Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA
"GALILEO GALILEI"



Corso di Laurea Quadriennale in
Astronomia

ALLINEAMENTO OTTICO DEL TELESCOPIO VST (VLT SURVEY TELESCOPE)

Relatore
Ch.mo Prof. Giampaolo Piotto
Correlatore
Ch.mo Prof. Roberto Ragazzoni

Laureando
Gabriele Umbriaco
Matricola n.354219/SA

A.A. 2015 - 2016

Ai miei Genitori

Indice

1 Storia dell'astronomia a grande campo **5**
- 1.1 Telescopi ottici . . . 8
- 1.2 I telescopi aplanatici . . . 11
- 1.3 Il telescopio di Schmidt . . . 15
- 1.4 La camera Baker-Nunn e a menisco . . . 20
- 1.5 Grande campo su telescopi spaziali . . . 22

2 Come nasce l'idea di VST **25**
- 2.1 Funzione di merito per una survey . . . 26
- 2.2 Descrizione delle survey di VST . . . 29
- 2.3 Commissioning del telescopio VST . . . 32

3 Il telescopio VST **35**
- 3.1 Disegno ottico . . . 35
  - 3.1.1 Specchio principale . . . 36
  - 3.1.2 Specchio secondario . . . 39
  - 3.1.3 Correttore a lenti e ADC . . . 41
- 3.2 Previsioni qualità ottica con raytracing . . . 43
  - 3.2.1 Le aberrazioni di campo . . . 44
- 3.3 Optomeccanica . . . 46
  - 3.3.1 Montatura altazimutale . . . 46
  - 3.3.2 Derotatore . . . 49
  - 3.3.3 Ottica attiva di VST . . . 49
  - 3.3.4 Shack-Hartmann . . . 50
  - 3.3.5 Il supporto del sensore di fronte d'onda e della guida fuori asse . . . 50
  - 3.3.6 Esapodo dello specchio secondario . . . 52
  - 3.3.7 Supporto M1 . . . 53

4 Allineamento ottico **59**
- 4.1 Sistemi ottici centrati . . . 59
- 4.2 Allineamento meccanico . . . 61
  - 4.2.1 Cuscinetto del derotatore . . . 61
  - 4.2.2 Analogie con il 'tamburlano' del telescopio 'Galileo' di Asiago . . . 63
  - 4.2.3 Cuscinetto della rotazione azimutale . . . 64
  - 4.2.4 Strumenti per l'allineamento meccanico di VST . . . 64

4.2.5 Operazioni svolte 68
4.3 Allineamento ottico 76
4.3.1 Costruzione del banco ottico 78
4.3.2 Allineamento degli specchi M2 e M1 85
4.3.3 Allineamento delle lenti correttrici 88
4.3.4 Prima luce e allineamento fine degli specchi 90
4.3.5 Correzioni ad alti ordini con l'ottica attica 93

Conclusioni **100**

Introduzione

L'astronomia ottica moderna si basa sullo studio degli oggetti celesti tramite l'utilizzo di telescopi. Questi raccolgono la debole luce delle sorgenti lontane entro un campo di vista definito dalle proprie caratteristiche optomeccaniche. A seconda delle dimensioni dell'oggetto di studio, siano essi pianeti, galassie, ammassi, è desiderabile un campo di vista che può essere di dimensioni fortemente variabili. Dall'inizio dell'astronomia moderna, nata con l'invenzione della fotografia, si è intuita l'importanza della realizzazione di telescopi a grande campo che permettessero indagini statistiche di ampio spettro (Survey). VST è uno degli ultimi telescopi per Survey realizzato, installato presso l'osservatorio ESO di Paranal in Cile.

In questa tesi descriverò le caratteristiche principali delle Survey, affrontando la loro funzione di merito. Parlerò delle caratteristiche optomeccaniche del telescopio VST, descrivendo il lavoro svolto per allineare le sue ottiche. Vengono elencate le procedure realizzate e i controlli di qualità ottica che sono stati effettuati. L'ultima parte affronta le tecniche di riduzione delle aberrazioni di campo e i metodi utilizzati per rimuoverle con l'ottica attiva del telescopio.

In questa esperienza ho fatto parte del gruppo di lavoro impegnato nel collaudo del telescopio svoltosi in situ, un team di persone qualificate a livello nazionale e internazionale.

Capitolo 1

Storia dell'astronomia a grande campo

Fino a prima dell'invenzione del telescopio, avvenuta nel 1609 da parte di Galileo Galilei, l'astronomia si basava sull'osservazione celeste tramite l'occhio umano. Il nostro recettore visivo ha un campo di vista acuta di pochi primi d'arco e un campo visivo ampio di circa 60° che però non permette la visione distinta. La retina infatti è divisa in due porzioni: la fovea dove si concentra la visione diretta e qui si raggiunge la massima risoluzione visiva, e la macula che circonda la fovea ma è lontana dall'asse ottico della visione distinta, qui la visione non permette di apprezzare il dettaglio ma è molto più sensibile durante la visione scotopica [7]. Gli uomini potevano distinguere ad occhio nudo fino a 15000 stelle, non esistendo fonti di inquinamento luminoso. Furono proprio il riconoscimento di figure animali, mitologiche o associazioni con fenomeni stagionali a stimolare la costruzione delle prime mappe stellari, chiamate costellazioni, che in alcuni casi si utilizzano ancora oggi. L'uomo iniziò a misurare la posizione delle stelle migliaia di anni fa e la storia della loro misura è anche la storia dell'astronomia a grande campo. Le tracce archeologiche che giungono ai giorni nostri indicano come l'astronomia è stata una delle prime scienze naturali sviluppatesi in tutte le civiltà. Gli antichi astronomi con l'ausilio di sfere armillari, goniometri o altri strumenti rudimentali potevano misurare i corpi celesti ed estendere la misura ad ampie regioni di cielo collezionando informazioni dalle singole osservazioni. La costruzione delle prime carte celesti è uno dei rami più antichi dell'astronomia. In questo ambito l'astrometria asserviva a molti dei primi aspetti pratici di queste civiltà, come l'agricoltura, i riti religiosi e la navigazione [25]. La prima carta celeste accurata di tutto il cielo che si conosca, proviene dalla città cinese di Dunhuangi scoperta nel 1907 dall'archeologo Aurel Stein, datata 705-710 d.C. [6]. È costituita da una mappa del cielo ampia 12 ore di angolo orario in proiezione quasi cilindrica e da una mappa circumpolare con proiezione azimutale, Figura 1.1.

In questa mappa sono riprodotte le stelle più brillanti della terza magnitudine, in totale 1339 stelle, caratterizzate da una precisione di posizionamento che va da 1.5 a 4 gradi e raccolte in 257 asterismi. La mappa è dipinta su carta di fibre di gelso e ha dimensioni di 3940 x 244 mm. Per

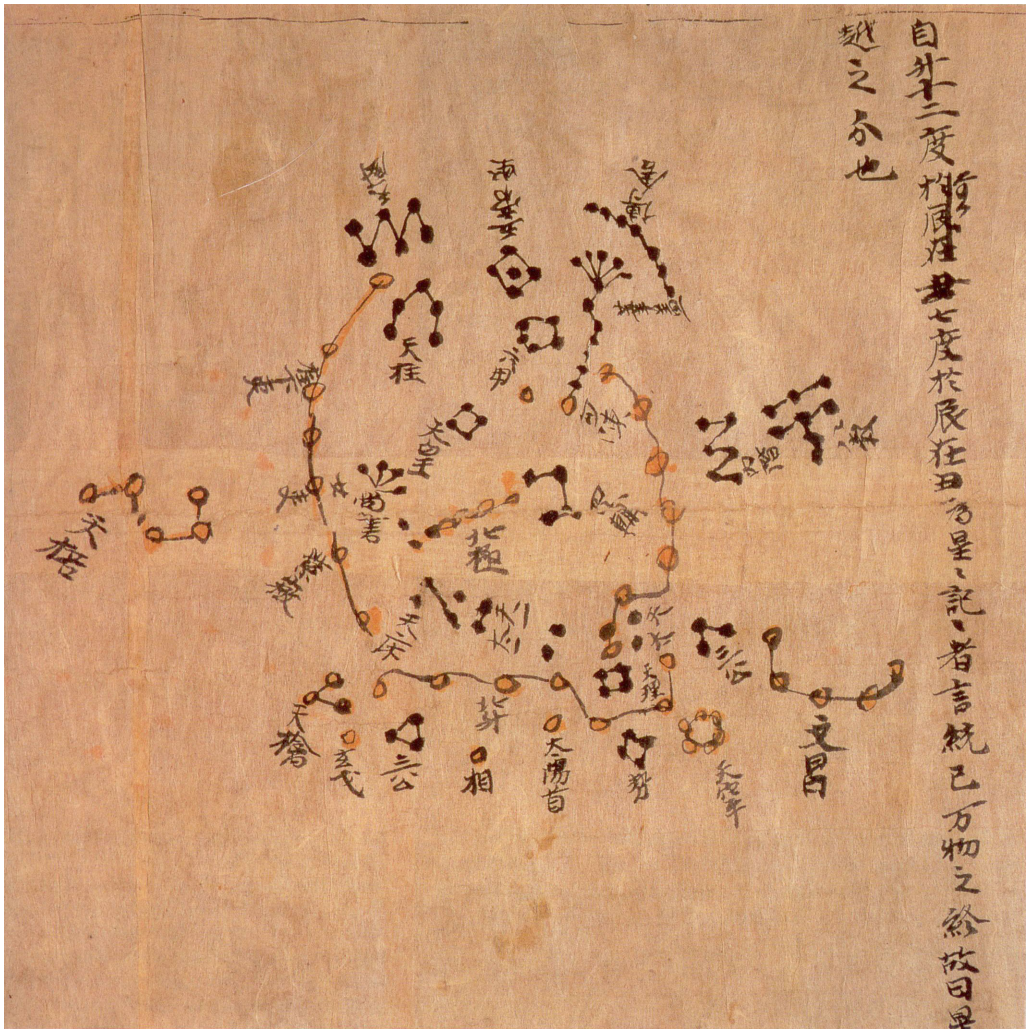


Figura 1.1: Zona circumpolare della mappa celeste di Dunhuang

riprodurre la mappa con questa fedeltà non possono che essere stati usati precisi metodi matematici. Dopo il 700 d.C. la produzione di mappe celesti continuò in Cina, Korea e infine anche in Europa. La loro precisione fu sempre maggiore e correlata con la precisione di misura degli angoli in cielo anche grazie a strumenti di alta sensibilità, Figura 1.3. Il primo catalogo stellare in questo senso è antecedente la mappa di Dunhuang e si attribuisce a Ipparco da Nicea, nel secondo secolo a.C. Per migliorare la misura Ipparco utilizzava un antico metodo, già presente in Babilonia, che consisteva nel suddividere il cerchio in 360 gradi, e ogni grado in 60 minuti d'arco, sviluppando le tecniche della trigonometria. Nel suo primo catalogo Ipparco elenca le posizioni di 850 stelle con una precisione di un grado, grazie all'uso di gnomoni, sfere armillari e astrolabi. A lui è attribuibile anche il sistema di misura della luminosità stellare divisa in magnitudini ancora oggi utilizzato. Grazie a questo lavoro arrivarono nuove scoperte astronomiche come la precessione degli equinozi o la variabilità luminosa delle stelle. C'era l'interesse da parte di Ipparco di misurare accuratamente la posizione della stella Spica per prevederne le occultazioni lunari del 146 e

135 a.C., accompagnato dallo sviluppo di una teoria del moto lunare. Con questi studi Ipparco scoprì la precessione degli equinozi, e quindi metodo più efficace per la misura della durata dell'anno tropico[17]. Altri illustri astronomi dell'epoca si cimentarono nella catalogazione stellare tra cui Tolomeo, Arato, e molti altri. Per renderci conto della precisione raggiunta da Tolomeo nel catalogo di stelle dell'Almagesto, riporto la distribuzione degli errori nella posizione delle stelle in longitudine e l'istogramma delle loro magnitudini in Figura 1.2.

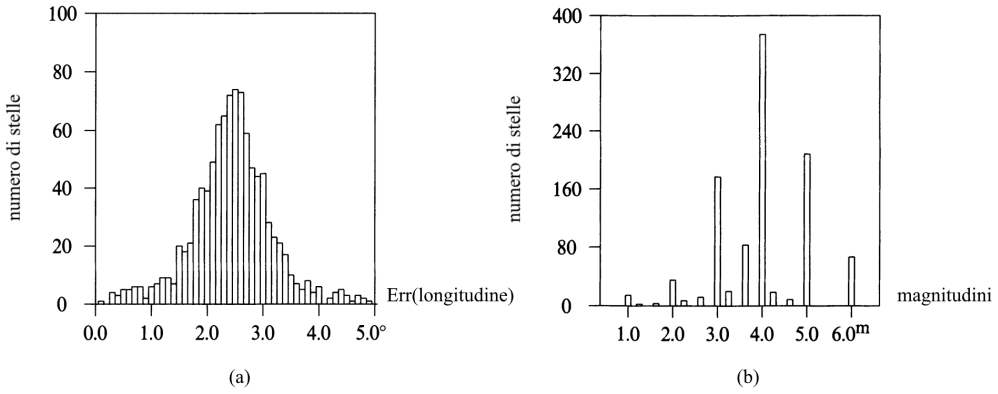


Figura 1.2: (a) distribuzione degli errori di longitudine e (b) delle magnitudini per tutte le stelle del catalogo di Tolomeo

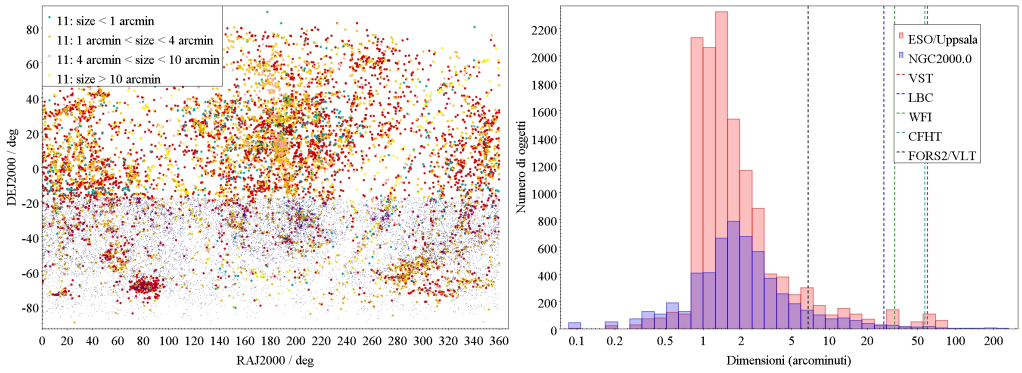
Nel Medioevo l'astronomia era dormiente in Europa e progredì moltissimo in Asia e nel mondo islamico. Ampie osservazioni furono compiute negli imperi cinesi e indiani che portarono in molti casi alla compilazione di cataloghi stellari. Gli studiosi islamici perfezionarono molto la misura degli angoli in cielo con la costruzione di raffinati strumenti, quadranti di altissima precisione e notevole dimensione. Il principe Mongolo Ulugh Beg (1394-1449) costruì nell'osservatorio di Samarcanda, in Uzbekistan, un circolo meridiano di 40 metri di raggio che gli permise di costruire un catalogo di 994 stelle. La precisione raggiunta era migliore del catalogo di Tolomeo sia per posizioni in longitudine che in latitudine. In Europa nel periodo del Rinascimento grandi astronomi si cimentarono nel migliorare ulteriormente la precisione della visione di tutto il cielo, tra questi Niccolò Copernico, Giovanni Keplero e Tycho Brahe. Quest'ultimo costruì Uraniborg, nell'isola di Hveen in Danimarca, il più grande osservatorio precedente all'era dei telescopi, con strumenti di enormi dimensioni per ottenere precisissime misure di posizione. Con questi ottenne un catalogo di circa 1000 stelle con precisione di posizione di 1 arco minuto, pari alla risoluzione dell'occhio umano. La risoluzione fu tale da permettere anche la misura della parallasse di una cometa nel 1577 senza l'ausilio di lastre fotografiche o telescopi, confutando l'ipotesi di fenomeno atmosferico di tali oggetti. Si scoprì come la distanza delle comete fosse di almeno tre volte la distanza Terra-Luna, cosa ben studiata solo dopo i lavori di Edmund Halley (1705).



Figura 1.3: Antico Osservatorio Astronomico di Pechino, sfere armillari del 4° anno del regno dei Ming, (a) armilla equatoriale di Kuo ShouChing ($\tilde{1}276$) e (b) armilla ridotta, da una parte la porzione azimutale e dall'altra quella equatoriale, montate su un supporto equatoriale.

1.1 Telescopi ottici

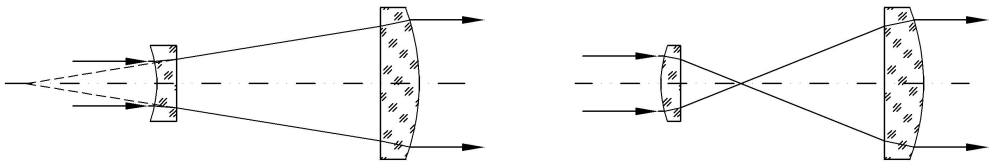
Il telescopio di Galileo è il primo strumento ottico di questo tipo orientato verso il cielo e con il quale si sono fatte le notevoli scoperte trascritte nel 'Sidereus Nuncius'. Lo schema ottico di uno dei primi esemplari, oggi custodito al Museo Galileo di Firenze, è costituito da un obiettivo pianoconvesso, con il lato convesso verso l'esterno, di diametro pari a 37 mm, con un'apertura di 15 mm, distanza focale di 980 mm e uno spessore al centro di 2,0 mm. L'oculare originale è andato perduto ed è stato sostituito nell'Ottocento da un oculare biconcavo di 22 mm di diametro, spessore al centro di 1,8 mm, distanza focale di -47,5 mm (la distanza focale negativa indica che si tratta di una lente divergente). Lo strumento può ingrandire gli oggetti di 21 volte e ha un campo visivo di 15'. Il campo di vista di questo telescopio era tale da coprire al massimo mezzo diametro lunare, una porzione quindi molto piccola rispetto a tutto il cielo. Non menzionerò i prodigi compiuti con questi cannocchiali da Galileo, cito soltanto l'interesse che manifestò per ampliare il campo del telescopio riproducendo mappe del cielo attraverso osservazioni multiple con lo stesso strumento. Famosa è la mappa delle Pleiadi. L'invenzione nel 1671 del telescopio a specchi da parte di Isacco Newton, portò all'inizio della costruzione di ottiche sempre più grandi e complesse. Il campo di vista di quasi tutti questi telescopi era limitato dalle aberrazioni e presentava buone immagini solo attorno all'asse ottico. Si può interpretare il loro campo di vista alla luce delle dimensioni tipiche degli oggetti celesti visibili dalla Terra. Prendiamo come riferimento due cataloghi degli oggetti stellari e non stellari, NGC2000.0 per la distribuzione in tutto il cielo ed ESO/Uppsala per il cielo australe. Si vede come la frequenza delle dimensioni delle sorgenti abbia un massimo a circa 2 minuti d'arco di diametro e pochissimi superano il grado, sono escluse le grandi strutture gassose della nostra galassia. Tuttavia la distribuzione osservata è compatibile con il campo di vista corretto medio dei telescopi costruiti fino ad inizio 1900, Figura 1.4.



(a) (b)

Figura 1.4: Dimensioni degli oggetti celesti. (a) È mostrata la distribuzione in tutto il cielo degli oggetti dei due cataloghi NGC2000.0 e ESO/Uppsala. Le dimensioni degli oggetti sono rappresentati con diversi colori. In blu è rappresentata la distribuzione del catalogo Uppsala che copre tutto il cielo australe. (b) Istogramma delle dimensioni degli oggetti stellari e non stellari presenti nei due cataloghi. Le linee tratteggiate corrispondono al campo di vista di vari telescopi, VST copre quasi tutta la molteplicità di dimensioni esistenti.

Nel 1610 Giovanni Keplero ebbe modo di provare il cannocchiale di Galileo e si dedicò alla stesura di un testo scientifico il 'Dioptrice', il primo trattato di ottica dell'era moderna, pubblicato nel 1611. In quest'opera studiò a fondo la rifrazione della luce all'interno delle lenti e giunse alla formulazione del telescopio kepleriano Figura 1.5, in cui i raggi rifratti dall'obiettivo convergevano prima dell'oculare, sulla superficie del quale arrivavano quindi divergenti e invertiti per essere poi di nuovo rifratti verso la pupilla. La differenza rispetto allo strumento di Galileo consisteva quindi



(a) (b)

Figura 1.5: (a) Configurazione ottica del telescopio di Galileo. (b) Configurazione ottica del telescopio di Keplero.

nell'uso, come oculare, di una lente convessa invece che di una concava, nel telescopio di Galileo era posta prima dei punti di convergenza dei raggi rifratti dall'obiettivo. Keplero non realizzò mai questo tipo di telescopio che venne invece costruito per la prima volta solo una decina d'anni dopo. Nel frattempo il telescopio divenne oggetto di interesse sia per il mondo militare che commerciale, dando il via alla ricerca, costruzione e diffusione di questo strumento in tutto il mondo, soprattutto ad opera delle nazioni dell'epoca interessate all'espansione commerciale e alla navigazione verso l'Oriente. La Compagnia olandese delle Indie Orientali (VOC) operò da traino per diffon-

dere il telescopio e la scienza occidentale fino in Cina e Giappone. Spesso un telescopio abilmente decorato era utilizzato come strumento diplomatico per raggiungere accordi commerciali [44].

Verso la fine del 1800, l'invenzione della fotografia e dello spettrografo rivoluzionarono l'astronomia. I primi strumenti di indagine erano nient'altro che macchine con primordiali obiettivi fotografici, famosi quelli di Voigtlander and Petzval. Da ricordare le prime foto del Sole di Thomas Wedgwood (1771-1805) e il dagerrotipo solare ottenuto il 2 aprile 1845 all'Osservatorio di Parigi da Fizeau e Focault. La prima fotografia di una stella (α Lyrae, Vega), ottenuta da John Adams Whipple e William Cranch Bond nel 1850, fu scattata usando il rifrattore da 38 cm di Harward con 100 secondi di esposizione. Con il tempo le capacità tecniche aumentarono e divennero comuni gli obiettivi da 6 e 10 pollici con le lenti di Voigtlander per la ripresa di ampie regioni di cielo. Una delle prime campagne fotografiche fu svolta nei primi mesi del 1890 [20] con il telescopio di Bruce, composto da due camere fotografiche costruite a Parigi, la prima era un doppietto di 25 cm di diametro e 128 cm di focale e l'altro di 16 cm di diametro e 79 cm di focale, entrambi aperti a circa F/5. Il campo fotografabile era di ben 7 x 9 gradi. Fu utilizzato dall'astronomo Edward Emerson Barnard, all'osservatorio di Yerkes Observatory in Williams Bay, Wisconsin [5]. Le prime lastre fotografiche, di 30 cm di lato, gli permisero di avere un metodo oggettivo con cui delineare le grandi strutture della Via Lattea, come mai prima era stato fatto, e di iniziare lo studio delle meteore e della coda delle comete. Queste lastre fotografiche potevano essere esposte per lunghi periodi, fino oltre 6 ore, permettendo di ottenere le prime immagini profonde del cielo, Figura 1.6. Il moto orario del telescopio era permesso da un orologio a pendolo di alta precisione. Il successo di questo telescopio fu così ampio che subito il Prof. Hale volle trasportarlo nella succursale di Yarkes sul Monte Wilson ed ebbe inizio l'astronomia delle survey.

