento	300	10
		Componente dinámica del desalineado	150	8
		Estabilidad de imagen por viento	11	10.8
		Estabilidad de imagen por vibraciones	11	10.8
	Seeing local	Ambiental	500	12
		Telescopio	522	18
		Residuo de OA (incluye NCPA tipo 1 y otros)		40
Total (RSS)			1411	78

Tabla 4. Presupuesto de calidad de imagen

6.3 Polarización

El campo magnético juega un papel fundamental en el transporte de energía a lo largo de la atmósfera solar. Mejorar nuestro conocimiento de este transporte de energía desde las capas bajas a las capas altas de la atmósfera solar, es uno de los objetivos más importantes de EST. En la fotosfera se producen muchos fenómenos magnéticos tanto a gran escala como a pequeña escala. El campo magnético modifica la polarización de la luz emitida por el sol. Una de las formas habituales de medir el campo magnético es por medio del efecto Zeeman que produce que los niveles energéticos del átomo se desdoblén en subniveles y donde había una línea espectral aparecen 2 líneas que están más separadas en longitud de onda cuanto más fuerte sea el campo magnético. Cada nueva línea desdoblada tiene polarización circular de signo contrario una de otra. Para poder medir los fenómenos magnéticos a escalas cada vez más pequeñas es necesario poder medir la polarización con gran sensibilidad, tal y como se describió en la sección 3.1.4.2., para lo cual es necesario que el telescopio y los instrumentos no modifiquen la polarización de la luz o que si lo hacen, sea de forma estática y se pueda calibrar.

Cuando la luz procedente del sol llega al telescopio y se refleja en M1 y luego en M2, su polarización se ve afectada. Cuando el objeto se encuentra en el eje óptico y el telescopio tiene simetría acimutal, como es el caso de EST, la polarización instrumental se compensa en el primer

³ A 30° de elevación del telescopio y a 20 arcsec del centro del campo. $r_{0zenith}(500nm)=20cm$. Valores según Montoya (2015).

foco (F1) y en el segundo (F2), esto es uno de los motivos de que EST tenga una configuración en eje, tal y como se comentó en la sección 5.2. Se puede decir que hasta F2 el haz está libre de polarización instrumental, por eso se ubican en dicho foco la óptica de calibración polarimétrica consistente en 2 ruedas, una con un retardadores y otra con polarizadores. Posteriormente viene M3 a M6 que tienen un ángulo de 45°, lo cual modifica la polarización, por este motivo estos espejos están ubicados en parejas y con el mismo ángulo, para que el efecto se compense entre los espejos. Después de M6 en adelante, ya no se produce compensación de la polarización, pero los elementos ópticos estarán fijos y se espera poder calibrar su influencia sobre la polarización.

A continuación, se listan algunos de los aspectos que introducen polarización instrumental residual y que están siendo cuantificados durante el diseño de EST:

- El sol es un objeto extenso y la mayor parte de la imagen no está en el eje óptico, produciendo reflexiones oblicuas.
- Inclinación de M2 para corregir el tip-tilt introducido por la atmósfera. Esto genera una ligera pérdida de la simetría de revolución y consecuentemente polarización instrumental.
- Ruptura de la simetría de revolución de M2 como consecuencia de la deformación introducida por el espejo secundario adaptativo.
- Espejos de altura (M3-M6) no estén bien alienados a 45°, aunque el efecto neto sea que el haz vaya recto por el eje de azimut.
- Efecto de la deformación diferente de M3-M6 como consecuencia de la corrección de la MCAO.
- Degradación diferencial de los recubrimientos de cada pareja (M3-M4, M5-M6)
- Tensiones introducidas en los elementos ópticos de transmisión del tubo de vacío de la óptica de transferencia a través del pilar (POP).
- Efecto de los dicroicos/beamplitters que pueda haber en el camino óptico. Esto lleva a la necesidad de una segunda óptica de calibración en la sala de instrumentos.

Observando los casos científicos de EST se puede concluir que la mayor parte de los programas de observación demandan espectro-polarimetría por lo que es fundamental cumplir con el requisito de polarización descrito en la sección 3.1.4.2.

7 Conclusiones

Se han repasado muchas de las decisiones de diseño de EST, exponiendo los argumentos que condujeron a tomar dichas decisiones y vinculándolas a los programas de observación o instrumentos que se ven más afectados por dichas decisiones.

Este análisis pretende ser una potencial herramienta para entender por qué se tomaron dichas decisiones, para revisarlas si fuera necesario.