Si arrivò così ai primi anni del '900 alla scoperta di moltissimi oggetti celesti deboli e sfocati che popolavano la sfera celeste, mai osservati prima, che in realtà erano galassie contenenti miliardi di stelle. Nacque così l'esigenza di creare delle campagne fotografiche per mappare tutto il cielo (survey) [2] alla ricerca del maggior numero di oggetti sconosciuti al fine di comprendere meglio la struttura e l'evoluzione della nostra galassia, delle stelle e nebulose che la compongono, e delle galassie esterne. Per aumentare l'efficienza delle campagne fotografiche erano necessari telescopi a grande campo, non ancora prodotti, che avrebbero potuto ridurre notevolmente il numero di pose necessarie per coprire le zone di cielo fin prima riprese con telescopi a campo ristretto. Un grande beneficio arrivò con l'invenzione del telescopio di Schmidt.



Figura 1.6: A sinistra il telescopio fotografico Bruce dell'osservatorio Yerkes, a destra una foto della Via Lattea nella costellazione di Cefeo scattata l'11 settembre 1904 e ottenuta con una posa di 6h40m

1.2 I telescopi aplanatici

I primi telescopi per survey dovevano rispettare i limiti imposti dalla risoluzione della pellicola e dalla sua sensibilità. La risoluzione delle lastre fotografica (circa 50 micron) ponevano problemi con la ripresa di immagini delle stelle al di fuori dell'asse ottico. Un telescopio di Newton ad esempio già a piccoli angoli fuori asse presentava una notevole aberrazione di coma. Un'altra importante sfida era quella di ridurre il tempo di posa delle lastre che, per riprendere deboli nebulose o i filamenti di una cometa, si sarebbero dovute esporre per decine di ore ai telescopi che si avevano a disposizione. Per questo si dovevano costruire telescopi con rapporto focale inferiore a F/8 per consentire un'esposizione più breve. Nel 1905 Karl Schwarzschild scrisse un trattato fondamentale nel quale dimostrava come un telescopio con due specchi permettesse di rimuovere sia l'aberrazione sferica e ridurre notevolmente quella di coma, ponendo le basi per la costruzione dei telescopi aplanatici [11]. Nel suo lavoro scriveva il teorema che prende il suo nome:

> For any geometry (with sufficient spacing between the mirrors), 2 aspheric mirrors allow the correction of 2 Seidel conditions, i.e. S_I and Sp_{II}, to give an aplanatic telescope

La teoria di Schwarzschild si pone come spartiacque tra l'ottica sviluppata da Gauss, Petzval, Seidel, Abbe, Bruns e la nuova disciplina ottica che ha portato ai telescopi dei giorni nostri. Nel suo trattato [41] descrive le aberrazioni partendo dalla teoria di Seidel e incrocia i risultati con lo sviluppo

'eiconale', supera le singolarità della formulazione di Burns e stabilisce gli esatti valori degli effetti di alto ordine nelle aberrazioni. Nei tre lavori che costituiscono il trattato, affronta sia la trattazione teorica sulle aberrazioni che l'applicazione ai telescopi riflettori introducendo le superfici asferiche, che venivano applicate agli obiettivi astrografici tramite la teoria delle lenti sottili. Fu così che giunse alla formulazione del telescopio che porta il suo nome, un tentativo di costruire un'ottica che riducesse il più possibile le 4 aberrazioni di Seidel. Il suo primo telescopio era però inutilizzabile perché la soluzione portava ad avere uno specchio primario convesso e ad un secondario ancora più grande, ma fu la base per la costruzione delle camere spettroscopiche di Bowen. Una camera di Bowen è installata allo spettrografo Boller&Civens del telescopio 'Galileo' di Asiago. Schwarzschild fece un secondo tentativo senza cercare soluzioni che riducessero tutte le aberrazioni, ma solo le S_I e S_{II}. In questo modo riuscì ad ottenere un telescopio aperto a F/3.0, Figura 1.7, e poté in seguito spingersi a costruire nuovi telescopi fino a F/1.2. I problemi di costruzione di uno specchio primario così veloce sono stati superati solo recentemente, vedi ad esempio il telescopio del Vaticano con uno specchio primario di 1.8m di diametro F/1.0 in configurazione gregoriano aplanatico.

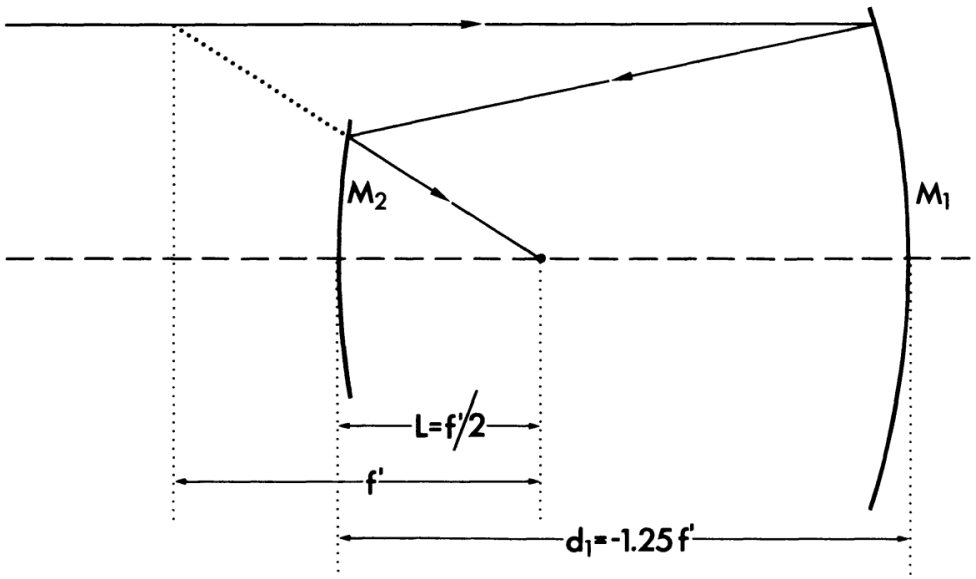


Figura 1.7: Telescopio aplanatico di Schwarzschild con piano focale piatto e aperto a F/3.0. Come si vede il piano focale è interno al telescopio [46]. M_1 è lo specchio primario, M_2 è lo specchio secondario, f' la focale del secondario iperbolico. Il telescopio va a fuoco ad una distanza dallo specchio secondario $L = f'/2$, collocato ad una distanza di $1.25 \cdot f'$ dallo specchio primario

Nel 1922 gli astronomi Chrétien e Ritchey lavorarono ad un telescopio aplanatico e applicarono la teoria di Schwarzschild al classico telescopio di Cassegrain. Il telescopio che prende il loro nome, è costituito da due specchi, il primario e il secondario sono iperboloidi, ma la costante conica del secondario è più negativa di un Cassegrain classico. La coma, l'astigmati-

smo e la curvatura di campo dello specchio primario di una combinazione Ritchey-Chrétien sono somili a quelli prodotti da un paraboloide. L'aberrazione sferica al primo fuoco è abbastanza grande da rendere inutilizzabile l'immagine focale per molte applicazioni. Ma emerge che se si utilizza un correttore ottico in prossimità del fuoco, si può ottenere un campo esteso di buona risoluzione. La correzione della coma e astigmatismo del primo specchio di Ritchey-Chrétien è facilitata dalla presenza dell'aberrazione sferica. Rispetto ad un primario parabolico dello stesso diametro e lunghezza focale, un correttore posto poco prima del primo fuoco di un Ritchey-Chrétien aumenta il campo corretto più di un Cassegrain. Per fare questo basta costruire una semplice ottica di campo, nasce così il correttore di campo, costituito da una o più lenti. Per una dettagliata analisi si rimanda a [47]. Questa configurazione ebbe molto successo tanto che oggi, la gran parte dei telescopi professionali utilizzano proprio una versione modificata del Ritchey-Chrétien originale. In Tabella 1.1 sono riassunte le principali varianti alla configurazione Cassegrain.

Tabella 1.1: Combinazioni ottiche a due specchi riconducibili a quella di Cassegrain

Sistema	Specchio primario	Specchio secondario
Cassegrain classico	parabolico	iperbolico
Dal-Kirkham	elissoide prolato	sferico
Ritchey-Chrétien	iperbolico	iperbolico
Pressman-Camichel	spefico	elissoide oblato

Telescopi a così grande campo di vista avevano subito evidenziato il disturbo proveniente da luce riflessa all'interno della montatura ottica, che porta ad un abbassamento del contrasto nelle immagini. Lo studio dei paraluce interni, 'baffles', è un secondo importante aspetto di questi telescopi per survey oltre alla presenza del correttore di campo. La costruzione dei paraluce dipende molto dal campo di vista che si vuole ottenere al piano focale. In Figura 1.8 osserviamo come i due paraluce, posizionati in prossimità dello specchio secondario (di forma conica) e attorno all'asse ottico dello specchio primario (schermatura posteriore), siano necessari per intercettare luce proveniente da angoli superiori al campo di vista del telescopio che riuscirebbero comunque ad arrivare al piano focale.

La costruzione dei paraluce segue approssimazioni successive, di solito agevolati da studi in raytracing. Le linee guida per la costruzione classica di un paraluce sono le seguenti:

- D_1 è la pupilla di entrata.
- D_2 è lo specchio secondario illuminato dal fascio in asse.
- D_3 è lo specchio secondario illuminato dal fascio a maggior inclinazione, a meno che non sia più grande di D_4.

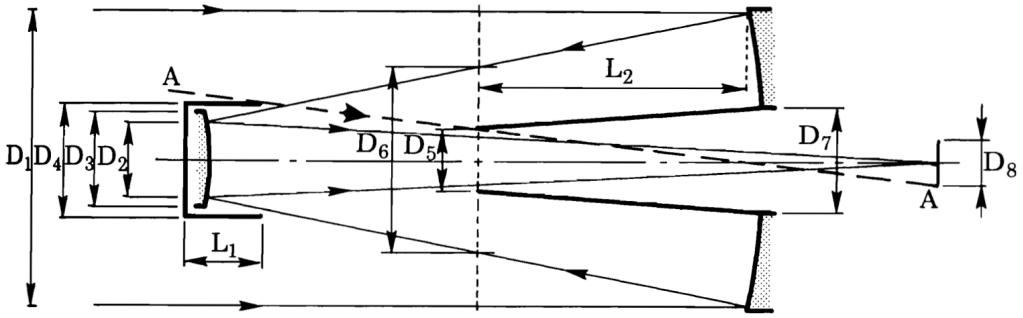


Figura 1.8: Esempio di paraluce sullo specchio primario e secondario [34]. D_1 è la pupilla di ingresso del telescopio. D_2 l'impronta luminosa della pupilla proiettata sullo specchio secondario dal primario. D_3 il diametro dello specchio secondario illuminato dai raggi con maggior inclinazione. D_4 sono le massime dimensioni del paraluce collocato vicino al secondario e di solito di forma conica. D_8 è il campo di vista desiderato. D_7 non dovrebbe essere più grande di D_4. Il rapporto D_5/D_6 non dovrebbe essere più grande del rapporto D_5/D_6 altrimenti l'estremità posteriore del paraluce del primario creerebbe un'ostruzione centrale e quindi una vignettatura sul campo di vista. Tracciando la linea di vista AA che congiunge l'estremità del campo di vista al bordo del paraluce del secondario, si definiscono le dimensioni dei paraluce L_1 L_2 D_4 D_t.

- D_4 è la più grande ostruzione centrale permessa.
- D_8 è il campo di vista desiderato.
- D_7 non dovrebbe essere più grande di D_4.
- Il rapporto D_5/D_6 non dovrebbe essere più grande del rapporto D_4/D_1 Se lo fosse, l'estremità anteriore del paraluce dello specchio primario aumenterebbe l'ostruzione centrale.

Ultimo aspetto è la presenza dell'ostruzione dovuta allo specchio secondario. In questo caso sarà aumentata dalla presenza del paraluce conico e il prezzo da pagare è un aumento della vignettatura di campo. Valori del 30% sono ammessi per uso astronomico. I paraluce sono inoltre costruiti tenendo presente la posizione della pupilla d'ingresso che in un telescopio di Cassegrain coincide con lo specchio primario e in uno di Schmidt con la lastra correttrice. Per VST è stato compiuto uno studio approfondito per la costruzione dei paraluce sia del primario che del secondario, Figura 1.9.

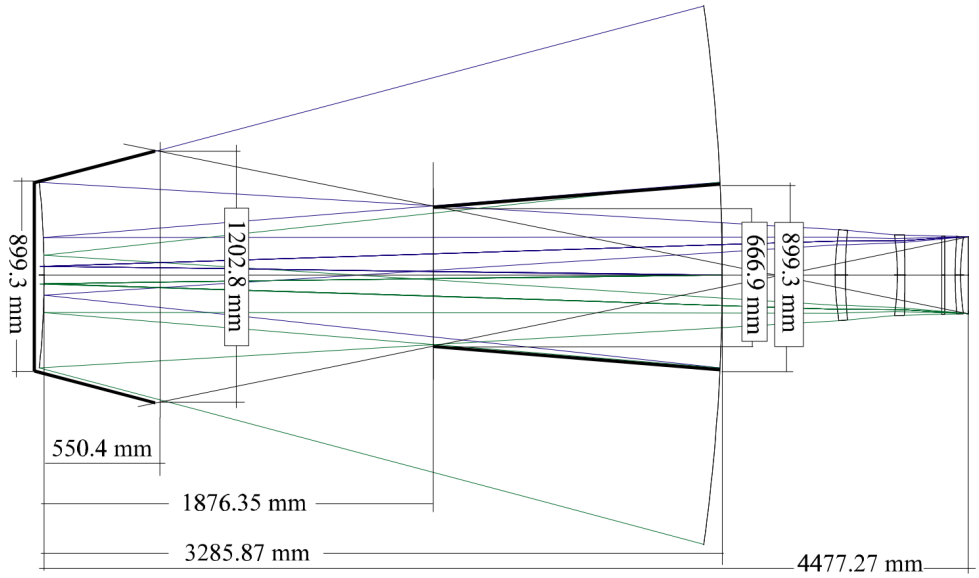


Figura 1.9: Studio delle dimensioni dei paraluce in VST.

1.3 Il telescopio di Schmidt

Nel 1930 Bernhard Schmidt [21], un astronomo e ottico dell'Estonia, inventò nell'osservatorio di Amburgo il telescopio che prende il suo nome. Esso permetteva di riprendere un campo di vista enormemente più ampio di quello dei telescopi classici (newtoniani), sfruttando il principio di simmetria e l'abilità nel rimuovere l'aberrazione sferica di uno specchio sferico. In un telescopio newtoniano il campo è limitato dall'aberrazione di coma. La coma interviene per tutti quei raggi paralleli che non hanno asse di simmetria rispetto allo specchio. L'immagine di un fascio di luce parallelo non si forma quindi nel proprio asse ma solo da una parte, per questo motivo non sarà simmetrica l'immagine nel fuoco, come si vede a sinistra in Figura 1.10. Il motivo di questa asimmetria è che la pupilla di ingresso, che limita tutti i fasci di luce entranti nel telescopio, coincide con lo specchio stesso. Quando

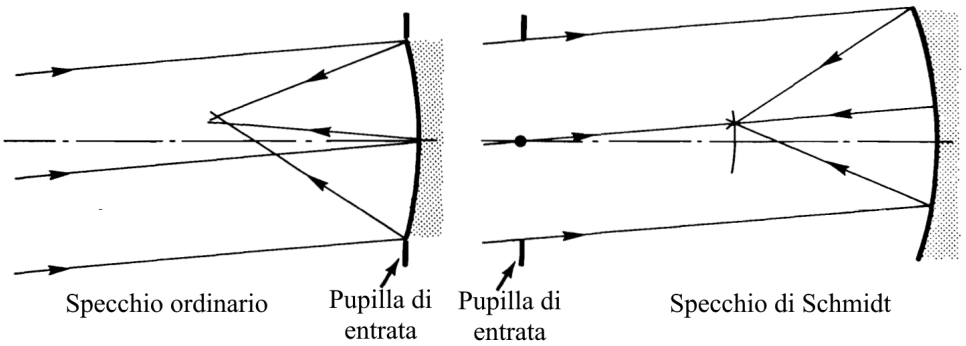


Figura 1.10: Posizione della pupilla di entrata in un telescopio ordinario e in uno Schmidt [34]

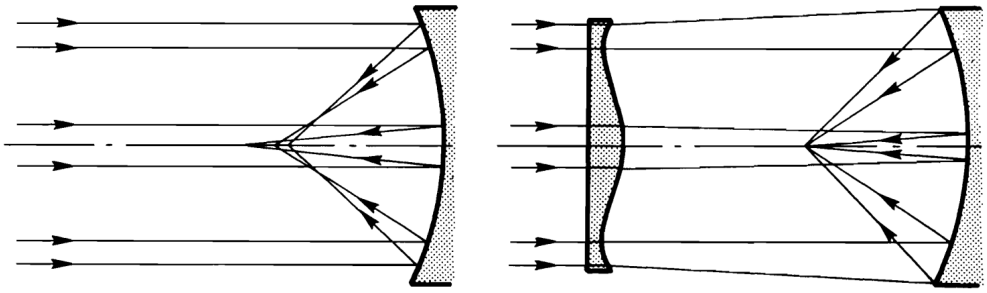


Figura 1.11: Il ruolo della lastra correttrice in un telescopio di Schmidt [34]

il diaframma è spostato nel centro di curvatura dello specchio, si riottiene la simmetria cercata, a destra in Figura 1.10. Risulta chiaro che ogni fascio in ingresso, che passa attraverso il diaframma, anche se non è parallelo all'asse ottico, si mantiene simmetrico rispetto a se stesso, e questo avviene proprio perché lo specchio è sferico. La sola aggiunta del diaframma fa quindi perdere all'immagine l'aberrazione di coma e astigmatismo, ma mantiene ancora l'aberrazione sferica. Per risolvere questo problema Schmidt introdusse una sottile lastra correttrice al centro di curvatura dello specchio sferico. La lastra correttrice è costituita di materiale ottico trasparente, piuttosto sottile così da non assorbire troppa luce e sagomata in modo da eliminare l'aberrazione sferica. Resta l'aberrazione di curvatura di campo che viene rimossa curvando le lastre fotografiche, oppure aggiungendo poco prima del piano focale uno spianatore di campo, soprattutto oggi che si hanno rivelatori a matrice CCD. Il telescopio è quindi composto da uno specchio sferico concavo, uno diaframma di apertura collocato al centro di curvatura dello specchio, e una lastra correttrice nel piano del diaframma di apertura. In Figura 1.11 vediamo come i raggi provenienti dall'infinito non convergano tutti nel fuoco in un telescopio di Newton, mentre in quello di Schmidt sì, proprio a grazie alla lastra correttrice. Il più famoso e più grande telescopio Schmidt per molti anni fu il 'Samuel Oschin Telescope' dell'osservatorio di monte Palomar, con apertura di 1.22 metri (lastra correttrice)/1.83 metri (specchio principale)/3.00 metri di focale [1.22/1.83/3.00]. Riusciva a fotografare un campo ampio 6 gradi. Fu costruito nel 1938-39 e ottenne la sua prima luce nel 1948, subito dopo la seconda Guerra Mondiale. Con questo telescopio si sono iniziate le campagne di osservazione su grande scala, che in quegli anni portarono alla prima realizzazione di cataloghi dell'intero cielo, utilizzati per lungo tempo da tutti gli osservatori del mondo. Il più grande telescopio di Schmidt è quello di Tauteburgo, in Germania, con i valori corrispondenti di 1.34/2.03/4.00 metri. Riporto in Tabella 1.2 la successione storica delle Survey eseguite all'osservatorio del Palomar.

Anche l'Italia, dove molti anni prima Galileo aveva dato il via all'astronomia moderna, sviluppò una tradizione di osservatori astronomici e nel 1939 intraprese la costruzione del suo più grande osservatorio, l'Osservato-

Tabella 1.2: Survey al Palomar

periodo	denominazione	descrizione
1949-1958	Palomar Observatory Sky Survey -POSS I-	Mappa completa dell'intera volta celeste emisfero nord nei colori rosso e blu
1959-1975	Ricerca di supernovae	178 supernovae scoperte
1960	Palomar-Leiden Survey	Scoperta di oltre 2000 asteroidi
1962-1971	Palomar Proper Motion Survey	Tramite lo studio dei moti propri delle stelle vicine al Sole si sono trovate importanti informazioni sulla struttura della nostra galassia
1971	First Palomar-Leiden Trojan Survey	La prima serie ha portato alla scoperta di 500 asteroidi di cui 4 troiani
1973	Second Palomar-Leiden Trojan Survey	Seconda serie con scoperta di altri 1200 asteroidi di cui 18 troiani
1977	Third Palomar-Leiden Trojan Survey	Terza serie con scoperta di altri 1400 asteroidi e 24 troiani
1982-1984	Quick V Survey	La serie che ha portato alla creazione del GSC, Guide Sky Catalog per il puntamento del telescopio spaziale Hubble, circa 19 milioni di stelle
1985-2000	Second Palomar Observatory Sky Survey -POSS II-	897 lastre in tre colori per la costruzione del catalogo DSS 'STSci Digital Sky Survey', il secondo catalogo GSC, il catalogo astrometrico e fotometrico USNO che contengono oltre un miliardo di stelle e 50 milioni di galassie
2001-2007	Near-Earth Asteroid Tracking -NEAT- program	Prima survey elettrojnica e automatizzata di questo osservatorio per la ricerca di transienti ottici come oggetti in movimento, stelle variabili.
2003-2008	Quasar Equatorial Survey Team -QUEST-	Ricerca di stelle variabili, quasar, lenti gravitazionali, supernovae distanti. Questo è stato un progetto pioneristico nella ricerca e catalogazione in tempo reale
2009-2012	Palomar Transient Factory -PTF-	La prima ricerca completamente automatica di transienti e sorgenti variabili
2013-oggi	intermediate Palomar Transient Factory -iPTF-	L'evoluzione della precedente, comprese riduzioni dati e catalogazione

rio Astrofisico di Asiago. All'interno della grande cupola fu installato nel 1942 il primo telescopio dell'Università di Padova, il telescopio "Galileo" di 1.22 metri di diametro, inserito a livello internazionale negli studi dell'astronomia. La visione di intraprendere la ricerca a grande campo ebbe inizio con il Prof. Leonida Rosino che avviò l'installazione di tre nuovi telescopi. Il primo era un piccolo telescopio di Schimdt 40/50/100 cm aperto a F/2.5, costruito da Schmidt stesso e consegnato da Amburgo ad Asiago dal Dr. K.Wurm, fu installato nel 1958. Il secondo telescopio di Schmidt, un 67/92/215 cm aperto a F/3.2, fu installato nel 1965 ad Asiago e nel 1982 trasportato nei cieli più bui di Cima Ekar, ancora oggi è il più grande in Italia di questo tipo. Un corredo di prismi-obiettivo permettevano la ripresa di survey spettroscopiche[8] complementari a quelle fotografiche. Le survey fotografiche di Asiago collezzionarono in 45 anni oltre 32000 lastre che assieme a quelle provenienti dagli altri telescopi dell'Altopiano costituiscono il terzo archivio mondiale per numero di lastre. Le lastre erano ampie 20x20cm e permettevano di riprendere una porzione di cielo pari a 5x5 gradi. Un ulteriore aspetto della produzione di questi immensi archivi di lastre è la loro conservazione, analisi e distribuzione alla comunità di scienziati. Per questo motivo sono iniziati da circa 20 anni studi dettagliati sulle migliori tecniche di digitalizzazione, uniformità delle parole chiave (keywords), metodi di diffusione. Nei casi più favorevoli i dati sono stati totalmente scansionati e messi a disposizione su database consultabili online. Un IAU Working Group su Sky Surveys, all'interno della IX^{a} Commissione, si prefigge di coordinare i lavori a livello mondiale. In Tabella 1.3 vediamo la distribuzione dei dati ottenuti dalle più ampie survey.

Tabella 1.3: Le più importanti survey astronomiche nel campo elettromagnetico visibile e i loro dati [30]

Catalogo Survey	Anno	Range spettrale	Area di cielo (gradi^2)	Sensibilità (mag/mJy)	Numero di sorgenti
APM	2000	opt b r	20.964	21.0^{m}	166.466.987
MAPS	2003	opt O E	20.964	21.0^{m}	89.234.404
USNO-A2.0	1998	opt B R	All-sky	21.0^{m}	526.280.881
USNO-B1.0	2003	opt B R I	All-sky	22.5^{m}	1.045.913.669
SuperCOSMOS	2001	opt B R I	All-sky	22.5^{m}	1.900.000.000
GSC 2.3.2	2008	opt j V F N	All-sky	22.5^{m}	945.592.683
FBS	1965-1980	3400-6900Å	17.056	17.5^{m}	20.000.000
SBS	1978-1991	3400-6950Å	965	19.0^{m}	3.000.000
HQS	1985-1997	3400-5300Å	14000	19.0^{m}	16.000.000
HES	1990-1996	3400-5300Å	9000	18.0^{m}	5.000.000
Tycho-2	1989-1993	opt BT VT	All-sky	16.3^{m}	2.539.913
SDSS photo	2000-2015	opt u g r i z	14.555	22.2^{m}	932.891.133
SDSS spectro	2000-2015	3000-10800Å	14.555	17.7^{m}	4.355.200

La corsa alla conquista dello spazio iniziata con il lancio dello Sputnik I il 4 Ottobre del 1957, diede ulteriore impulso all'utilizzo di camere a grande campo per riprendere i primi satelliti lanciati in orbita, riuscire quindi a tracciarne il percorso in cielo e dunque ricavarne l'orbita (Orbit Determination -OD- e Space Object Identification -SOI-). Si procedeva sia a telescopio fisso che a film mobile, in cui la pellicola inseguiva la traccia del satellite sul piano focale. La diffusione di telescopi dedicati a questo scopo fu ampia, soprattutto per scopi militari. Anche l'osservatorio di Asiago si dotò di una camera di questo tipo, la camera Fairchild K-37 [28] equipaggiata con un'ottica Kodak Aero-Ektar 305 mm F/2.5. Con questa fotocamera si determinarono le orbite di satelliti a bassa altitudine (Low Earth Object -LEO-), distinti da quelli su orbita geosincrona (Geosynchronous Earth Object -GEO-). I risultati ottenuti con le survey all'Osservatorio di Asiago furono molteplici tra cui:

- Survey di galassie per la scoperta di supernovae.
- Studio delle variabili immerse in nebulose gassose.
- Ricerca delle variabili a flares. Molte furono scoperte in Orione, nel Monoceros, nelle Pleiadi, Hyadi e Praesepe.
- Survey in infrarosso di vaste zone del cielo per ricerca di nane a bassa temperatura e grande indice di colore.
- Scoperta e studio di variabili RR Lyrae ad alte latitudini galattiche e loro relazione con gli ammassi globulari.
- Studio di galassie peculiari, di quasar e galassie compatte.
- Ricerche varie con prisma obiettivo (stelle con righe di emissione, stelle Wolf-Rayet, nebulose planetarie, classificazione spettrale ...).

In Tabella 1.4 è mostrata una sintesi delle attività svolte dai telescopi di Asiago.

Tabella 1.4: Telescopi a grande campo ad Asiago

periodo	denominazione	descrizione
1958-1966	Schmidt 40/50/100 + prisma obiettivo UBK7 a 12° 45nm/mm	Il prisma obiettivo permetteva di registrare su lastra fotografica migliaia di spettri a bassa risoluzione del campo celeste inquadrato di 35 gradi quadrati. Ottenne oltre 15000 foto stellari e circa 2000 con il prisma obiettivo
1960	Camera fotografica Fairchild-K37	Camera fotografica a grande campo per il tracciamento dei satelliti artificiali
1967-oggi	Schmidt 67/92/215 + prisma obiettivo UBK7 a 4° e un secondo in vetro flint a 1.1° che combinati assieme portano alle seguenti dispersioni 39.5,65,100,186 nm/mm	campo celeste inquadrato di 30 gradi, al momento ha raccolto oltre 27000 lastre fotografiche

1.4 La camera Baker-Nunn e a menisco

La ricerca sui satelliti portò allo sviluppo di una interessante configurazione ottica, quella proposta da Baker-Nunn con l'omonima camera, vedi Figura 1.12. Questo tipo di telescopio si può considerare un super telescopio di Schmidt. Costituito da un doppio menisco concentrico posto nel centro del diaframma di apertura, di dimensioni inferiori allo specchio principale come avviene nel telescopio di Schmidt. Raggiunge un campo di 30 gradi, che su pellicole di 55 mm di altezza producevano una porzione di cielo di 30° x 5°. Normalmente il rapporto di apertura raggiunge il valore di F/1 con un menisco di almeno 50 cm di diametro. Poiché la risoluzione sulla pellicola doveva raggiungere almeno i 2 secondi d'arco durante la ripresa della traccia del satellite, la focale dell'astrografo non poteva essere inferiore a 40 cm. I dati osservativi dei satelliti quindi imponevano il disegno ottico dell'astrografo, vedi Tabella 1.5.

Per ultimi ricordo i telescopi che presentano un correttore costituito da una lente a menisco invece che da un componente asferico. La teoria dei correttori a menisco è stata sviluppata indipendentemente da Bouwers (1946), Maksutov (1944) e Baker (1940) e le varianti di queste configurazioni prendono indifferentemente i loro nomi. La lente a menisco ha due superfici che sono concentriche con la superficie di uno specchio sferico. Se si pone un diaframma di apertura nel centro di curvatura comune, come in uno Schmidt classico, ne viene che il sistema non presenta un unico asse ottico e tutte le aberrazioni fuori asse vanno a zero. Il piano focale è curvo come nei telescopi di Schmidt. Le caratteristiche dell'immagine sono determinate

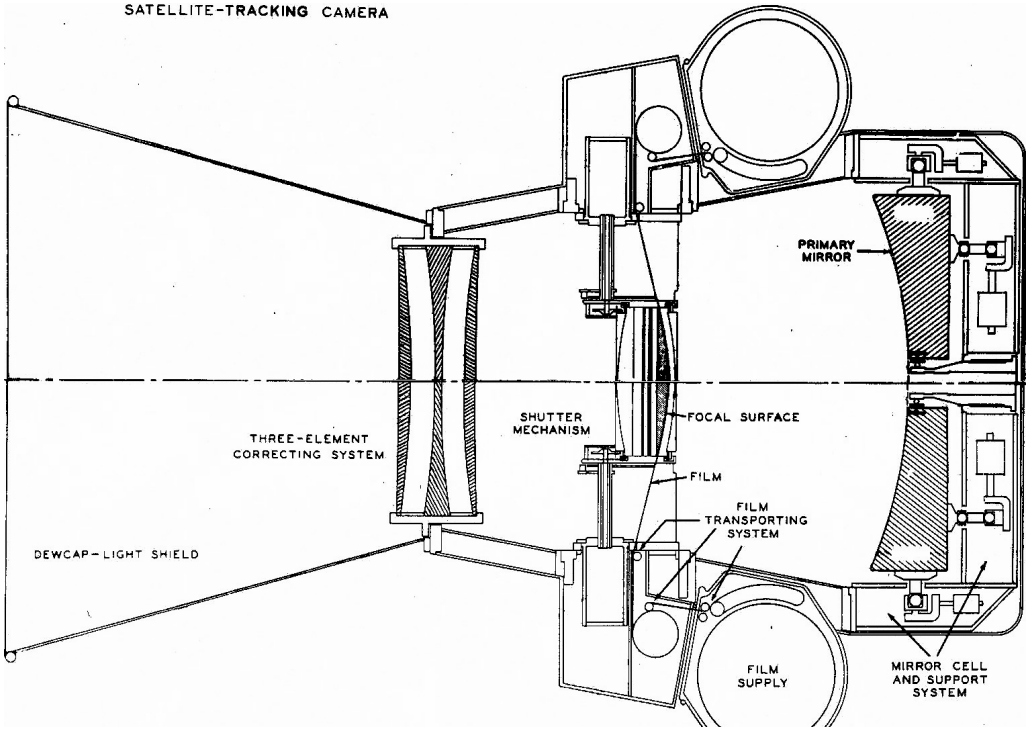


Figura 1.12: Sezione longitudinale di una camera di Backer-Nunn, si nota il doppio menisco centrale nello diaframma di apertura e lo specchio sferico

Tabella 1.5: Caratteristiche fotovisuali di un satellite come viene visto da una Camera di Baker-Nunn di 50 cm

Altezza in miglia	Altezza in km	Mag. Fotovisuale	velocità orbitale (Km/sec)	velocità angolare (arcsec/sec)
200	321	5.7	8.2	88
400	643	7.2	7.9	42
600	965	8.1	7.6	27
800	1287	8.7	7.3	19
1000	1609	9.2	7.0	15
1200	1930	9.6	6.7	12
1500	2413	10.1	6.3	9

solo dal cromatismo e dall'aberrazione sferica del menisco. A causa dei differenti raggi di curvatura delle superfici, il menisco si comporta come una lastra correttrice di Schmidt. Un parametro costruttivo di questo tipo di menisco è la riduzione al minimo dell'aberrazione di sfericità. Per ridurre il cromatismo si possono utilizzare due vetri di differente dispersione cementati assieme (soluzione di Bouwers), oppure un menisco singolo con focale invariante per cambio di indice di rifrazione (soluzione di Maksutov).

1.5 Grande campo su telescopi spaziali

Tutti i satelliti spaziali dedicati all'osservazione astronomica nel campo elettromagnetico visibile o infrarosso hanno le configurazioni ottiche suddette. In tal caso sono ottimizzate per lo shock del lancio, la stabilità termica e del cammino ottico. Nei telescopi spaziali è importante il controllo dei disallineamenti ottici perché difficilmente si possono prevedere missioni di recupero, la qualità delle immagini sarebbe compromessa per sempre. Visti i costi di produzione e mantenimento nello spazio, particolare attenzione viene dedicata a questi aspetti. Menziono qui il telescopio IUE che, come il telescopio HUBBLE, ha una configurazione Ritchey-Chrétien, oppure il telescopio KEPLER che è invece un telescopio spaziale di Schmidt.

In ambito spaziale l'Università di Padova preserva la competenza e familiarità con i telescopi a grande campo utilizzati ad Asiago e ha partecipato ad importanti progetti spaziali internazionali che vedono un contributo importante su camere a grande campo.

Uno di questi progetti si sviluppò negli anni ottanta del secolo scorso con la sonda Giotto. Il 13 marzo del 1986 il satellite raggiunse la cometa 1P/Halley [23] [22] e in quell'occasione venne scattata la prima foto del nucleo di una cometa da distanza ravvicinata. La camera utilizzata era a grande campo e si chiamava Halley Multicolor Camera (HMC). HMC era un telescopio Ritchey-Chrétien modificato, con lente correttrice e uno specchio frontale che fungeva da periscopio. Il diametro del telescopio era di 160 mm con una lunghezza focale di 998 mm e velocità di F/7.7 Figura 1.13. Poiché la sonda Giotto ruotava su se stessa a 15 giri/minuto, la ripresa delle immagini avveniva sui CCD in modalità 'line scanning' con un campo di vista istantaneo di 1.5° e totale di 4π, si utilizzava l'inclinazione di uno specchio, la rotazione della camera e quella del satellite. Le immagini finali giungevano dopo operazioni complesse e totalmente automatiche [24]. L'ultimo progetto in ordine cronologico è stato la Wide Angle Camera (WAC) Figura 1.14, una camera per immagini ad alta risoluzione e largo campo di vista, che si trova a bordo della sonda interplanetaria ROSETTA, una pietra angolare delle missioni dell'European Space Agency. Rosetta è stata lanciata nel marzo del 2003 ed è dedicata all'osservazione ravvicinata della cometa 67P/Churyumov-Gerasimenko. L'ottica e la struttura meccanica della WAC [31] sono state completamente realizzate dall'Università di Padova presso il Centro di Ateneo di Studi e Attività Spaziali 'Giuseppe Colombo'. La WAC ha un campo di vista di 12°x12° ed è perfettamente

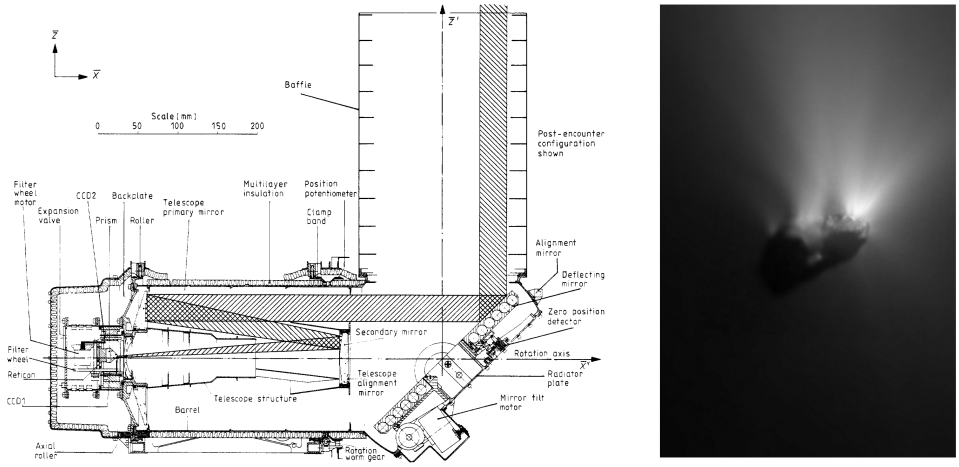


Figura 1.13: Schema ottico della Halley Multicolor Camera F/7.7, in tratteggio il percorso del fascio ottico all'interno del telescopio, prima del telescopio si nota lo specchio periscopico. A destra l'immagine del nucleo della cometa Halley (HMC 13 marzo 1986)

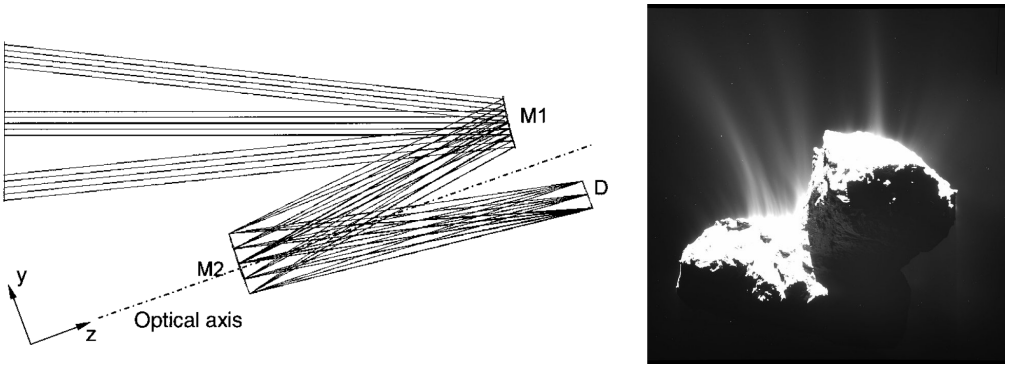


Figura 1.14: Schema ottico della camera WAC F/3.2, nel disegno M1, M2 e M3 identificano i tre specchi della camera e D la posizione del rilevatore. A destra una delle prime immagini del nucleo della cometa 67P/Churyumov-Gerasimenko (WAC, 2 novembre 2014)

mascherata dalla luce solare con un sistema di tre paraluce. Per ottenere le prestazioni richieste, la WAC presenta un disegno ottico fuori asse, con due specchi asferici, specchi che a differenza di lenti permettono anche misure nell'ultravioletto. Il disegno fuori asse e i paraluce portano l'immagine fino ad un contrasto con rapporto di $1{:}10^{-4}$. Questo è necessario per riuscire ad ottenere immagini del luminoso nucleo cometario illuminato dal Sole e dei deboli filamenti della coda cometaria che partono da esso. Oltre alla camera WAC è presente anche una camera di navigazione (NAVCAM) che ha 5° di campo. Le due camere menzionate assieme a tutti gli altri strumenti a bordo, hanno permesso studi della cometa estremamente raffinati. Il team di controllo di missione è inoltre riuscito a studiare in dettaglio anche fenomeni inaspettati, come un outburst della cometa avvenuto il 19 febbraio 2016 [18]. Gran parte della strumentazione aggiuntiva di Rosetta è stata realizzata in Italia da vari istituti scientifici.

Guardando al futuro, Padova ancora una volta si trova impegnata in una importante missione spaziale, la PLAnetary Transit and Oscillation spacecraft (PLATO) [33], progettata per essere lanciata in orbita nel 2024. Il telescopio si dedicherà alla ricerca di esopianeti attorno a stelle luminose vicine, in particolare con caratteristiche abitalili. Per ottenere questo risultato prevista l'acquisizione di 400.000 curve di luce per stelle più brillanti di m_V=14. Un altro obiettivo è seguire per diversi anni un campione di 50.000 stelle più brillanti di m_V=11 sul quale compiere ricerche di transiti e astrosismologia. L'ottica del telescopio è costituita da 34 piccoli telescopi che simulano una singola ottica della classe del metro [14] capace di un campo di vista di 2180 gradi quadrati. Ogni singolo telescopio Figura 1.15 è composto da 6 lenti totalmente rifrattive, la pupilla di entrata è di 120 mm di diametro con un'apertura F/2 e un campo di vista di circa 37°. I limiti costruttivi richiedereanno che il 90% dell'energia di ogni singola sorgente sia contenuta nell'area di 2x2 pixel^2 di 18 micron di lato dei CCD che genereranno i dati. La perdita di fuoco consentita non può superare i ±20 micron.

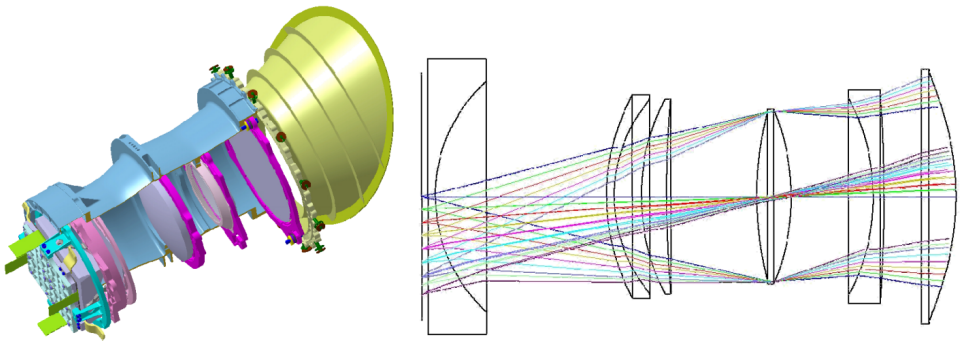


Figura 1.15: Disegno ottico di uno dei 34 telescopi che compongono PLATO

Capitolo 2

L'idea di VST

VST è l'acronimo di VLT Survey Telescope, che include un secondo acronimo, Very Large Telescope (VLT), uno dei complessi di telescopi più grandi al mondo, collocati sulle Ande cilene, facente parte dell'organizzazione European Southern Observatory (ESO). In Figura 2.1 il sito di Paranal come si vede transitandoci sopra in aereo. Le Ande Cilene sono state scelte per le eccellenti condizioni climatiche, durante l'osservazione notturna il seeing medio è di 0.65″ e il 77% delle notti dell'anno sono fotometriche; questo ha fatto di VST un telescopio competitivo a livello mondiale. Nel 1997 l'era dei telescopi di classe 8 metri come il VLT, si stava avviando velocemente al suo inizio, si presentava quindi urgente la necessità di allestire una lista di oggetti celesti dove impegnare questi telescopi negli anni successivi. Con i VLT si studiano casi scientifici che vengono sottoposti ad una accurata indagine preparatoria. Si presentava la necessità di avere a disposizione piccoli telescopi che potessero svolgere una funzione preliminare al lavoro di indagine di VLT. In particolare erano necessari telescopi che compissero survey multibanda, dal visibile all'infrarosso, per ricercare quegli oggetti deboli o rari che poi solo i VLT potevano studiare in profondità. Le survey disponibili (Tabella 1.5) erano limitate a mag_{AB}=22 mentre ora era necessario spingersi a magnitudini superiori a mag_{AB}=23 [3]. Il primo obiettivo era raggiungere la mag_{AB}=25 mag $arcsec^{-2}$ con risoluzione di almeno 0.21″. Inoltre il cielo australe non presentava survey complete.

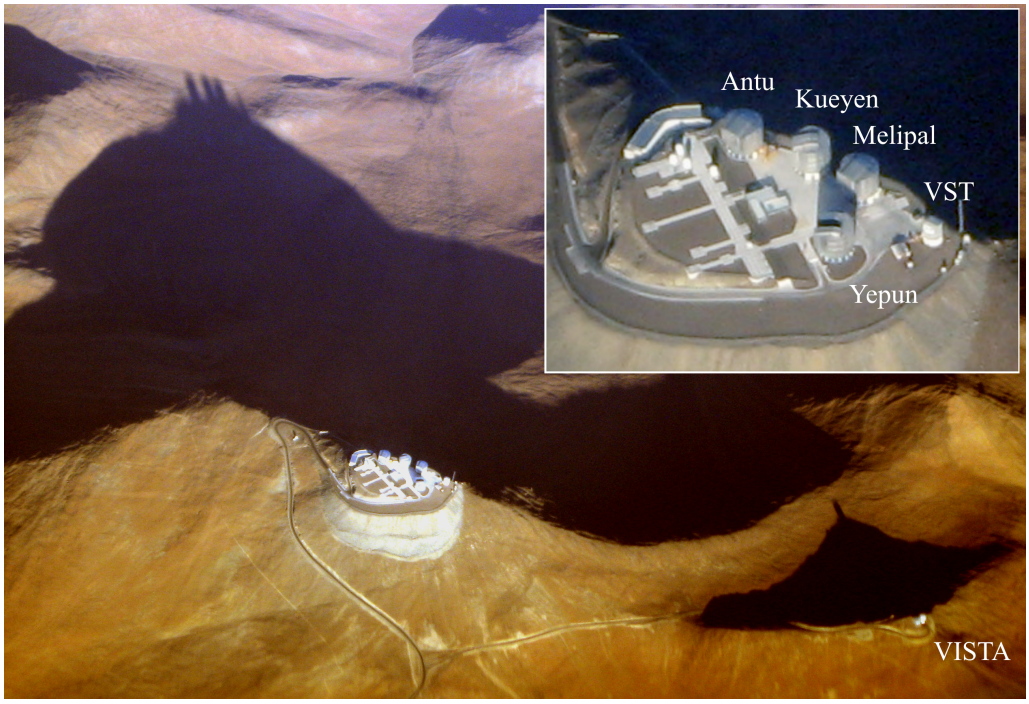


Figura 2.1: Immagine ripresa il 18 ottobre 2010 alle 8:07 dall'aereo partito da Antofagasta per Santigo del Cile. Si distinguono tutti i telescopio ESO e le loro ombre allungate nel deserto.