Para las muchas futuras decisiones que EST tendrá que tomar durante el diseño detallado y construcción, la metodología aquí presentada también puede servir como punto de partida a desarrollar.

El conjunto de decisiones de diseño que han sido seleccionadas para este TFM intenta tocar casi todos los aspectos de EST, pero realizar un trabajo realmente exhaustivo sobre todas las decisiones de diseño queda fuera del alcance y extensión de un TFM.

8 Bibliografía

- [1] Schlichenmaier, R. et al. EST Science Advisory Group. Published by Cornell University. 2019
- [2] Collados et al. GRIS: The GREGOR Infrared Spectrograph. *Astronomische Nachrichten* - Wiley Online Library. 2012.
- [3] van Noort. A prototype of a microlensed hyperspectral imager (MiHI) for solar observacions. *Astronomy and Astrophysics*. 2022.
- [4] NSO, 2018. https://nso.edu/wp-content/uploads/2018/09/Diagnostics_loweratmosphere.pdf
- [5] Quintero. Observation programs database. EST-1100-EPO-RPT-0046.docx. EST internal document. 2020.
- [6] Harmoni, ESO. <https://elt.eso.org/instrument/HARMONI/>
- [7] Löfdahl. Multi-Frame Blind Deconvolution With Linear Equality Constraints. *Proceedings of SPIE*, 2002.
- [8] Löfdahl. Design and Performance Analysis of a Highly Efficient Polychromatic Full Stokes Polarization Modulator for the CRISP Imaging Spectrometer. *The Astronomical Journal*. February 2011.
- [9] van Noort et al. Solar image restoration by use of multi-frame blind deconvolution with multiple objects and phase diversity. *Kluwer Academic Publishers*. 2005.
- [10] Asensio A. Real-time, multiframe, blind deconvolution of solar images. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 620, id.A73, 16 pp. December, 2018.
- [11] O. Von der Luhe. High resolution speckle imaging of solar small-scale structure: The influence of anisoplanatism. *Lectures notes in solar physics*. 2006
- [12] Jurcák J, Collados M., Leenarts J. Recent advancements in the EST project. *Advances in Space Research*, Volume 63, Issue 4, p. 1389-1395. February, 2019.
- [13] King, 1985. http://www.ing.iac.es/Astronomy/observing/manuals/man_tn.html
- [14] Catálogo de Teledyne: <https://www.teledyneimaging.com/en/aerospace-and-defense/applications/ground-astronomy/>
- [15] Vaz J. CosmoSys-Req: A free open-source requirements management tool. *Proceedings of SPIE*. 2022.
- [16] Rimmele T., Marino, J. Solar Adaptive Optics. *Living Rev. Solar Phys.*, 8, (2011), 2
- [17] Vega N. Open configuration - closed configuration evaluation and comparison of alternatives. SOLARNET private report. 2016.
- [18] Vega N. Results of CFD analysis for local seeing optimization. SOLARNET private report. 2016.
- [19] Cozar J. Final trade-off Yoke vs Gantry. EST-1100-EPO-RPT-0046. EST internal report. 2021.

- [20] Femenía B., González J., Belío M, Núñez M., Sanchez-Capuchino J. MCAO proposal. EST-0601-EPO-RPT-0204. EST internal report. 2022.
- [21] Feller A. Overview of possible solutions for est optical surfaces. TEN-MPG-5001. EST internal report. 2011.
- [22] Sola P. Diseño conceptual del sistema óptico de transferencia del telescopio solar europeo (est). Proyecto Fin de Máster en Tecnologías Ópticas y de la Imagen, Facultad de Óptica y Optometría, Universidad Complutense de Madrid. 2020.
- [23] Mato, Núñez. EST error budget spreadsheet. EST-0303-EPO-PMC-0042. EST internal report. 2021
- [24] Paxman R and Fienup J. "Image-reconstruction for misaligned optics using phase diversity," JOSA 3. 1986.
- [25] Johnson et al. First light with adaptive optics: the performance of the DKIST high-order adaptive optics. SPIE proceedings. 2020.
- [26] Montolla L., Montilla I., Collados M. "MCAO numerical simulations for EST: analysis and parameter optimization", Adaptive Optics for Extremely Large Telescopes IV (AO4ELT4). Proceedings of the conference held 25-30 October 2015.
- [27] Socas H. et al. Solar site Survey for the Advanced Technology Solar Telescope. I. Analysis of the Seeing Data. Astronomical society of the pacific. November 2005.
- [28] Basdem et al. The Durham Adaptive Optics Simulation Platform (DASP): Current status. (2018)