2.1 Funzione di merito per una survey

Ogni osservazione astronomica copre alcune porzioni dello 'spazio delle osservabili ' [13] i cui assi corrispondono alle quantità di flusso, lunghezza d'onda, copertura del cielo, eccetera. Ogni osservazione occupa un volume in questo spazio n-dimensionale. Lo spazio delle osservabili può essere suddiviso in quattro sottodomini che lo rappresentato:

1. Dominio spettrofotometrico: l'insieme delle osservabili include la lunghezza d'onda λ, il flusso F_λ, la risoluzione spettroscopica $\lambda/\Delta(\lambda)$ e gli altri parametri fotometrici che si possono vedere come i risultati di una spettroscopia a bassissima risoluzione.

2. Dominio astrometrico: la coppia di coordinate, siano esse equatoriali, eclitticali o galattiche con la loro accuratezza $\Delta(\phi)$ che conducono in via generale all'angolo solido osservato Ω.

3. Dominio morfologico: comprende la brillanza superficiale μ, la risoluzione angolare $\Delta\alpha$ che rappresenta le dimensioni del volume di informazioni ottenibili, da non confondere con l'accuratezza astrometrica.

4. Dominio temporale: è la cadenza temporale della survey che può coprire brevi tempi di posa fino ad anni per il completamento della mappatura del cielo.

5. Dominio non eletromagnetico: neutrini, onde gravitazionali, raggi cosmici possono essere presi in considerazione come ulteriore canale di informazioni.

I limiti strumentali definiscono i contorni di questo spazio n-dimensionale, e possiamo annoverare tra questi: limiti quantistici, per diffrazione, per turbolenza atmosferica, per risoluzione angolare o temporale, per fondi economici, per risorse di analisi e riduzioni dati, eccetera. Prende così forma una regione dove l'uno o l'altro strumento può essere competitivo nella scoperta di un fenomeno piuttosto che di un altro. In Figura 2.2 vediamo come ogni survey copre una ben determinata regione dello spazio delle osservabili. Si può anche fare il ragionamento inverso, per indagare un particolare fenomeno astrofisico potrebbe essere necessario costruire strumentazione che ampli delle regioni oppure ne visualizzi delle altre. Per esempio se sappiamo che la densità di quasar a redshift $z > 4$ è pari a $4.1 \cdot 10^{-2}$ gradi^{-2} per $mag_{\mathrm{r}} < 20$, se vogliamo scoprire almeno 100 sorgenti servirà una survey di almeno 2500 gradi^2.

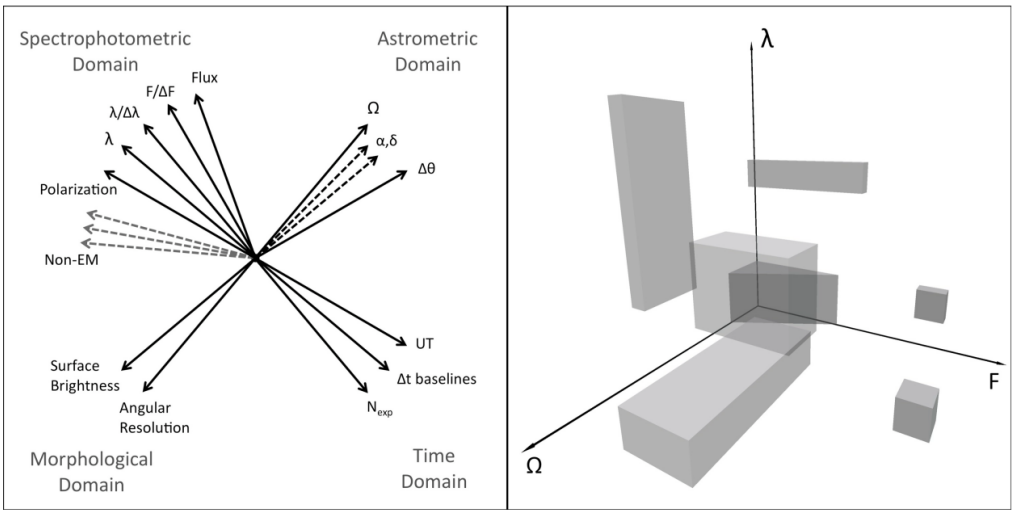


Figura 2.2: Domini nello spazio delle osservabili nella definizione della funzione di merito delle survey. Nel grafico, di Djorgovski *e altri* [13], tutti gli assi sono ortogonali tra loro e gli assi principali possono essere raggruppati a formare un sotto insieme nei domini morfologico, temporale, spettroscopico o astrometrico. A destra si può vedere come ogni survey rigurada un certo angolo solido Ω, solo alcune lunghezze d'onda λ o una certa gamma di flussi F

I fattori che caratterizzano le survey sono quindi riconducibili a:

- $A \cdot \Omega$: il prodotto dell'area del telescopio A per l'angolo solido osservato Ω, per una survey è il tempo impiegato per coprire una certa area di cielo.

- efficienza ϵ: comprende tutti i parametri di efficienza del sistema come telescopio, strumentazione, CCD, filtri, eccetera.

- Molteplicità M: rappresenta il numero di oggetti che si possono osservare simultaneamente, importante soprattuto per le survey spettroscopiche. Ricordo qui il ruolo fondamentale che un tempo aveva il prisma obiettivo in questo ambito, come avveniva con i telescopi di Schmidt di Asiago.

- Costi di struttura: tutto quello che non produce risultato scientifico in termini di tempo, ad esempio le calibrazioni, i tempi di lettura, analisi, fermi meccanici, eccetera.

Per valutare quindi se un telescopio è migliore di un altro per un certo studio è importante definirne la funzione di merito specifica per il caso di studio. Un esempio chiarirà la cosa in modo semplice: valutiamo la velocità di una survey a trovare dei candidati. Definiamo σ = densità superficiale dei candidati da trovare e N = massimo$(1, \sigma \cdot \Omega/M)$ come il numero di volte che un campo deve essere osservato per raggiungere il nostro scopo. La velocità della survey è data da $V = A \cdot \Omega \cdot \epsilon/N$. Prendiamo l'esempio del telescopio Anglo Australian Telescope che ha $A = 15$ m^2, $\Omega = 3$ gradi^2, $\epsilon = 0.1$ con con lo spettrografo 2dF che permette di vedere M = 400 oggetti contemporaneamente. In questo caso V = minimo$(4.5, 600/\sigma)$. Prendiamo come secondo telescopio l'UK Schmidt Telescope che ha $A = 1.5$ m^2, $\Omega = 30$ gradi^2, $\epsilon = 0.2$ con lo spettrografo 6dF che permette di vedere M = 150 oggetti contemporaneamente. Per questo V = minimo$(9, 45/\sigma)$. Il fattore che fa scegliere l'uno o l'altro telescopio è la densità delle nostre sorgenti da scoprire: se $\sigma > 10$ gradi^{-2} si utilizzerà 2dF, se $\sigma < 10$ gradi^{-2} si utilizzerà 6dF. Per VST la funzione di merito (FdM) viene calcolata comprendendo anche l'efficienza quantica (EQ) della camera scientifica e il tempo impiegato nella survey in un anno (ΔT) e quindi diventa FdM = $A \cdot \Omega \cdot \Delta T \cdot$ seeing^{-2}. Con le specifiche di VST A = 2.6 m, $\Omega = 1$ grado^2, $EQ = 85\%$, $\Delta T = 1$, seeing $= 0.65''$ otteniamo FdM$_{\rm VST}$ = 13.59. In Figura 2.3 vediamo il risultato della funzione di merito per gli altri telescopio destinati a survey che competevano con VST negli anni della sua costruzione, da Arnaboldi *e altri* [3].

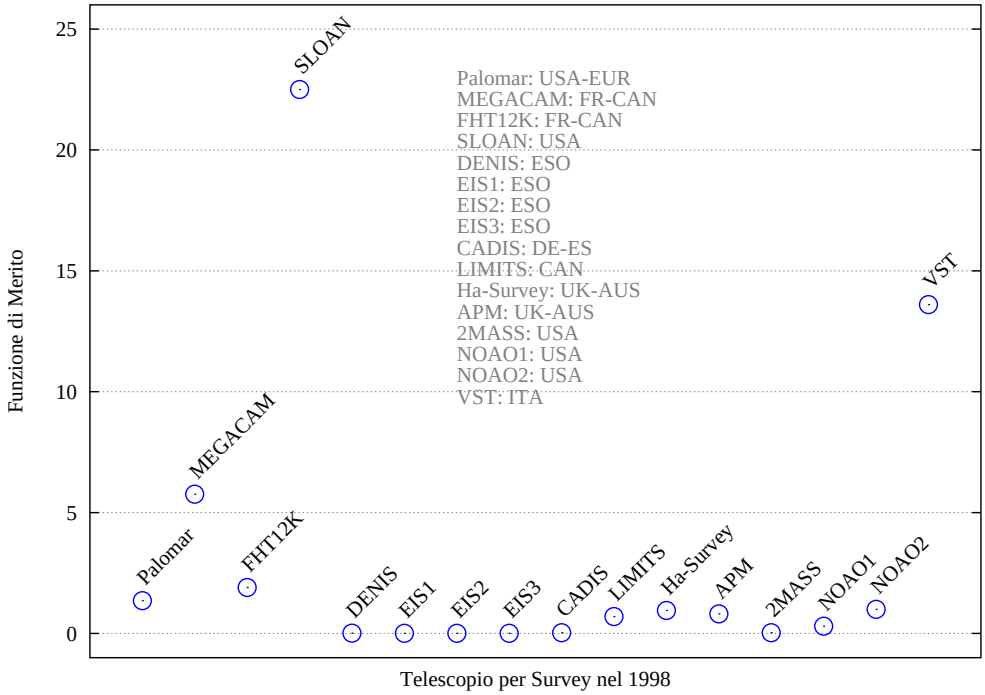


Figura 2.3: Funzione di merito di VST rispetto alle altre survey nel 1998, anno di inizio del progetto VST (dati da Arnaboldi *e altri* [3]).

2.2 Descrizione delle survey di VST

VST e la camera scinetifica OmegaCAM permettono di ottenere immagini multibanda di straordinaria qualità su un campo di un grado quadrato, oltre quattro volte il diametro lunare, vedi Figura 2.4. Con le immagini prodotte si possono affrontare studi su problemi in parte ancora non risolti o mai affrontati prima come:

- i costituenti della Via Lattea e delle sue galassie compagne;
- la struttura delle galassie vicine;
- la formazione delle galassie dai cluster ai super ammassi;
- la ricerca di supernovae di redshit intermedio;
- la ricerca e studio di Quasars e AGN;
- lo studio della distribuzione della materia oscura nell'universo tramite lenti gravitazionali.

Per l'Italia, fornitore del telescopio VST, è stato firmato un accordo nel giugno del 2011 tra ESO e INAF sul tempo garantito di osservazione (GTO), dando la possibilità di intraprendere survey non pubbliche. La percentuale di utilizzo riservato del telescopio è stata così distribuita: 10% per i primi quattro anni, 15% i successivi due anni, 20% per gli ultimi quattro anni del periodo decennale dopo l'avvio dell'operatività di VST. In Tabella 2.1

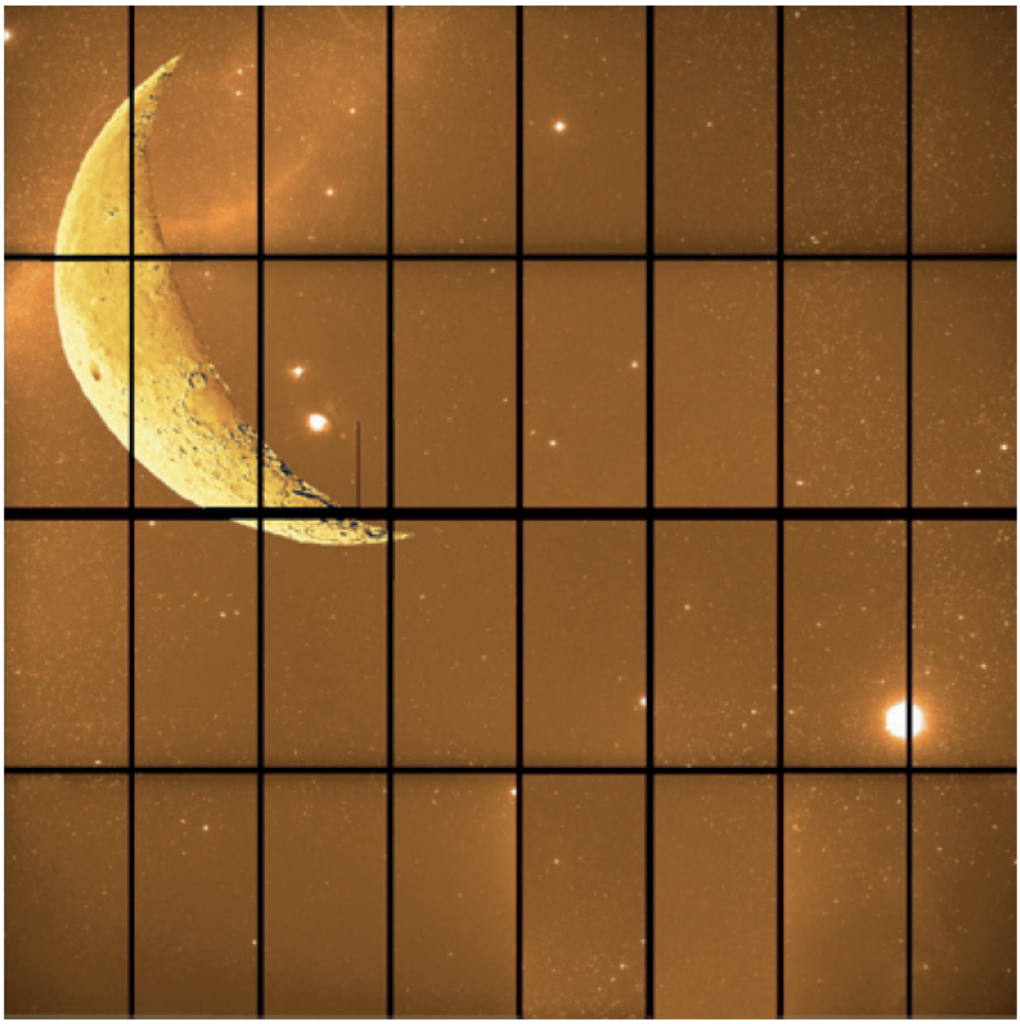


Figura 2.4: Un'immagine reale della camera scientifica OmegaCam costituita da 32 matrici CCD per un totale di 16k x 16k pixel [4] alla quale è sovraposta un'immagine della Luna come apparirebbe nel campo del telescopio.

sono riassunte le principali survey pianificate in tempo garantito e quelle pubbliche di ESO.

Le survey pubbliche hanno avuto inizio in agosto del 2011 e in aprile 2016 sono giunte a queste percentuali di completamento: ATLAS 94%, VPHAS+ 52%, KIDS 50%. Va da sé che l'enorme mole di dati prodotta deve avere un'infrastruttura informatica e software complessa che permetta sia la riduzione dei dati, che la loro analisi specialistica. A tal scopo, parallelamente a VST, è nato anche Astronomical Wide-field Imaging System for Europe (ASTRO-WISE), una struttura di ambienti hardware e software federata su circa una dozzina di istituti in tutta Europa. ASTRO-WISE è stata concepita per essere un sistema unico che permette di gestire l'enorme flusso di dati prodotti dagli esperimenti come VST/OmegaCAM e trarne risultati scientifici.

Tabella 2.1: Dati sulle survey pubbliche e INAF svolte con il telescopio VST

Survey su tempo garantito	
STEP	L'evoluzione temporale della Piccola Nube di Magellano come prototipo di galassia nana interagente (PI Ripepi - INAF OACNa).
STREGA	Struttura e l'evoluzione della Galassia (PI Marconi - INAF OACNa).
VST-OmegaCam	Sondaggio del gruppo locale di galassie nane (PI Held - INAF OAPd).
VEGAS	Indagine sulle galassie ellittiche nell'emisfero sud (PI Capaccioli - UniNa).
VST-ACCESS	Censimento completo della formazione stellare e attività nucleare nel centro del super ammasso di Shapley (PI Merluzzi - INAF OACNa).
VST-WINGS	Studio profondo nella banda u di 50 ammassi di galassie vicine (PI D'Onofrio - INAF OaPd; UNIPD).
VOICE	Immagini ottiche dei campi Chandra Deep Field South e ELAIS-SWIRE1 (PI Covone - Vaccari UniNa / Pd).
SUDaRE	Misura della frequenza di Supernovae e di una loro possibile dipendenza dal redshift (PI Cappellaro - INAF OaPd).
Survey pubbliche di ESO	
KIDS	Survey di 1500 gradi^2 di cielo in quattro bande, complementare alla survey VISTA nell'infrarosso. l'obiettivo è aumentare di 2.5 magnitudini la profondità della Sloan Digital Sky Survey (SDSS) e migliorarne la risoluzione. L'obiettivo è studiare gli aloni di materia oscura e della energia oscura con il lensins debole, la cricerca di quasars ad alto redshift, e studiare l'evoluzione galattica.
VST-ATLAS	Survey di 4500 gradi^2 in cinque bande con magnitudine limite confrontabile con SDSS. Si integra con la survey infrarossa di VISTA. Lo scopo primario è esaminare le 'wiggles barioniche'osservando luminose galassie rosse per determinare l'equazione di stato dell'energia oscura.
VPHAS+	Survey di 1800 gradi^2 che copre il piano galattico sud. Studierà circa 500 milioni di oggetti, tra cui molte stelle rare e in formazione. Un contributo importante verrà dato allo studio della formazione della Via Lattea

2.3 Commissioning del telescopio VST

Dopo la fase di costruzione e integrazione inizia quella del commissioning. Questo periodo di collaudo deve permettere al costruttore di verificare tutte le funzionalità del telescopio, brevemente schematizzate in Figura 2.5. I prerequisiti per iniziare il commissionig richiedono che tutti i sistemi di controllo hardware e software debbano funzionare senza errori, e il telescopio sia completato. Tutte le attività del commissining non prevedono di montare e smontare parti del telescopio, ma devono essere orientate a verificare le prestazioni di tutti i sistemi e sottosistemi, ottimizzarli al massimo delle loro prestazioni, verificare che tutto il telescopio funzioni come da specifiche del contratto o anche meglio. In Figura 2.6 sono elencate le aree di intervento durante il commissionig. Se necessario possono essere condotte migliorie software e deve essere preparata tutta la documentazione che accompagnerà il telescopio negli anni di attività per mantenerne la perfetta funzionalità nel tempo, e quindi garantire la funzione di merito delle survey che svilupperà. La fase di commissioning può durare da qualche mese ad alcuni anni, dipende dal numero di parti di cui è composto il progetto da collaudare. Per VST [35] è durato poco meno di un anno, concludendosi prima del previsto. Per ogni punto viene generato un programma di lavoro, assegante risorse umane e materiali, programmato un calendario di interventi, interagendo con più gruppi di lavoro provenienti da istituzioni diverse di varie nazioni. Tutte le operazioni vengono prima approvate da ESO. Ho

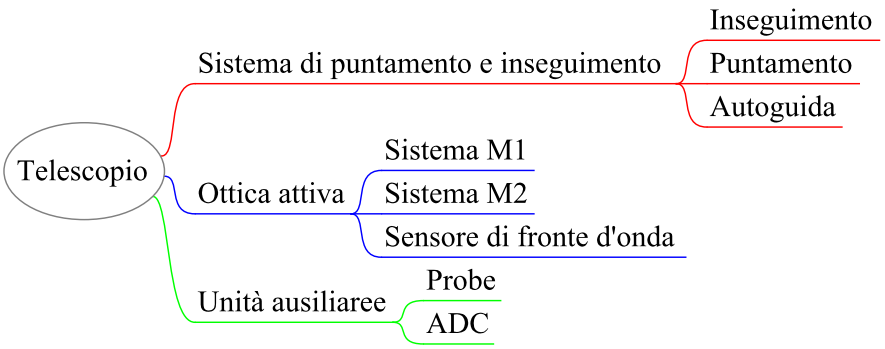


Figura 2.5: Pannello dei sistemi da verificare e portare alle massime prestazioni

maturato esperienza in ambito ottico lavorando presso il Dipartimento di Fisica e Astronomia "Galileo Galilei" dell'Università degli Studi di Padova, dove sono assunto dal 2000 per svolgere servizio presso il laboratorio di ottica e interferometria. Presso il laboratorio si svolgono lezioni dei corsi di ottica dei vari anni del corso di studi in Astronomia, ai quali partecipo in qualità di assistente. Mi occupo della costruzione di banchi ottici per le esperienze didattiche nei quali si sperimenta l'interferenza ottica di luce laser all'interno di interferometri di Michelson, di Mach–Zehnder, di Tw-

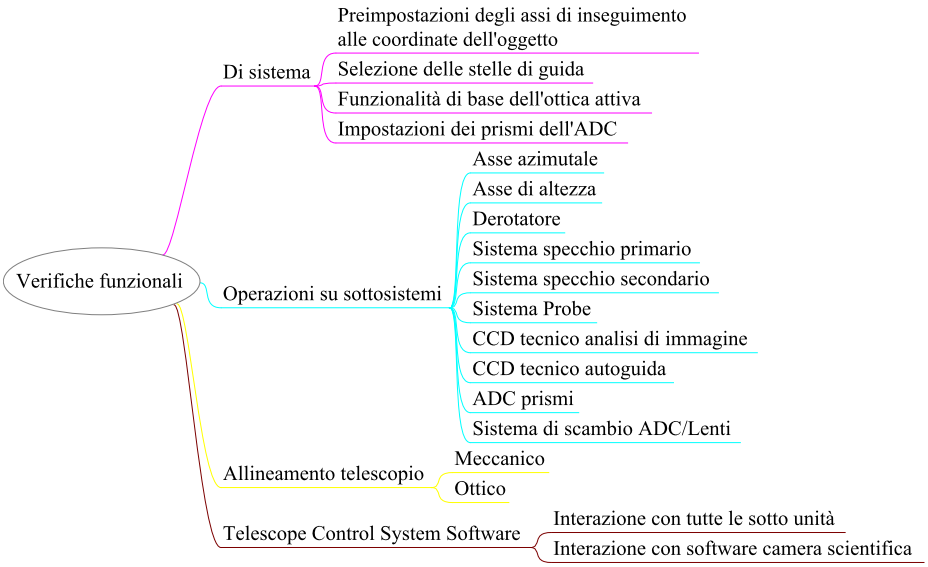


Figura 2.6: Pannello delle verifiche funzionali da attuare durante il commissionig

yman–Green. In altre occasioni si sperimenta la costruzione di sensori di fronte d'onda, a piramide, di Shack-Hartmann, filtraggi spaziali nello spazio di Fourier. Una parte viene dedicata a simulatori di turbolenza atmosferica e di stelle binarie, con i quali si utilizzano fibre ottiche e tutti i componenti optomeccanici che solitamente si trovano in un avanzato laboratorio di ottica. L'attività prosegue presso l'Osservatorio Astrofisico di Asiago dove, con il telescopio da 1.22 m di diametro, si svolgono le esperienze didattiche su osservazioni fotometriche o spettroscopiche, esperienze di speckle interferometry o l'integrazione di banchi ottici dedicati al piano focale del telescopio. La strumentazione viene costruita da zero, seguendo varie procedure di allineamento, fino a risoluzioni di decimi di milliradianti. Le dimensioni delle lenti in dotazioni sono al massimo di 200 mm di diametro su banchi ottici stabilizzati per le vibrazioni.

L'opportunità di partecipare all'allineamento ottico di VST mi ha portato a compiere delle missioni sia in Italia che in Cile. Ben presto la mia partecipazione si è estesa anche al commissioning, con compiti in molti casi intersecati all'allineamento ottico. Questo mi ha permesso di entrare a far parte dello staff dedicato al commissioning Figura 2.7 e di partecipare ai lavori di messa a punto. Partecipando al progetto in ambito internazionale e presso uno degli osservatori più importanti al mondo, ho avuto modo di toccare con mano l'interagrazione completa di un telescopio professionale. In questo lavoro di tesi parlerò principalmente di tutte le attività e risultati attinenti l'allineamento ottico del telescopio VST. L'impegno sul progetto VST mi ha visto coinvolto dal marzo del 2009 fino al luglio 2011 con 7 missioni in Cile di durata variabile di 14 giorni l'una e numerose a Verona per i preparativi della cella e delle unità ausiliare. In seguito ho proseguito

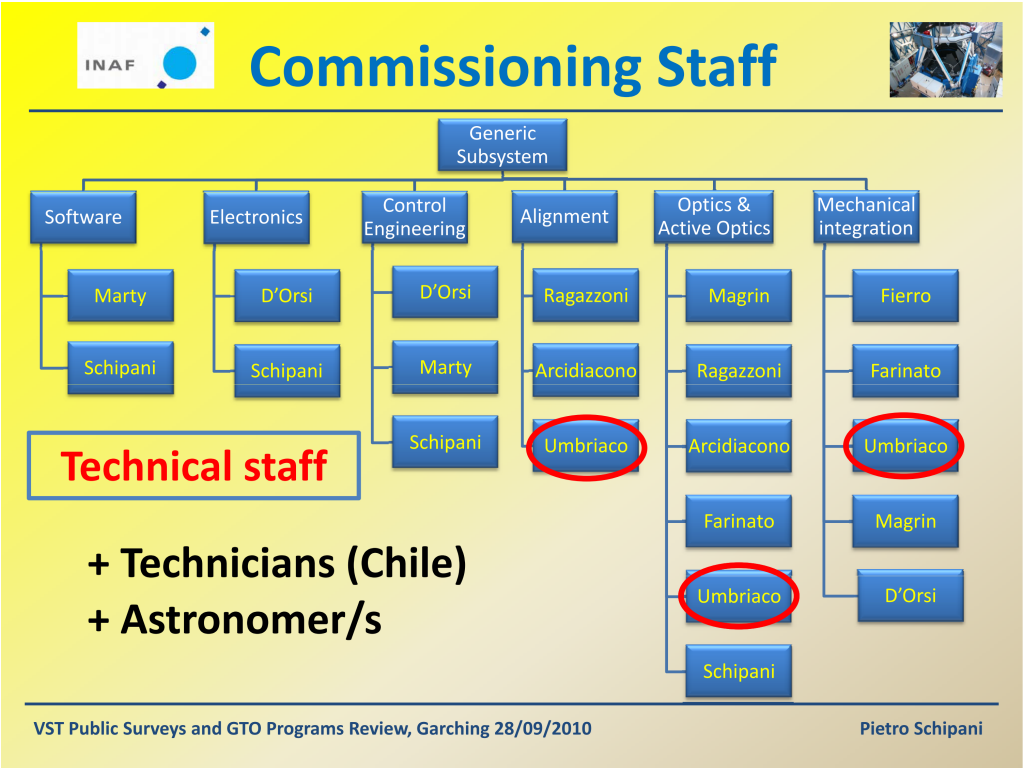


Figura 2.7: Il gruppo di persone che ha partecipato al commissioning, presentato a Garching il 28 settembre 2010, in cui ero presente in tre gruppi di lavoro.

con i colleghi di questo progetto collaborando alla pubblicazione di articoli scientifici su riviste internazionali, vedi 4.3.5.

Capitolo 3

Il telescopio VST

Il telescopi VST è un sistema integrato di molte unità, costituito principalmente di tre insiemi: le ottiche, l'ottica attiva e la montatura meccanica con le unità ausiliarie. Nel seguito descriverò i vari componenti e come vengono utilizzati per ottenere sul piano focale un'immagine il più possibile priva di aberrazioni.

3.1 Disegno ottico

Una caratteristrica dei telescopi a grande campo è la presenza di un piano focale ampio, sul quale tutte le aberrazioni devono essere ridotte al minimo per ottenere una immagine di buona qualità. Per il VST si è scelto un disegno di Ritchey-Chrétien modificato. In un telescopio di Ritchey-Chrétien i residui delle aberrazioni di campo si correggono con un l'utilizzo di un sistema di lenti. Anche in VST è stato aggiunto di un correttore di campo. Mentre un telescopio di Cassegrain è corretto solo per aberrazione sferica, il telescopio di Ritchey-Chrétien è corretto anche per coma, e prende il nome di aplanatico. La soluzione ottica di questo disegno deriva direttamente dalla condizione del seno di Abbe applicato ad un oggetto all'infinito [26]. Poiché l'errore del fronte d'onda è proporzionale al cubo della velocità di apertura del telescopio (F/#), mentre l'astigmatismo è proporzionale al quadrato, per un telescopio normale, ma molto veloce, è l'aberrazione di coma che limita l'uso del campo piuttosto che l'astigmatismo.

Per il VST si ha l'esigenza di avere l'immagine sul piano focale concentrata almeno su due pixel della camera scientifica (30 µm), questo è un primo dato che determina il disegno ottico. Le dimensioni della turbolenza atmosferica di Paranal, tipicamente inferiore a $1''$[10], definisce il limite della scala immagine, che deve essere inferiore a $0.3''$/pixel. Il telescopio è costituito da uno specchio primario iperbolico, un secondario anch'esso iperbolico e da un gruppo di lenti correttrici collocate vicino al piano focale. In Figura 3.1 è rappresentato lo schema ottico di VST, a sinistra si vede una visione d'insieme, a destra è mostrato il dettaglio delle ottiche del correttore della dispersione atmosferica. In Figura 3.2 è raffigurato lo stesso schema ma con il correttore ottico al posto di quello atmosferico. In

Tabella 3.1 sono riportate le caratteristiche ottiche di VST. I dati delle lenti dei correttori sono quelli riportati in Tabella 3.2.

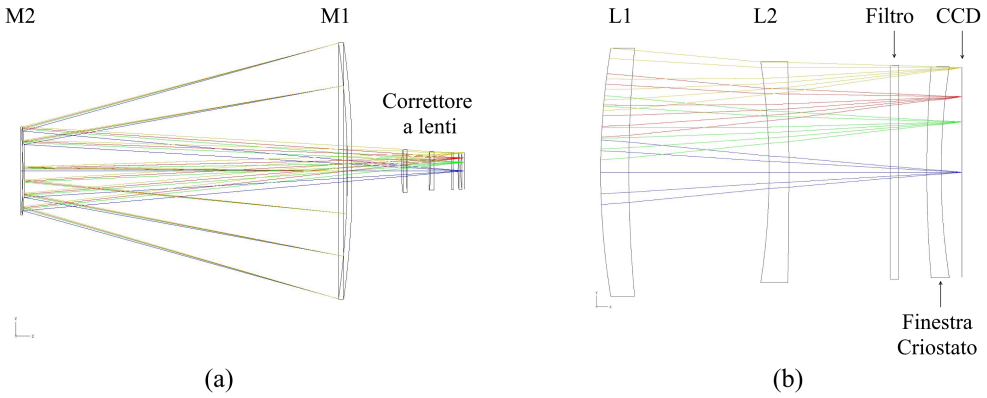


Figura 3.1: (a) Disegno ottico longitudinale del telescopio. (b) Dettaglio delle lenti che compongono il correttore.

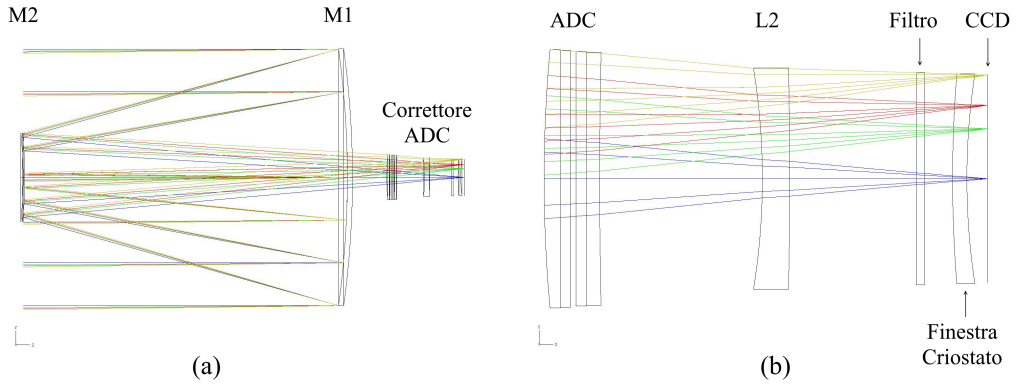


Figura 3.2: (a) Disegno ottico longitudinale del telescopio. (b) Dettaglio della posiizone dei prismi che costituiscono il correttore per la disperzione atmosferica (ADC).

3.1.1 Specchio principale

Nel 1998 la ditta Zeiss di Jena riceve l'incarico di costruire lo specchio di VST, il lavoro è stato sub appaltato ad una succursale di Mosca, la Lytkarino Optical Glass Factory che contava 15.000 operai in una fabbrica militare riconvertita. In questa fabbrica si sono costruiti specchi fino a 7 metri di diametro per più di 20 progetti internazionali, tra cui quello del telescopio per survey infrarosse VISTA di ESO. In Tabella 3.3 si vedono le caratteristiche costruttive degli specchi di VST e di VISTA a confronto [43].

Tabella 3.1: Caratteristiche principali di VST

Caratteristiche ottiche principali di VST	
Configurazione ottica	Ritchey-Chrétien modificato
Apertura massima	2610 mm
Campo di vista angolare	1,47°
Velocità ottica	F/5.5
Lunghezza focale equivalente	14496,93 mm (configurazione a 2 lenti) 14396,97 mm (configurazione ADC)
Scala immagine	0,214 arcsec/mm (configurazione a 2 lenti) 0,215 arcsec/mm (configurazione ADC)
Lunghezza totale	4477,27 mm
Distanza tra gli specchi	-3285,837 mm
Ampiezza spettrale	banda U - I (configurazione a 2 lenti) banda B -I (configurazione ADC)
CCD al piano focale OmegaCAM	16k x 16k pixels a mosaico
Dimensione pixel	15 µm x 15 µm

Tabella 3.2: Dati ottici per correttore a due lenti, filtro e dewar nelle bande UBVRI

Dati ottici per configurazione a due lenti						
Elemento	R1	R2	Materiale	Diametro	Spessore	Spazio d'aria
L1	1333.5 mm	2304.1 mm	Quarzo	441.1 mm 433.4 mm	50.00 mm	251.74 mm
L2	-1295.7 mm	-10000 mm	Quarzo	391.7 mm 433.4 mm	50.00 mm	251.74 mm
Filtro	∞	∞	Quarzo	379.1 mm	15.00 mm	50.00 mm
Finestra Dewar	2304.1 mm	1223.2 mm	Quarzo	374.8 mm 371.9 mm	25.45 mm	36.86 mm

Lo specchio è costituito di Astrositall, un materiale a bassissimo coefficiente di dispersione [1] pari a $0 \pm 1.5 \cdot 10^{-7}$°C per un range di teperature da -60°Ca +60°C. Sulla parte posteriore sono cementate, con un accuratezza di ±0.2mm, 84 placche di INVAR che fungono da interfaccia di sostegno per l'appoggio agli attuatori dello specchio. Si riporta in Tabella 3.4 le caratteristiche ottiche dello specchio primario assieme a quello dello specchio secondario. Uno specchio iperbolico è di solito più difficile da testare durante la costruzione rispetto ad uno parabolico, perché non è libero da aberrazioni se viene illuminato da un fascio collimato di test. Durante l'asferizzazione della superficie è stato utilizzato un interferometro IR a $\lambda = 10.6$ µm e un correttore di fronte d'onda a specchio che converte il fronte d'onda sferico in quello asferico corrispondente alla superficie finale di VST. In questo modo è stato possibile finalizzare la superficie dello specchio principale alle

Tabella 3.3: I dati degli specchi per VST e VISTA costruiti dalla LZOS [43]

	specchio VST diametro 2650 mm	specchio VISTA mirror 4100 mm
Materiale	Sitall CO-115M	Zerodur
Profilo superficie	iperbolico concavo	iperbolico concavo
Massimo diametro	2650 mm	4100 mm
Foro centrale	600 mm	1200 mm
Spessore	140 mm (a menisco)	170 mm (a menisco)
Diametro utile	2600 mm	4020 mm
Raggio	9509 ± 4 mm	8094 ± 20 mm
Costante conica	-1.139899	-1.129792
Massima asfericità	100 µm	881 µm
Apertura	F/5.5	F/0.98
Concentrazione energetica[1]	0.15 arcsec	
Errore fronte d'onda		40 nm (RMS)

[1] É il diametro entro cui viene concentrato l'80% della luce sul piano focale corrispondente ad una sorgente in asse.

caratteristiche richieste. In Figura 3.3 sono riportati gli interferogrammi ripresi all'inizio e alla fine della lavorazione. La concentrazione della luce avviene per l'80% entro un cerchio di 0.12″ di diametro. Una parte dei test di sfericità vengono svolti in queste officine ottiche in una torre a vuoto alta 70 metri [43].

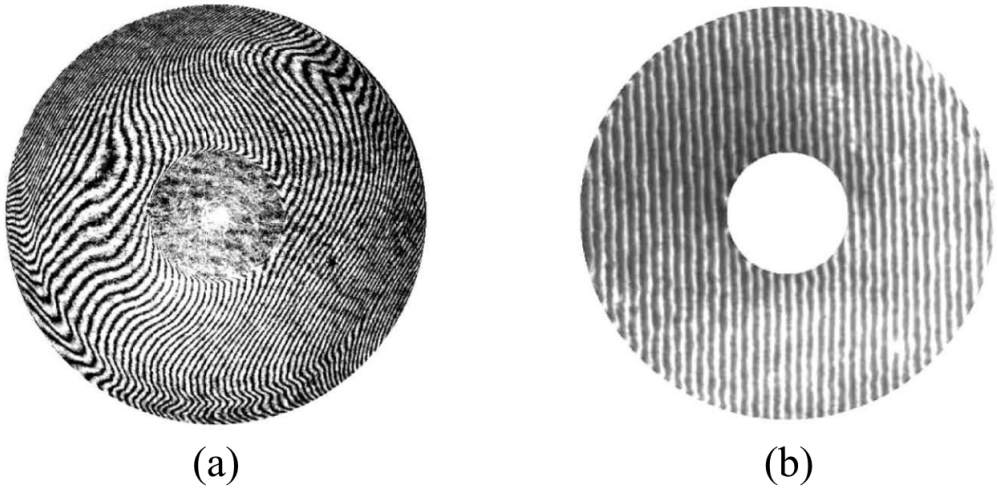


Figura 3.3: Interferogramma dello specchio principale di VST, 2650 mm F/1.8. (a) Prima della lavorazione. (b) Al termine dell'asferizzazione[43].

Tabella 3.4: Caratteristiche principali di VST

Dati ottici degli specchi di VST	
Parametri specchio primario	
Materiale	AstroSitall CO-115M
Forma	Iperboloide concavo
Diametro esterno	2658 mm
Apertura utile	2610 mm
Velocità ottica	F/1.8
Diametro foro interno	600 mm
Spessore	140 mm a menisco
Raggio di curvatura	-9509 ± 4 mm
Costante conica K1	-1.139899
Massima asfericità	105 µm
Parametri specchio secondario	
Materiale	AstroSitall CO-115M
Forma	Iperboloide convesso
Diametro esterno	938,0 mm
Apertura utile	899.3 mm
Schermaggio centrale	176 mm
Velocità ottica	F/2.3
Spessore	130 mm
Raggio di curvatura	-4374 ± 2 mm
Costante conica K2	-5.4218640000000002
Massima asfericità	98 µm
Distance between mirrors	-3285.873 mm

3.1.2 Specchio secondario

Lo specchio secondario di VST è anch'esso iperbolico con un diametro di 998 mm F/2.3 e asferictà di 100 µm. La forma della sua superficie è tale da introdurre aberrazioni in modulo uguali a quelle dello specchio primario ma di verso opposto. Lo specchio secondario è stato costruito sempre da JSC LZOS contemporanemante ad altri specchi secondari della stessa classe, installati nei telescopi Telescope Tecnologie Limited TTL (Gran Bretagna) e National Observatory of Athens (Grecia) [42]. In Tabella 3.5 si possono confrontare le loro caratteristiche. Lo specchio secondario è composto da vetro AstroSitall come il primario. Viene inizialmente costruito come sferico convesso e misurato con uno sferometro per arrivare alla superficie sferica più prossima a quella iperbolica (sfera osculatrice). In un secondo momento viene tolta la sfericità dello specchio (asferizzazione) e controllato con uno sferometro la qualità della lavorazione fino a una precisione di 1-2 µm. La fase finale di lavorazione viene controllata con un uno specchio concavo sferico di riferimento, detto sferico di Hindle [27], tipicamente molto veloce arrivando a F/1.0 o meno. Il centro di curvatura dello specchio sferico viene posizionato sul fuoco dello specchio iperbolico convesso. Per il VST è stato necessario costruire due sferici di Hindle per la forte asfericità e le

grandi dimensioni di questo specchio. Il test di Hindle è un procedimento complicato dal fatto che per questa superficie iperbolica convessa il fuoco non è accessibile. In Figura 3.4 un primo sferico di Hindle M2 (diametro 1640 mm e raggio di curvatura 3995 mm) viene utilizzato per comporre l'interferogramma della porzione interna dell'iperbolico, con 112mm < 2R < 500mm. Un secondo sferico di Hindle M3 (diametro 1985 mm e raggio di curvatura 2708 mm) misura la porzione esterna del secondario di VST, 268 mm < 2R < 900 mm. Le due porzioni di interferogramma vengono poi congiunte nella zona di sovrapposizione centrale e calcolato il profilo finale. Quando la deviazione della superficie iperbolica diventa comparabile con quella dovuta allo specchio sferico, i fronti d'onda sferici degli specchi si sottraggono e viene mappata la superficie dell'iperboloide. Il metodo raggiunge un errore di misura sul profilo iperbolico di $0,15\lambda$(RMS). In Figura 3.5 è mostrato l'interferogramma del secondario di VST effettuato con i due sferici di Hindle.

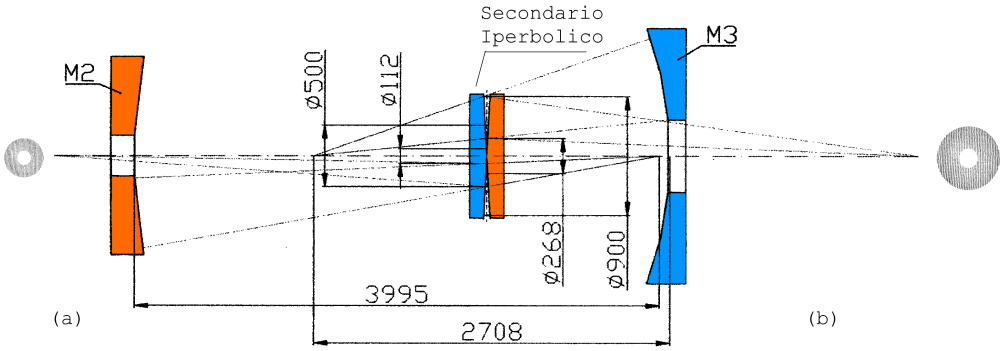


Figura 3.4: Test con sferici di Hindle. (a) La misura della parte centrale dello specchio iperbolico di VST con M2 di Hindle. (b) Viene ruotato lo specchio iperbolico di 180° e utilizzato M3 di Hindle per il test della parte esterna. RMS = 18 nm.

Tabella 3.5: Dati ottici degli specchi secondati dei telescopi VST, TTL e NOA

	VST	NOA	TTL
Materiale	AstroSitall CO-115M	AstroSitall CO-115M	AstroSitall CO-115M
Forma	Iperboloide convesso	Iperboloide convesso	Iperboloide convesso
Diametro esterno	938 mm	753 mm	645 mm
Central screening	176 mm	139 mm	59 mm
Spessore	130 mm	115 mm	110 mm
Diametro utile	900 mm	740 mm	617 mm
Curvatura	4374.46 ±2mm	4602.2 ±2mm	4813.19 ±10mm
Costante conica	-5.421864	-4.2087	-4.179
Massima asfericità	98 µm	24 µm	12 µm

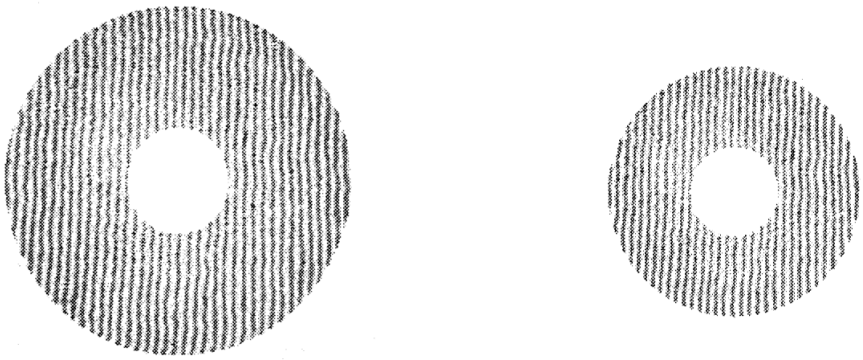
3.1.3 Correttore d'immagine e della dispersione atmosferica

Il problema di un Ritchey-Chrétien è che senza un correttore di campo non è possibile eliminare le aberrazioni residue, solitamente ci si basa su varianti di quello proposto da Wynne [48]. Il correttore di VST è costituito da tre lenti opportunamente sagomate e spaziate in aria. La spaziatura permette un controllo migliore delle aberrazioni di campo rispetto ad un doppietto o tripletto cementato. In quest'ultimo caso si perderebbe il grado di libertà lungo l'asse ottico. Avere un piano focale ampio come quello di VST implica una maggiore escursione sui raggi di curvatura che arrivano sulle superfici delle lenti. I vetri che compongono le lenti sono di diverso indice di rifrazione per compensare le aberrazioni cromatiche prodotte o indotte dal sistema stesso.

Bisogna tener conto che la luce delle sorgenti attraversa l'atmosfera terrestre. Questo comporta il passaggio lungo strati d'aria più spessi se il puntamento è basso sull'orizzonte, il fenomeno avviene con continuità. Inoltre l'indice di rifrazione dell'atmosfera terreste disperde di più la luce blu di quella rossa, quindi l'immagine di una sorgente puntiforme sarà trasformata in un piccolo spettro. L'ampiezza della dispersione atmosferica dipende dalla distanza zenitale. In Figura 3.6 è stata calcolata la dispersione atmosferica a Paranal per varie distanze zenitali confrontando due modelli differenti di atmosfera. È mostrato anche il corrispondente angolo di cui devono ruotare i prismi [**?**] per compensare questa dispersione.

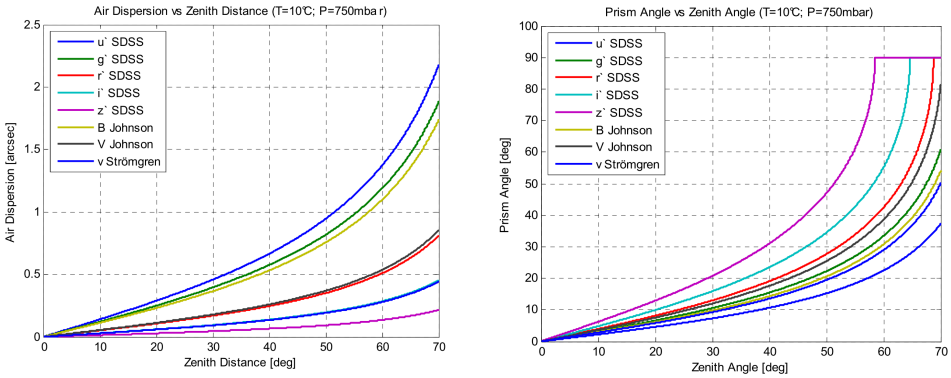
L'effetto complessivo dell'aberrazione cromatica atmosferica dipende dalla tangente dell'angolo zenitale, e varia con l'altitudine, la temperatura e l'umidità del luogo di osservazione. Questo comporterebbe che sulle immagini di VST si presenti una evidente aberrazione cromatica a bassi puntamenti. L'aumentare del tempo di esposizione e la rotazione di campo apparente porta inoltre la stella a disegnare un alone attorno al suo punto nominale non aberrato. Per correggere questo problema si utilizzano quattro prismi cementati a due a due formanti un doppietto. Il sistema provvede ad annullare la dispersione atmosferica tramite la contro rotazione delle due coppie di prismi, che avviene in modo continuo tramite la modellazione della dispersione atmosferica e della posizione del telescopio. Questo elemento si chiama Atmosferic Dispersion Corrector (ADC) [37]. In Tabella 3.6 sono riportati i parametri dei due gruppi ottici.

Se si pone la necessità di correggere l'aberrazione introdotta dall'atmosfera, un traslatore sposta il correttore a lenti dall'asse ottico e inserisce quello a prismi. Affinché la qualità dell'immagini sia comunque preservata, una lente comune ad entrambi i correttori è posizionata appena sotto il blocco filtri all'interno della camera scientifica.



(a) (b)

Figura 3.5: Interferogramma dello specchio secondario di VST, 998 mm F/2.3. (a) Con sfera di Hindle M1. (b) Con sfera di Hindle M2. RMS = 18 nm.



(a) (b)

Figura 3.6: La dispersione atmosferica a Paranal. (a) Si vede come la componente blu è più dispersa di quella rossa, fino a circa 3 volte il valore di seeing medio. (b) I corrispondenti angoli di rotazione dei prismi per compensare la disperiosne atmosferica [**?**]

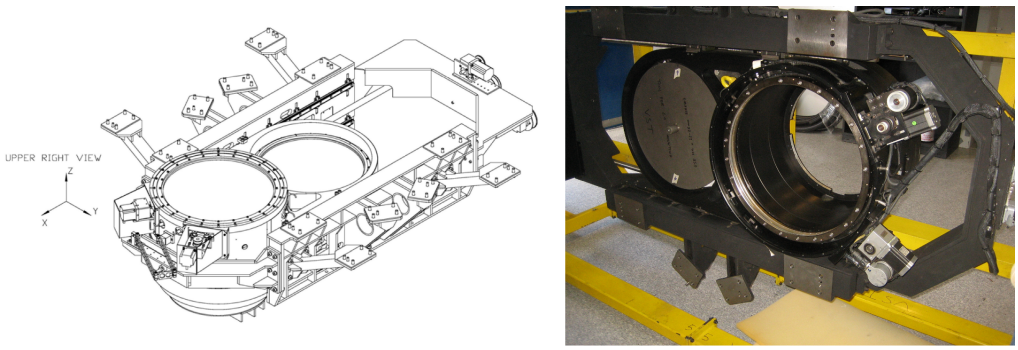


Figura 3.7: A sinistra è riportata una visione isometrica del supporto delle lenti correttrici. A destra si vede un'immagine del traslatore con il blocco prismi in fase di allineamento. La terza lente è montata nella camera scientifica. In primo piano si notano i due motori che ruotano i prismi.

Tabella 3.6: Dati ottici per ADC e prima lente nelle bande B, V, R, I

Dati ottici per la configurazione ADC e una lente, S=superficie							
Elemento	R1	Tilt S1	R2	Tilt S2	Materiale	Diametro	Spessore
ADC S1,S2 (primo prisma)	2511.9 mm	0°	∞	1.03°	N-PSK3	459.7 mm	28.57 mm
	R2	Tilt S2	R3	Tilt S3			
ADC S2,S3 (secondo prisma)	∞	1.03°	Infinto	0°	LLF1	457.6 mm	18.30 mm
S3,S4					Aria		10 mm
	R4	R5					
ADC S4,S5 (terzo prisma)	∞	0°	∞	-1.03°	N-PSK3	452.3 mm	18.00 mm
	R6	R6					
ADC S5,S6 (quarto prisma)	∞	-1.03°	10000 mm	0°	LLF1	450.3mm	24 mm
					Aria		289.75 mm
L3	-1221.2 mm		-10000 mm		Quarzo	393.2 mm 391.3 mm	48.50 mm
					Aria		225.22 mm

3.2 Previsioni qualità ottica con raytracing

Con il software di raytracing ZEMAX si sono inseriti i parametri delle superfici degli specchi e dei correttori per stimare la qualità ottica prevista in piano focale. Sono stati calcolati il diagramma a punti (spot diagram) e il grafico della distribuzione energetica sul piano focale contenuta in aree quadrate via via più grandi (geometric ensquared energy). Il calcolo viene eseguito per ogni lunghezza d'onda corrispondente ai filtri ottici di VST e per angoli di campo pari a 0°, 0.3535°, 0.53° e 0.7350°. In Figura 3.8 (a) è mostrato il grafico della distribuzione di punti su una zona del piano focale ampia 45 µm. Il diametro della figura di diffrazione, diametro del disco di Airy, è pari a 6.654 µm. Pur cambiando distribuzione spaziale per effetto delle aberrazioni di campo, tutti i punti vengono proiettati dentro 3 pixel sulla camera scientifica. Nel secondo grafico (b) si ha un ulteriore conferma che tutta l'energia raccolta dalla pupilla di entrata del telescopio viene trasferita per oltre il 95% dentro due pixel, 30 µm. Se ne deduce che se il telescopio fosse perfettamente allineato, in tutti i campi la PSF rientrerebbe dentro due pixel come richiesto dal progetto. Ricordando che il Ritchey-Chrétien corregge le aberrazioni di campo solo con un correttore, ho eseguito una simulazione della qualità dell'immagine senza i correttori per valutare il loro effettivo potere ottico. Chiaramente il fuoco è stato ricalcolato per questa configurazione a soli specchi. In Figura 3.9 (a) sono mostrati i diagrammi a punti per i quattro angoli di vista, mentre in (b) è

riprodotto il grafico della curvatura di campo. La funzione del correttore è meglio esplicitata visualizzando questi risultati in cui l'aberrazione di coma e la curvatura di campo esplodono appena fuori asse. Il telescopio sarebbe quindi inutilizzabile avendo stelle fino a 4 mm di dimensioni.

3.2.1 Le aberrazioni di campo

La configurazione ottica di VST è differente da quella di un telescopio Cassegrain che è corretto per aberrazione sferica, o di un telescopio di Ritchey-Crétien che è corretto anche per aberrazione di coma. Nel caso di VST le aberrazioni dominanti sono quelle di campo, come la curvatura, coma del terzo ordine e astigmatismo lungo le coordinate di campo δ e ϕ, rispettivamente radiale e angolare. Le dipendenze dall'apertura delle aberrazioni dominanti di campo sono espresse in termini polinomiali di Zernike nei loro primi otto modi, vedi Tabella 3.7. Nel caso di VST le aberrazioni di campo

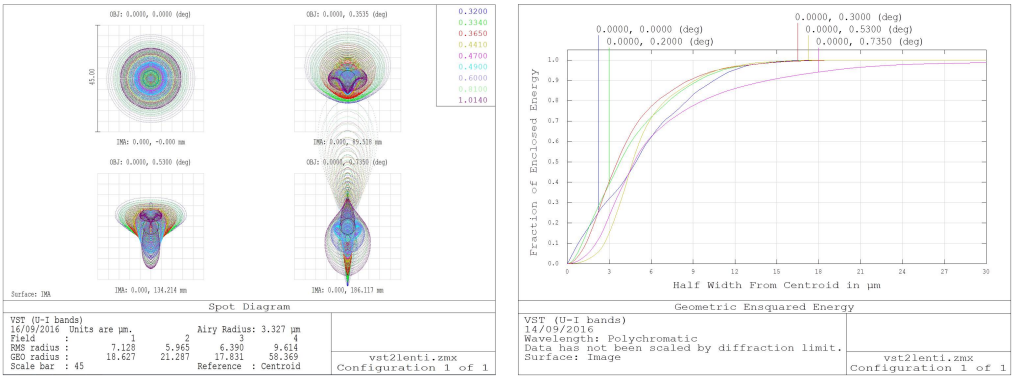
Tabella 3.7: Primi otto modi dei polinomi standard di Zernike (definizioni in ZEMAX) nelle coordinate ρ e ϕ

Z1	1
Z2	$2\rho\cos(\phi)$
Z3	$2\rho\sin(\phi)$
Z4	$\sqrt{3}(2\rho^2-1)$
Z5	$\sqrt{6}\rho^2\sin(2\phi)$
Z6	$\sqrt{6}\rho^2\cos(2\phi)$
Z7	$\sqrt{8}(3\rho^3-2\rho)\sin(\phi)$
Z8	$\sqrt{8}(3\rho^3-2\rho)\cos(\phi)$

deviano dalla dipendenza lineare della coma e dalla dipendenza quadratica della coppia fuori fuoco e astigmatismo, questo a causa della presenza delle aberrazioni del terzo ordine. Si possono descrivere accuratamente aggiungendo termini di alto ordine alla coordinata di campo radiale σ:

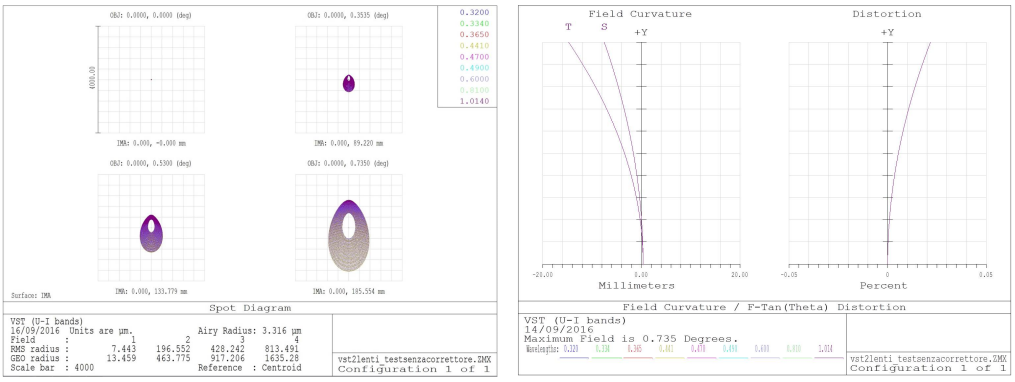
$$\begin{aligned} Z_4(\sigma) &= c_{40} + c_{42}\sigma^2 + c_{44}\sigma^4 \\ Z_6(\sigma) &= c_{62}\sigma^2 + c_{64}\sigma^4 \\ Z_8(\sigma) &= c_{81}\sigma + c_{83}\sigma^3 + c_{85}\sigma^5 \end{aligned} \tag{3.1}$$

dove i coefficienti c_{ij} dipendono fortemente dalla lunghezza d'onda. Per una trattazione dettagliata si rimanda a Schipani *e altri* [40]. In VST le aberrazioni di campo vengono misurate con un sensore di fronte d'onda Shack-Hartmann e le ottiche vengono deformate e allineate con il sistema di ottica attiva descritto nel seguito.



(a) (b)

Figura 3.8: Raytracing con ZEMAX: (a) Il diagramma a punti per la configurazione ottica di VST completa. (b) Il grafico della distribuzione dell'energia luminosa su aree quadrate via via più ampie. Si conferma che il disegno ottico permette sempre all'energia raccolta dal telescopio di concentrarsi all'interno di due pixel.



(a) (b)

Figura 3.9: Simulazione raytracing del telescopio VST senza lenti correttrici. (a) Il diagramma a punti per la configurazione ottica di VST composta da soli specchi, l'aberrazione di coma diventa consistente immediatamente fuori asse. (b) Il grafico della curvatura di campo che riappare in modo preponderante. Il correttore è quindi un elemento fondamentale per un telescopio a grande campo come VST.

3.3 Optomeccanica

Il VST è composto da diverse parti ottico-meccaniche che garantiscono il movimento e controllo di tutte le parti ottiche, sono qui elencate e poi verranno descritte.

- Montatura altazimutale: sostiene l'ottica attiva, punta il telescopio in cielo e mantiene la velocità di inseguimento siderale.
- Derotatore: compensa la rotazione d'immagine dovuta alla rotazione apparente di campo della montatura altazimutale.
- Ottica attiva: è un sistema di sostegno e modifica della superficie dello specchio principale.
- Esapodo: è l'unità che sostiene e regola lo specchio secondario.
- Sensore di fronte d'onda Shack-Hartmann.

3.3.1 Montatura altazimutale

Il telescopio è sostenuto da una montatura altazimutale appoggiata ad un cuscinetto principale, del tipo di quella presente al New Technology Telescope (NTT) che gli permette di ruotare attorno a tutti i 360° dell'angolo zenitale. Il cuscinetto sostiene anche il sistema di trasmissione delle connessoni dati, di raffreddamento, fibre ottiche e alimentazione che giungono al piano focale con un sistema di catena porta cavi capace di ±270° di rotazione. Riporto in Figura 3.10 lo schema e la distribuzione dei componenti principali:

- anello superiore (top ring);
- razze secondario (spiders);
- supporto specchio secondario;
- paraluce M2 (baffle);
- esapodo;
- Serrurier;
- cella dello specchio primario M1;
- paraluce dello specchio primario;
- derotatore;
- Camera scientifica OmegaCam;
- cuscinetto azimutale;
- movimento declinazione;

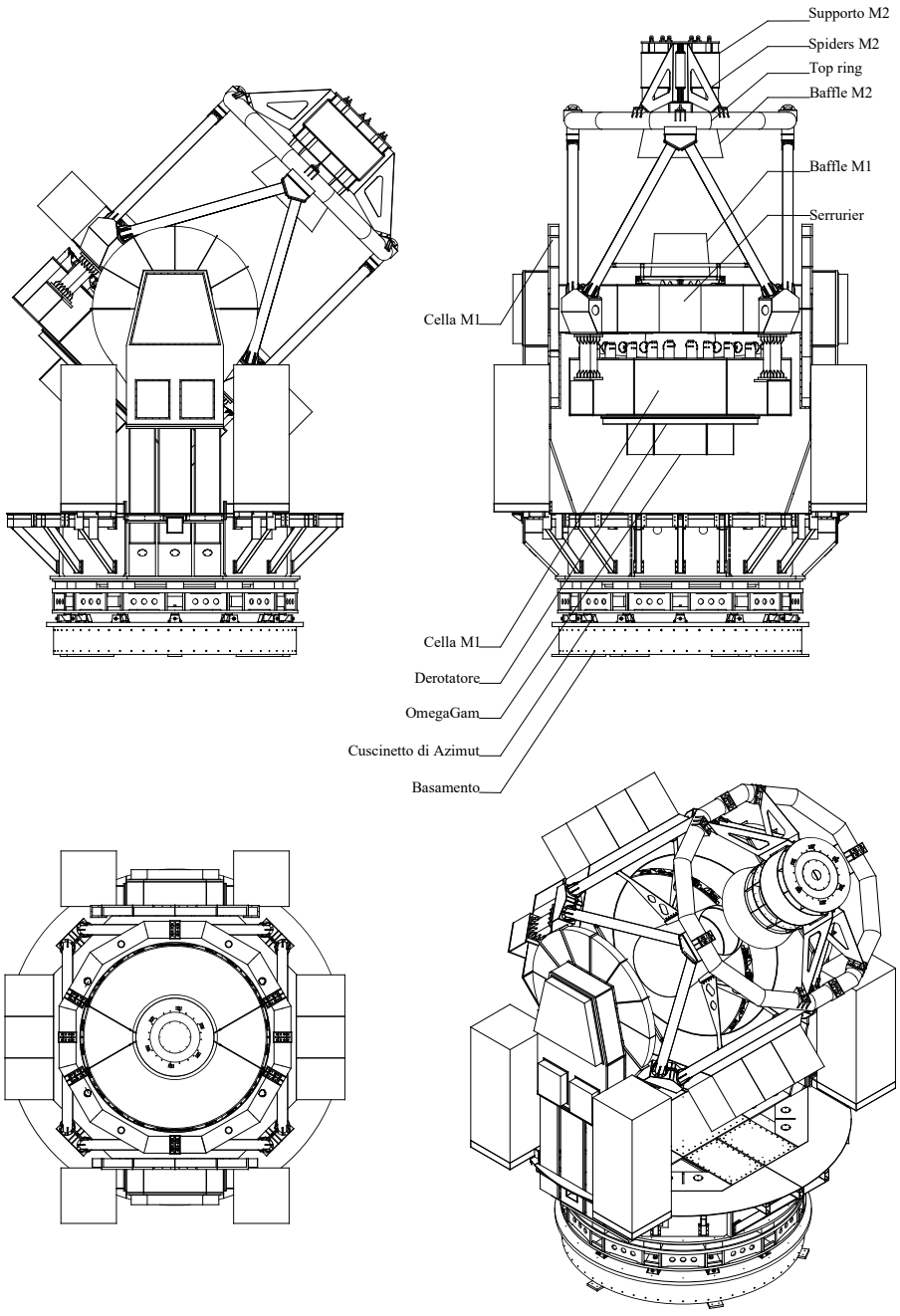


Figura 3.10: Visione d'insieme delle componenti del telescopio [29].

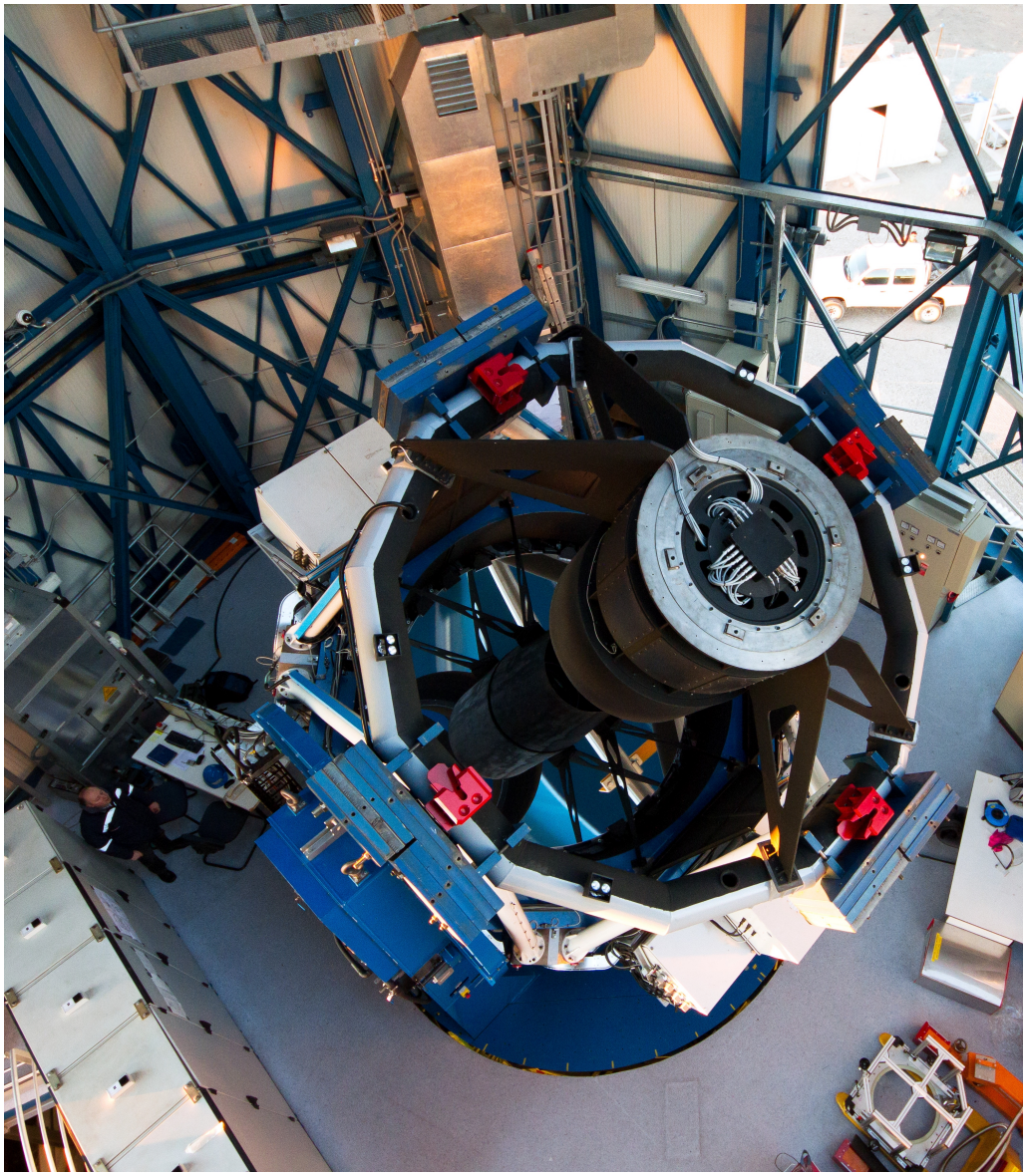


Figura 3.11: Visione d'insieme del telescopio, in basso a sinistra si vede la console di collaudo allestita al piano del telescopio. In primo piano il supporto di M2, i paraluce e lo specchio adagiato sulla cella.

- basamento.

Il movimento in altezza è regolato da un doppio sistema di motori, servo assistiti, che imprimono il moto su ruote dentate. Entrambi i movimenti sono accoppiati ad encoder di precisione che permettono la misura della posizione del telescopio rispetto a punti fissi sulla meccanica. Il sistema di gestione elettronico e software è in grado di comandare tutte le unità del telescopio e di gestirne i movimenti in sicurezza valutnado i dati provenienti da decine di sensori. Un punto delicato della montatura è il bilanciamento. Per quanto riguarda la rotazione azimutale è molto importante la buona realizzazione del piano di appoggio del cuscinetto azimutale, eventualmente regolabile con degli spessori. La montatura in altezza invece deve essere bilanciata alla perfezione con contrappesi, pena la perdita del puntamento e in casi peggiori il blocco del telescopio. Va ricordato che VST non funzionerà in modo assistito ma automatico. Ogni operazione di puntamento è programmata in autonomia dalla workstation del Telescope Control Software (TCS) che si interfaccia alle 8 Local Control Unit (LCU) che controllano i vari sottosistemi. Il controllo di puntamento è direttamente collegato anche con l'inseguimento stellare che comporta una continua variazione della velocità dei motori di altezza e rotazione azimutale.

3.3.2 Derotatore

Il derotatore è un elemento fondamentale per compensare la rotazione di campo apparente dovuta ai differenti sistemi di coordinate della sfera celeste (equatoriale) e del telescopio (azimutale). La rotazione di campo viene controllata continuamente e il derotatore verrà utilizzato come riferimento meccanico per l'allineamento di tutto il telescopio. La sua costruzione è delicata perché sono necessarie alte precisioni di lavorazione meccanica e di ripetibilità dei movimenti. I motori principali che lo muovono sono due e il controllo di posizione è costituito da 4 encoder ottici che permettono un'accuratezza inferiore a $5''$ RMS sulla corsa completa di $\pm 270°$. All'interno del derotatore è presente un secondo cuscinetto che ruota assieme al primo rimanendogli vicino entro $\pm 3°$, è il corotatore. Esso sostiene il sistema di guida fuori asse, il sensore di fronte d'onda (probe) e la camera scientifica. In Figura 3.12 è riportata una foto del derotatore con l'indicazione delle sue varie parti.

3.3.3 Ottica attiva di VST

Un sistema di ottica attiva permette di migliorare notevolmete la qualità ottica dei telescopi tramite l'uso di dispositivi di correzione e analisi del fronte d'onda. Inventato all'interno di ESO e installato per la prima volta al telescopio NTT è presto diventato un componente presente in tutti i telescopi ottici anche di classe 8 metri come Very Large Telescope (VLT), Large binocular Telescope (LBT) per cirtarne alcuni. Nei telescopi a grande campo come VST e VISTA i requisiti per allineamento e ottica attiva sono

più rigorosi e saranno applicati anche ai futuri telescopi a grande campo come LSST. L'ottica attiva deve tenere sotto controllo la forma dello specchio principale, che può essere soggetta a deformazioni dovute a gradienti termici o gravitazionali. Il controllo viene effettuato contro deformando la superficie tramite una serie di attuatori che sostengono lo specchio. Lo specchio essendo sottile riesce a deformarsi seguendo i modi elastici propri. L'ottica attiva adatta la deformazione del fronte d'onda scomposta nei termini dei coefficienti di Zernike alle componenti elastiche dello specchio primario.

3.3.4 Shack-Hartmann

Le sorgenti celesti collocate ad enorme distanza dalla Terra sono considerabili sorgenti puntiformi che emettono in modo isotropo. Al nostro pianeta giungono quindi fronti d'onda sferici il cui raggio di curvatura è talmente grande che se ne vede una porzione praticamente piana. Attraversando le ottiche del telescopio tale piano potrebbe essere deformato. Il sensore di Shack-Hartmann, vedi Figura 3.13 [32], è un dispositivo ottico che premette di analizzare l'immagine ottica della pupilla di ingresso del telescopio, dove entra il fronte d'onda stellare. Il sensore è costituito da una matrice di micro lenti che viene posizionata sull'immagine della pupilla di ingresso del telescopio. Una matrice CCD ne registra la forma ed invia il dato ad un calcolatore che ricostruisce i coefficenti di aberrazione del fronte d'onda. Il sensore di fronte d'onda è quindi un analizzatore di immagine.

3.3.5 Il supporto del sensore di fronte d'onda e della guida fuori asse

Il sensore di fronte d'onda si trova alloggiato su una guida collocata in un piano ortogonale all'asse ottico. Una serie di motori e sensori di fine corsa permettono di posizionarlo in tutto il campo del telescopio, con movimenti radiali e di traslazione [38]. La guida ha le seguenti componenti:

1. Adapter: è un componente meccanico che ruota tutto il banco ottico del sensore attorno all'asse ottico. È collocato sullo stesso cuscinetto del corotatore.

2. Probe: è la parte che sposta il banco ottico radialmente sopra l'asse ottico.

3. Fuocheggiatore: permette di controllare il fuoco della camera di guida.

4. Pick-up mirror: è uno specchio inclinato di 45° che può essere regolato in inclinazione per far coincidere l'asse ottico del sensore a quello del telescopio. La curvatura di campo cambia l'inclinazione dei raggi parassiali rispetto a quelli marginali.

5. Diaframma: nel braccio del sensore di fronte d'onda la luce viene fatta passare attraverso un diaframma collocato nel fuoco di un collimatore;



Figura 3.12: Visione d'insieme del derotatore e del corotatore

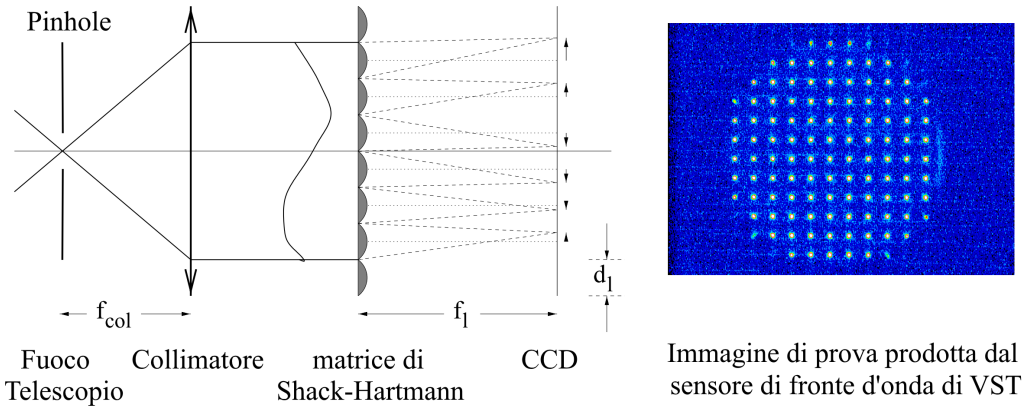


Figura 3.13: Schema del sensore di fronte d'onda di Shack-Hartmann, f_{col} è la focale della lente collimatrice, f_l è la focale delle microlenti, d_l è il diametro delle microlenti. A destra si vede una immagine di prova del sensore di VST.

la luce proveniente dal telescopio lo attraversa e raggiunge la matrice di microlenti. Il diaframma può essere intercambiato tramite un motorino con un LED che illumina il sensore e crea una matrice di calibrazione.

Sull'asse ottico del probe è presente un beamsplitter dicroico che divide l'asse ottico in due bracci, uno destinato al sensore di fronte d'onda e il secondo per la guida fuori asse. In Figura 3.14 si vede lo schema delle componenti ottiche e in Figura 3.15 è presente una foto d'insieme.

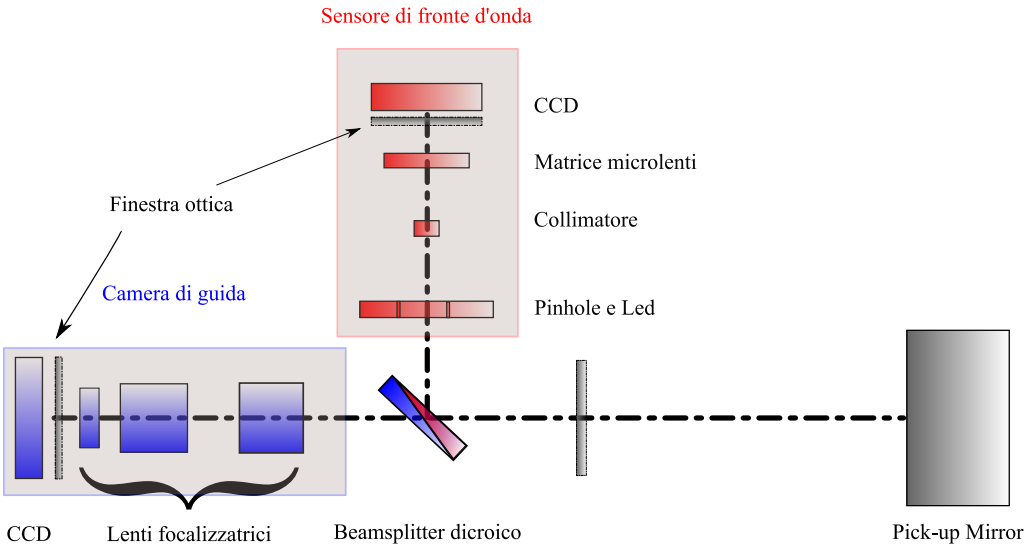


Figura 3.14: Schema ottico e componenti del probe

3.3.6 Esapodo dello specchio secondario

L'esapodo è un sistema di sostegno dello specchio secondario (M2) di VST a sei gambe, da questo deriva il suo nome. Esso permette l'accurato posizionamento dello specchio nella posizione di minor aberrazioni ottiche [36]. Il TCS sfrutta i dati provenienti dal test di Shack-Hartmann e quelli del sistema di puntamento in cielo per calcolare la miglior posizione dello specchio secondario e posizionarlo con l'esapodo. Durante il commissionig del telescopio si è determinata una soluzione di posizioni dello specchio secondario in tutto il campo di azione della montatura altazimutale per mantenere la qualità ottica sul piano focale. I movimenti necessari per correggere le posizioni di M2 sono 5 (X, Y, Z, α_X, δ_Y) ma per VST si è scelto di realizzare un sistema a 6 gradi di libertà, aggiungendo una rotazione ridondate attorno all'asse Z, γ_Z. Le sei gambe si possono estendere o restringere grazie all'azionamento di motori controllati nel movimento da encoder. La risoluzione di puntamento è di 5 µm per gli assi ortogonali e $0.5''$ per le rotazioni. La configurazione ottica di VST è tale per cui uno spostamento lungo l'asse Z di M2 corrisponde ad uno spostamento sul piano focale dell'immagine 10 volte maggiore. È chiaro come il controllo dell'esapodo sia cruciale per il buon funzionamento dell'ottica attiva. Lo specchio viene quindi spostato

per compensare le aberrazioni di fuori fuoco, di coma e astigmatismo fuori asse, presenti normalmente se il sistema non è allineato [39]. La correzione di fuori fuoco è compiuta muovendo lo specchio lungo l'asse Z. La correzione del coma è fatta con una combinazione di rototraslazioni degli assi X e Y, per imporre rotazioni attorno al centro di curvatura dello specchio. Tuttavia correggere l'aberrazione di coma non garantisce il perfetto allineamento degli specchi. Per ogni telescopio a due specchi esiste un punto sul suo asse per il quale la coma traslazionale e la coma rotazionale si annullano. Questo punto si chiama punto neutro per coma o punto libero da coma 'Coma Free Point'(CFP) [45]. Il nome deriva dal fatto che una rotazione di M2 attorno a questo punto non cambia l'intensità della coma nel telescopio. Un altro punto neutro importante, indipendente dalla forma dello specchio secondario, è il punto neutro per il puntamento, che è sempre nel centro di curvatura del secondario. Applicando le formule dell'aberrazione di coma alle configurazioni ottiche dei telescopi noti, si trova quale dovrebbe essere la posizione, dietro M2, del punto neutro di coma. Per un telescopio di Cassegrain si trova nel fuoco del primario, per un Ritchey-Chrétien un po' più vicino allo specchio secondario. Quando l'aberrazione di coma è corretta con rotazioni attorno al suo centro di curvatura, ci permette di sapere che gli assi degli specchi stanno intersecandosi nel punto neutro di coma Figura 3.16. Poiché la coma non dipende dal campo, il telescopio potrebbe essere corretto da coma su tutto il piano focale. Normalmente resta un diasllineamento residuo degli specchi, che si noterà per la presenza dell'astigmatismo fuori asse, misurato dal sensore Shack-Hartmann. Teoricamente basterebbero due misure dell'astigmatismo per dedurre i parametri di disallineamento, ma si è deciso di eseguire la misura con il sensore di Shack-Hartmann distribuendola su tutto il campo. L'astigmatismo misurato non deve essere confuso con quello dello specchio primario, perché in questo caso il disallineamento distrugge la simmetria rotazionale dell'astigmatismo. Possono configurarsi situazioni in cui gran parte dell'immagine presenta un astigmatismo più piccolo della configurazione allineata però solo in una zona del campo, ma sarà significativamente più grande nel lato opposto. Il secondario viene collocato nella giusta posizione con iterate rotazioni attorno al sistema di riferimento con il CFP al centro e misure del sensore di fronte d'onda. Tutte queste operazioni sono svolte con la movimentazione continua dell'esapodo, se ne capisce quindi la fondamentale importanza nel funzionamento e ripetibilità dei movimenti. In Figura 3.17 si vede lo specchio secondario montato sull'esapodo e a destra un immagine dei motori di controllo alloggiati all'interno.

3.3.7 Supporto M1

Lo specchio principale di 1855 Kg è appoggiato ad una cella che contiene al suo interno una serie di componenti attivi, quindi in continuo movimento, per mantenere la superficie dello specchio ai valori ottimali di forma. Il peso totale della cella è di 12 T. In totale la cella è costituita dai seguenti componenti:

- 81 attuatori assiali;
- 3 punti fissi;
- 24 leve astatiche;
- 28 dispositivi di sicurezza.

Sotto lo specchio principale sono incollate ai punti di appoggio delle placche di INVAR, collocate in corrispondenza degli attuatori rigidamente collegati alla cella. Gli attuatori sono disposti in modo circolare su quattro anelli con 12, 18, 24, 30 supporti divisi per potenza di carico, vedi Figura 3.18 a destra. Ogni anello ha l'altezza di punto zero sulla cella diversa per adattarsi alla forma a menisco dello specchio Tabella 3.8. Per numero di attuatori il VST ha un sistema di ottica attiva di solito presente su telescopi di classe 4m, proprio per la necessità di correggere ordini di aberrazioni su un campo molto esteso [39].

Tabella 3.8: Altezza degli attuatori

Anello	Altezza (mm)
1	208.50 ± 0.15
2	226.50 ± 0.15
3	225.50 ± 0.20
4	260.50 ± 0.20
punti fissi	240.00 ± 0.20

Ci sono tre punti fissi assiali disposti a 120° che preservano un'altezza sulla cella di 241.00 mm ±0.20mm. Pur avendo un attuatore ciascuno, non vengono movimentati durante l'utilizzo dell'ottica attiva e servono da riferimento per tutti gli altri. La loro posizione può essere regolata durante le fasi di allineamento principale degli specchi per definire la posizione dello specchio in asse con la cella di sostegno. Il piano perpendicolare all'asse di M1 passante per il centro di gravità interseca il bordo esterno. Qui sono inseriti 24 attuatori laterali, puramente meccanici, per sostenere il peso dello specchio rispetto alle spinte gravitazionali che si generano quando il telescopio non è puntato allo zenit. Anche qui sono presenti tre punti di appoggio laterale ai quali sono collegate una leva astatica ciascuno, Figura 3.19. La loro funzione è di vincolare la posizione di M1 nel piano XY e attorno all'asse Z quando viene alloggiato nella cella dopo l'alluminatura; sono quindi anche essi un punto di riferimento di posizione[32].

Il supporto ad attuatori di M1, l'esapodo che muove M2 e il sensore di fronte d'onda sono connessi ad un calcolatore che permette il controllo a ciclo chiuso del sistema di ottica attiva.

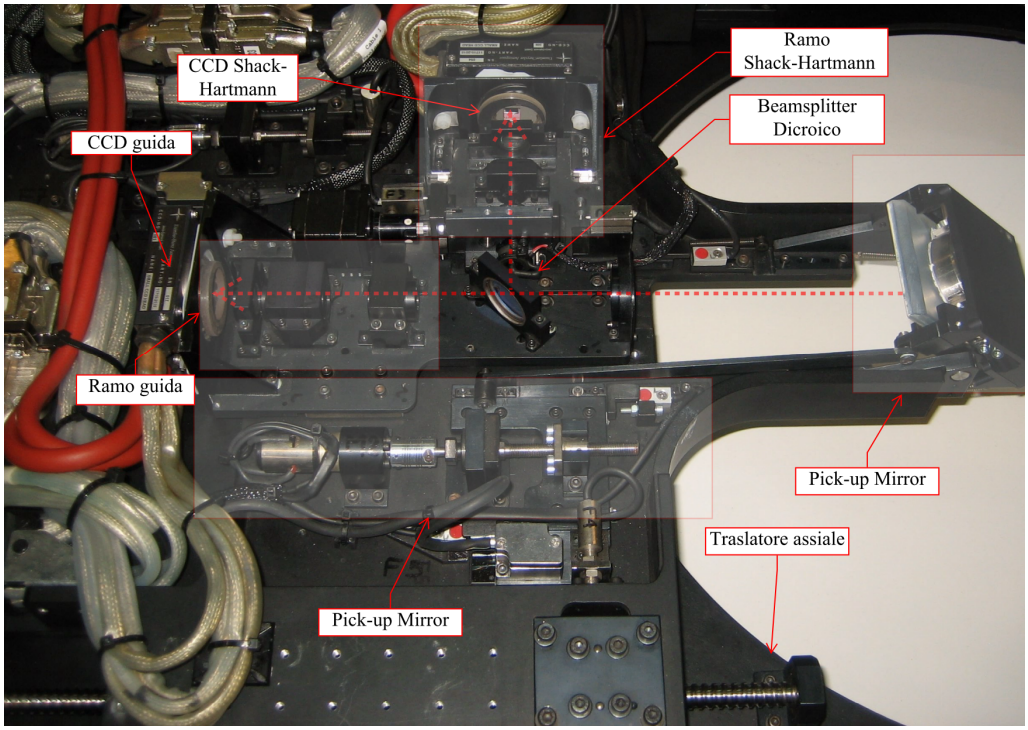


Figura 3.15: Foto del probe con indicate le posizioni del ramo Shack-Hartmann e di guida

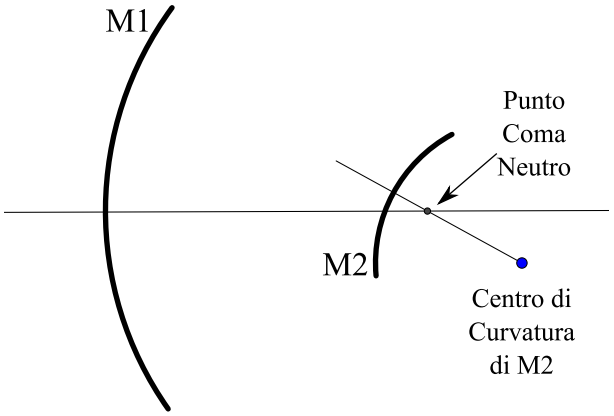


Figura 3.16: Schema della posizione del punto di coma neutro, intersezione tra gli assi di M1 e M2. Il centro di curvatura di M2 però non passa per l'asse ottico di M1 e quindi si genera aberrazione di astigmatismo.

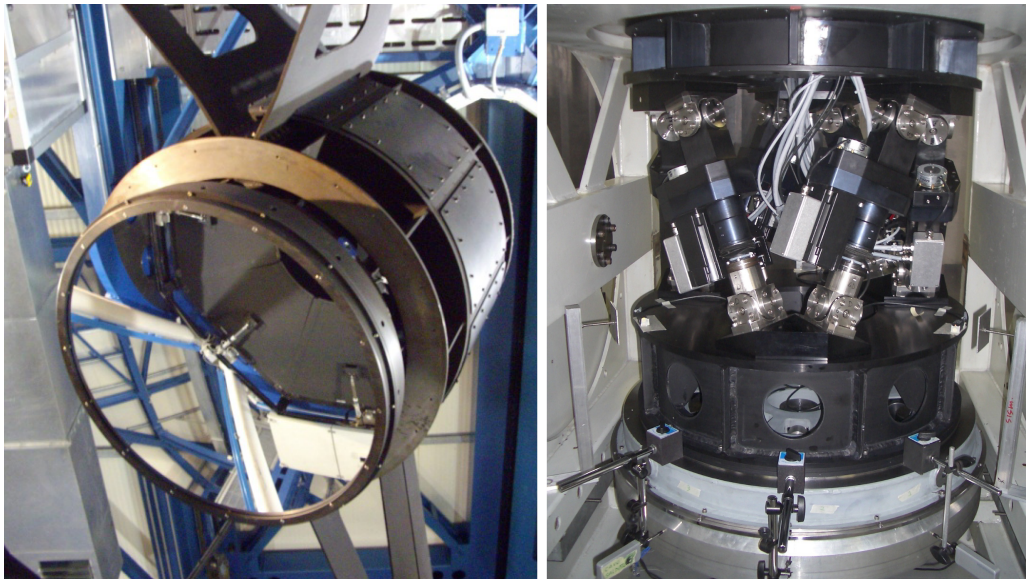


Figura 3.17: A destra immagine dell'esapodo con lo specchio secondario montato, a sinistra un'immagine dell'interno del meccanismo.

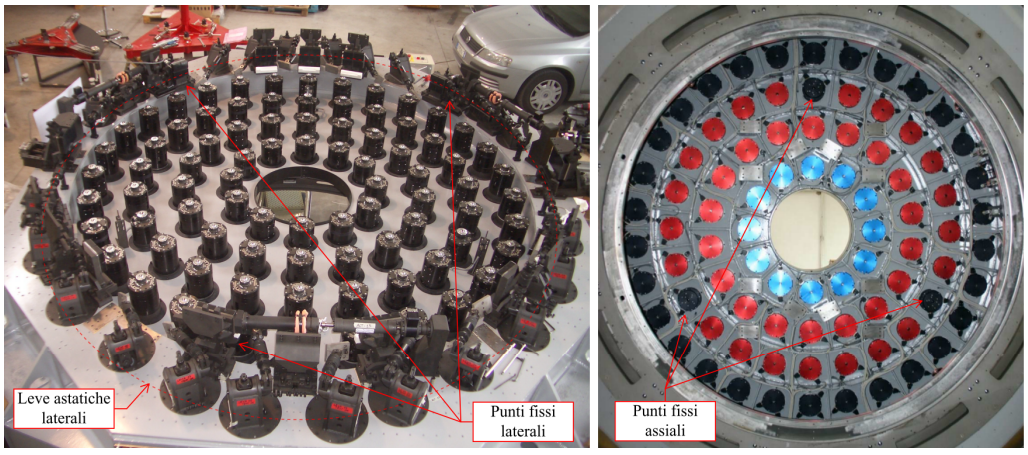
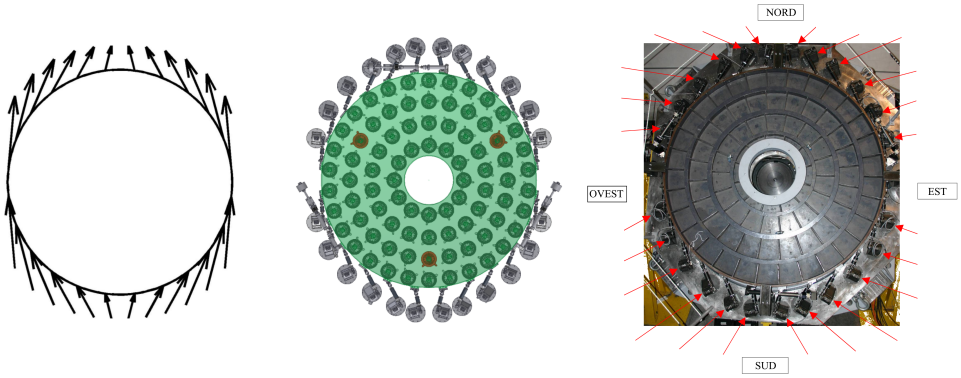


Figura 3.18: Immagine della cella vista frontalmente a sinistra e posteriormente a destra. Si notano i diversi attuatori disposti in aree circolari. I tre attuatori neri sono quelli relativi ai punti fissi. Nell'immagine di destra si vedono anche le leve astatiche e le tre leve più lunghe nei punti fissi laterali.



(a) (b) (c)

Figura 3.19: Inizialmente vengono calcolate le componenti delle forze laterali (a), poi vengono progettate le leve astatiche (b), in foto vediamo la loro installazione sulla cella (c)

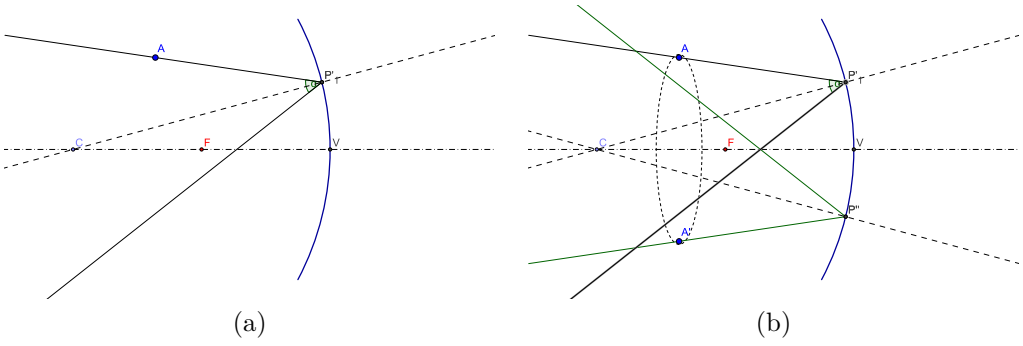
Capitolo 4

Allineamento ottico di VST

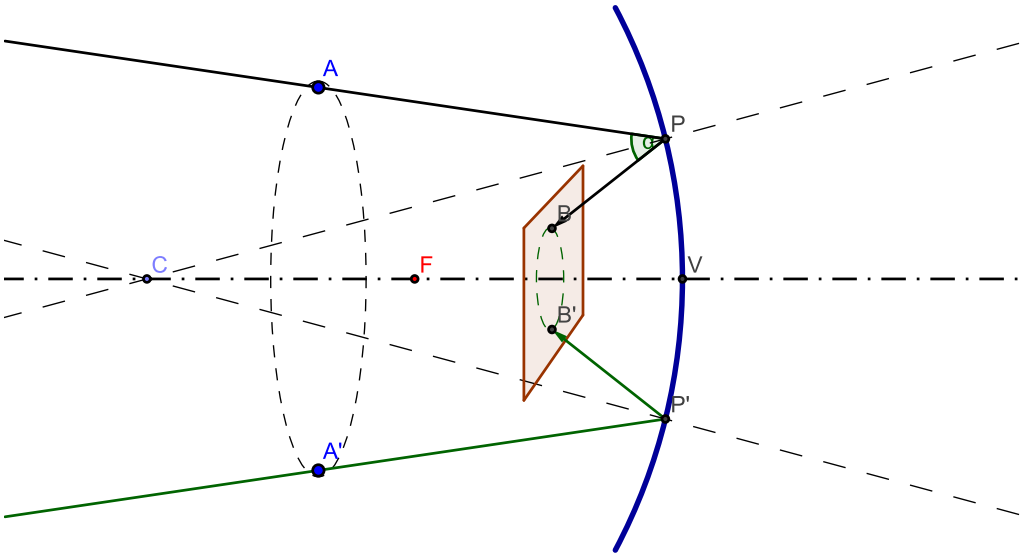
L'allineamento ottico è il punto finale nella costruzione di un telescopio e precede il momento fondamentale della prima luce. È indispensabile per verificare se si è giunti alla conclusione in modo positivo oppure se sono necessari altri interventi. Come tutti i progetti di grande impegno tecnologico e scientifico, si giunge al traguardo dopo molti anni e con il coinvolgimento delle professionalità di molte persone. La riuscita di quest'ultima fase, non meno importante di tutte le altre, ha un elevato valore per tutti i partecipanti.

4.1 Sistemi ottici centrati

Generalmente un sistema ottico è costituito da una successione di superfici rifrangenti o riflettenti. Di esse si conosce il raggio di curvatura, il materiale, il diametro o la forma in generale. Essendo il VST costituito di lenti e specchi lo possiamo generalizzare ad un sistema catadiottrico. Il sistema ottico si dice centrato se l'insieme dei raggi di curvatura delle superfici che lo costituiscono giacciono sullo stesso asse, che prende il nome di asse ottico. Nella maggior parte dei casi le superfici sono sferiche, paraboliche o piane, per il VST sono anche iperboliche. Il percorso della luce attraverso i mezzi omogenei che compongono il sistema ottico segue le leggi di propagazione rettilinea, di riflessione e di rifrazione della luce. Semplifichiamo la trattazione pensando a specchi sferici. In Figura 4.1 (a) raffiguro una sezione di specchio sferico per il vertice V e per il centro di curvatura C, la parte concava sia quella riflettente. Preso un raggio passante per il punto A, esso incontrerà lo specchio nel punto P e lì verrà riflesso verso il basso. Per la legge di riflessione, la direzione del raggio emergente sarà deviata del doppio dell'angolo tra la normale allo specchio PC e il raggio incidente AP, chiamiamo α quest'angolo. Il punto focale F si trova a distanza $R/2$ dal vertice V. Ora immaginiamo di ruotare rigidamente il raggio AP facendo perno attorno all'asse ottico, Figura 4.1 (b). Il punto A disegnerà un cerchio nello spazio. Se prima del fuoco posizioniamo uno schermo, qui verrà materializzato il raggio luminoso e descriverà un cerchio proporzionale al



(a) (b)



(c)

Figura 4.1: Simmetria di rivoluzione: (a) Il raggio incidente lo specchio viene riflesso nel punto P. (b) Una rotazione del raggio per A attorno all'asse ottico descrive un cerchio nello spazio. (c) Sul piano BB' si materializza in proporzione il percorso circolare di AA'.

moto del punto A attorno all'asse ottico passante per i corrispondenti punti di A e A' in B e B', Figura 4.1 (c).

Ora immaginiamo di inserire un secondo specchio, riflettente dalla parte convessa, prendiamolo con la sua superficie centrata sull'asse ottico con la prima. Il suo centro di curvatura sarà C'. Il raggio riflesso in P incontrerà il secondo specchio in B e da lì verrà riflesso dell'angolo β, doppio dell'angolo di incidenza. Se il primo specchio presenta un foro nella parte centrale, allora i raggi riflessi dal secondo specchio lo attraverseranno e potranno materializzarsi su uno schermo posizionato in OO'. Se il raggio per A viene fatto ancora ruotare attorno all'asse ottico, sullo schermo descriverà un cerchio proporzionale al moto del punto A attorno all'asse ottico passante per i corrispondenti punti di A e A' in O e O', vedi Figura 4.2. La simmetria di rivoluzione si propaga per tutte le ottiche simmetriche centrate sull'asse ottico, siano esse riflettenti o rifrangenti.

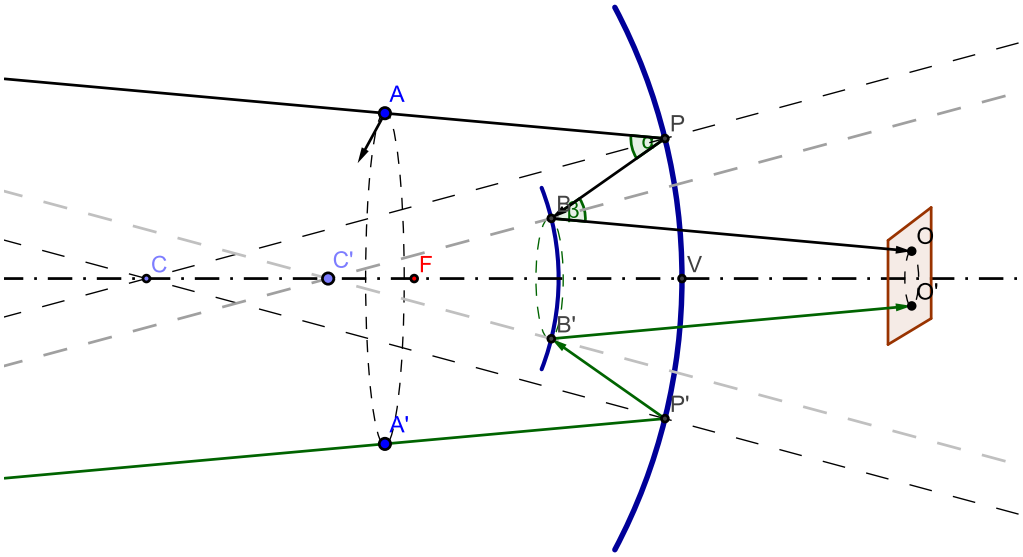


Figura 4.2: La simmetria di rivoluzione si propaga per tutte le ottiche simmetriche centrate sull'asse ottico.

Per VST si è sfruttata la simmetria di rotazione degli specchi per definire una procedura di allineamento di questi ad un asse ottico. Poiché l'asse ottico non è ancora definito nello spazio, si deve individuarne una posizione rispetto alla montatura del telescopio. Per questo è necessario innanzitutto allineare l'optomeccanica del telescopio e definirne un asse che poi diventerà l'asse ottico del telescopio. La procedura di allinemaneto è ispirata ai risultati ottenuti per l'allineamento ottico del Large Binocular Telescope (LBT), un doppio telescopio con due specchi di 8 m di diametro installato in Arizona [16] [12].

4.2 Allineamento meccanico

4.2.1 Cuscinetto del derotatore

Consideriamo il telescopio come un complesso insieme di parti meccaniche. Tra tutti i componenti che vengono montati è necessario limitare l'attenzione a quelli principali e valutare se esiste un elemento, che rispetto agli altri, possa fungere da riferimento 'assoluto'. Nel nostro caso il cuscinetto del derotatore può essere considerato il nostro miglior riferimento per i seguenti punti:

- Sostiene la camera scientifica e mantiene il piano dei sensori ortogonale al proprio asse di rotazione, sia nei puntamenti che nella derotazione.
- Sostiene la guida fuori asse e il sensore di fronte d'onda, con le stesse caratteristiche di precisione della camera scientifica.
- Tramite il serrurier si flette della stessa quantità del supporto dello specchio secondario (top ring) durante gli spostamenti in altezza

del telescopio. L'asse passante per il centro della cella dello specchio primario e per quello dell'unità che sostiene il secondario rimane invariato.

- Si trova appena sotto la cella di sostegno dello specchio principale, tramite il foro centrale dello specchio si può arrivare con un dispositivo di allineamento al di sopra della superficie riflettente.

- Nella fase di pre-allineamento meccanico la mancanza della camera scientifica permette di accedere al traslatore delle lenti correttrici senza problemi.

Il telescopio sarà quindi allineato sulla posizione del cuscinetto, non sulla struttura meccanica della cella o di altre porzioni del telescopio. Prendere questo riferimento ha però delle implicazioni sul puntamento del telescopio e sull'inseguimento siderale. È stata misurata l'accuratezza della rotazione del cuscinetto sia in fase di costruzione che nei collaudi della cella prima della spedizione a Paranal. Pur esulando dal mio lavoro di tesi, ho partecipato a questa rettifica quando la cella si trovava nelle officine della ditta Tomelleri s.r.l. di Verona. Sono state compiute misure sul bordo del cuscinetto per una rotazione di 360° attorno al suo asse e puntando allo Zenit, a 30°e 60° di altezza. Le misure sono state effettuate sia con tastatori meccanici che con una leva ottica montata all'interno della samoga della camera scientifica, e i valori sono risultati in perfetto accordo. Si è misurata un'inclinazione massima di 2″(wobble) e una traslazione laterale di circa 10µm (runout), le operazioni di misura sono visibili in Figura 4.3. L'allineamento del dero-



(a) (b)

Figura 4.3: Misura del cuscinetto di derotazione. (a) Misura dell'oscillazione radiale dal bordo. (b) Misura dell'inclinazione rotazionale del bordo.

tatore è importante per prevenire rotazioni di campo differenziali dovute a disallineamento del proprio asse di rotazione rispetto a quello del puntamento del telescopio. Un'inclinazione del piano del derotatore rispetto a quello di azimut implicherebbe un disallineamento del piano di derotazione di campo, mentre un decentramento genererebbe una variazione nella velocità di inseguimento della derotazione di campo, visibile con lunghe pose.

4.2.2 Analogie con il 'tamburlano' del telescopio 'Galileo' di Asiago

Il telescopio 'Galileo' è stato inaugurato nel 1942 sull'altopiano di Asiago e per molti anni è stato il più grande telescopio italiano ed il primo osservatorio astrofisico. La sua configurazione ottica è bivalente, sia di Newton che di Cassegrain. Al fuoco della configurazione di Newton venivano utilizzati spettrografi ad alta luminosità oppure la camera per le lastre fotografiche. Al fuoco della configurazone Cassegrain è sempre stato disponibile uno spettrografo, inizialmente a prismi, ora a reticoli. Le ottiche sono contenute in un tubo chiuso ai lati e sorretto dalla montatura, non è un traliccio come nei telescopi moderni. Nella sommità del tubo è presente un cuscinetto di circa 1300 mm di diametro, il 'tamburlano', installato per permettere all'oculare del primo fuoco di poter ruotare di 360° attorno all'asse ottico. In questo modo l'astronomo, che lavorava su una piattaforma aerea fino a 7 metri di altezza, poteva sempre raggiungere il fuoco del telescopio, anche se questo puntava in posizioni scomode. Periodicamente le ottiche vengono alluminate per mantenerne le caratteristiche di riflettività ottimali e nel farlo si perde l'allineamento a causa dello smontaggio dal telescopio. In questo caso si attua una procedura di allineamento che sfrutta la simmetria circolare delle superfici ottiche. È curioso ricordare brevemente la procedura di allineamento della configurazione di Cassegrain di questo telescopio. Si effettua fin dal 1942 con l'utilizzo di un cannocchiale e di una mira, ne resta traccia in un promemoria dell'argentatura del 13 ottobre 1946. In Figura 4.4 sono schematizzate le quattro operazioni da compiere per raggiungere un buon allineamento tra asse ottico degli specchi e quello meccanico, che descrivo qui schematicamente:

(a) Centraggio dello specchio primario. Si pone un cannocchiale al bordo del cuscinetto e una mira nel foro centrale dello specchio; traguardandola si ruota il cuscinetto di ±180° e si muove lo specchio sul suo piano di appoggio finché non è centrato.

(b) Regolazione dell'inclinazione dello specchio primario. Si colloca una mira sul cuscinetto, dalla parte opposta del cannocchiale; si punta il cannocchiale sul bordo dello specchio principale al fine di vederla. Durante una rotazione del cuscinetto si può regolare l'inclinazione dello specchio finché la mira non appare immobile.

(c) Centraggio specchio secondario. Il centro dello specchio secondario è marcato con un punto. Si posiziona il cannocchiale in prossimità dello specchio principale e con prisma, o con uno specchio di rinvio collocato nello spettrografo, si percorre visivamente l'asse ottico del telescopio. Lo specchio secondario è centrato quando la mira non si muove per rotazioni del cuscinetto.

(d) Inclinazione secondario. Si ricolloca la mira nel centro dello specchio primario e la si guarda con il cannocchiale di nuovo sul bordo del cuscinetto. In questo caso la mira sarà osservata tramite due riflessioni, una

sul primario già in piano, e l'altra sul bordo dello specchio secondario. Di nuovo una rotazione del cuscinetto permette di collocare alla giusta inclinazione anche il secondario. Le operazioni vengono iterate per aumentare la precisione di allineamento delle ottiche all'asse meccanico del 'tamburlano'.

L'allineamento termina con una prova in cielo puntando una stella e osservandola in asse ottico in posizioni intra ed extra focale. Si controlla che la geometria delle due immagini sia simile e circolare. Se in questa fase invece appaiono allungate e ruotate tra le due posizioni di fuori fuoco, allora gli specchi non sono allineati ed è presente almeno aberrazione di astigmatismo. Si riprocede di nuovo all'allineamento con le mire ottiche. A questo punto l'asse ottico del telescopio è parallelo e concentrico con l'asse meccanico del cuscinetto. La posizione del cuscinetto è circa 7 metri sopra il piano di osservazione, sono quindi necessari accorgimenti meccanici e tecnici di una certa dimensione. La mia esperienza di allineamento di ottiche di telescopi di grandi dimensioni ha avuto inizio con la rettifica ottica del telescopio 'Galileo' effettuata nei primi anni di servizio presso il Dipartimento di Fisica e Astronomia 'Galileo Galilei'.

4.2.3 Cuscinetto della rotazione azimutale

La rotazione del cuscinetto di azimut di VST individua un asse Figura 4.5 passante per il suo centro, punto O, attorno al quale si vorrà allineare la montatura del telescopio. Si è mosso il telescopio in altezza finchè il centro del top-ring, punto A, incontra l'asse azimutale nel punto Z, lì si definisce il centro del supporto di M2. Nella rotazione il derotatore porterà il suo centro, punto C, nell'intersezione con l'asse azimutale in B. Il cuscinetto, ora in B, viene accuratamente misurato e il suo decentraggio e inclinazione sono compensate con la costruzione di spessori metallici su misura da porre tra le gambe di sostegno e la cella. Dopo aver allineato il cuscinetto del derotatore si è allineato il supporto dello specchio secondario.

4.2.4 Strumenti per l'allineamento meccanico di VST

In Figura 4.7 sono riportate le posizioni degli strumenti utilizzati nella fase di allineamento meccanico di VST e qui verranno elencati. In Figura 4.6 si possono vedere come sono stati collocati nei loro punti di utilizzo. La procedura ripete e migliora le misure effettuate al primo allineamento meccanico dal personale ESO, quando le parti meccaniche del telescopio sono state consegnate e installate a Paranal [19].

- Telescopio di mira (TM). È un telescopio montato sotto il pavimento del piano di osservazione, dentro il basamento del telescopio. Il suo asse di visione corrisponde all'asse di azimut e punta verso l'alto.
- Mira ottica azimut (MOZ). È un dispositivo con due traslatori ortogonali che spostano un filtro dicroico. Quando il filtro viene illuminato

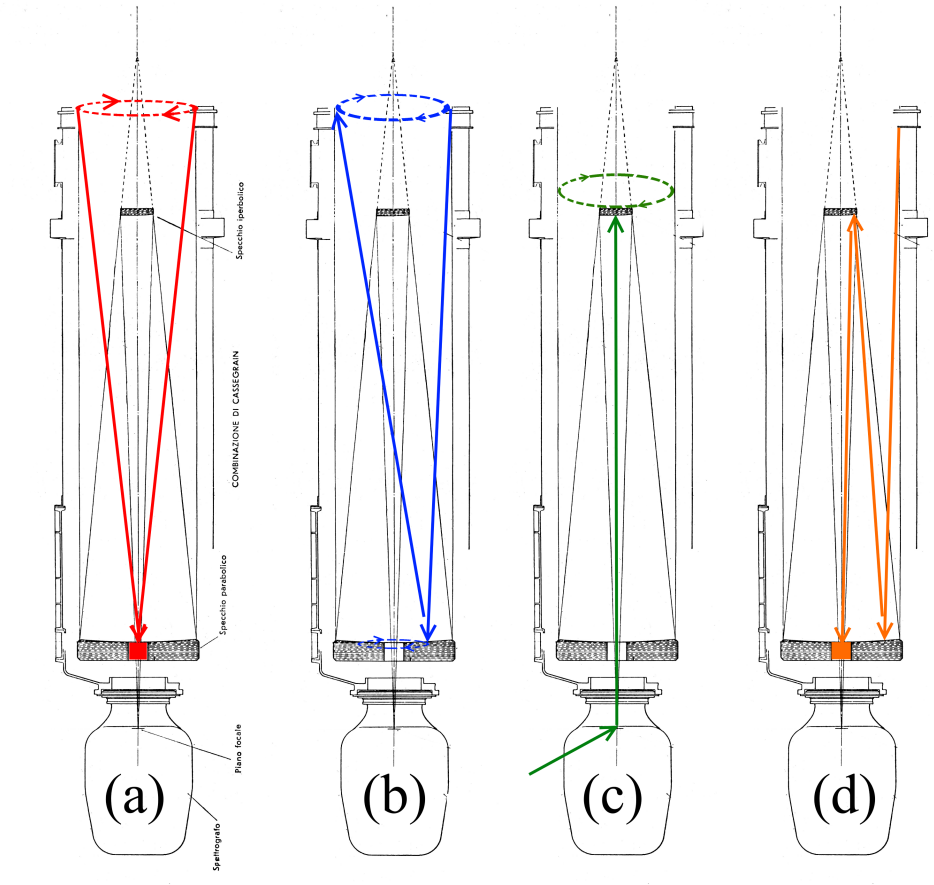


Figura 4.4: Schema delle quattro operazioni di allineamento dell'asse ottico del telescopio 'Galileo' all'asse meccanico del tamburlano. (a) Centraggio dello specchio primario. (b) Regolazione inclinazione specchio primario. (c) Centraggio dello specchio secondario. (d) Inclinazione dello specchio secondario.

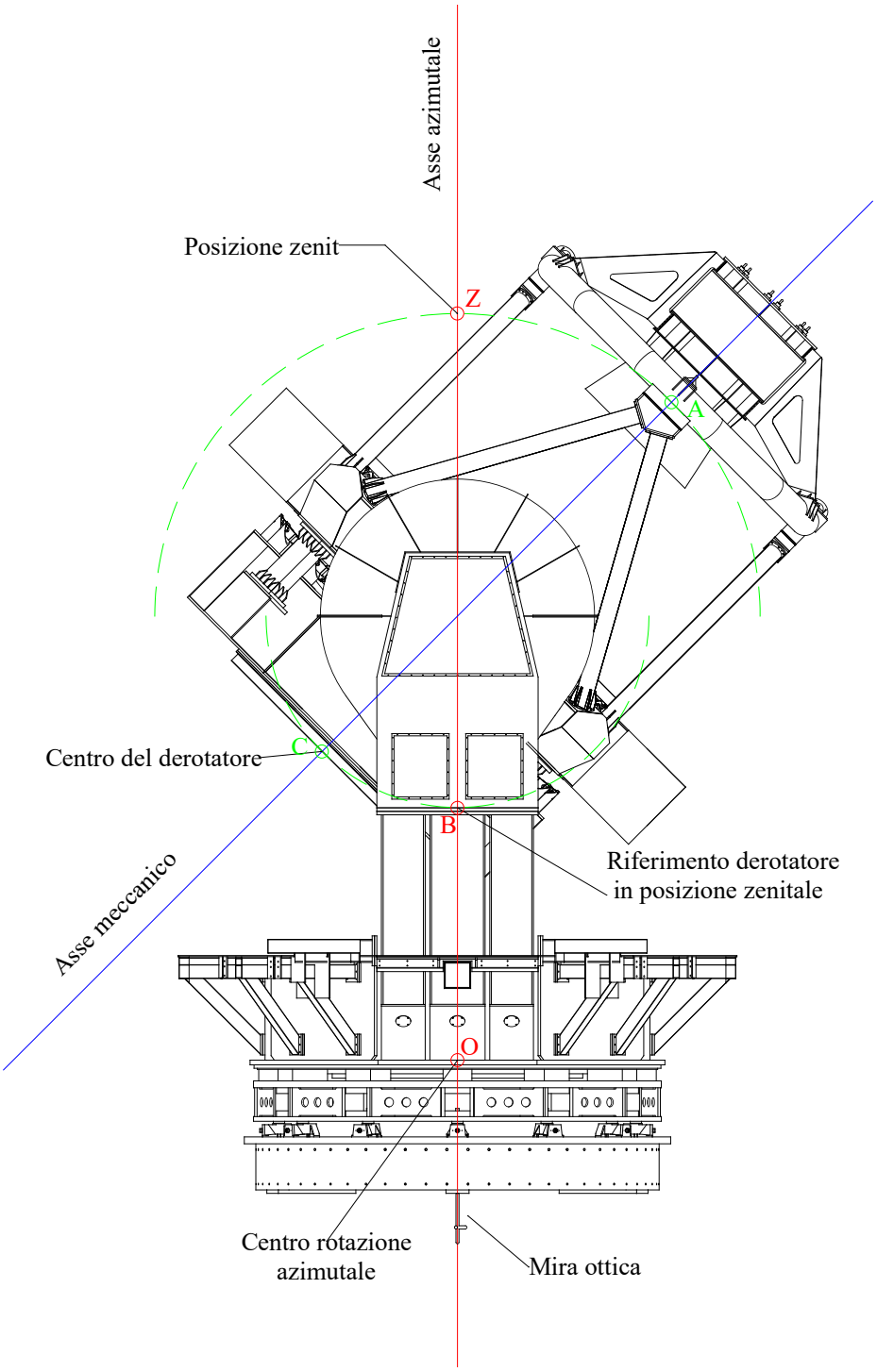


Figura 4.5: Schema dei movimenti impressi al telescopio per ricercare la collocazione del punto zenitale del top- ting e il centro del cuscinetto del derotatore. X_{M2},Y_{M2}, Z_{M2} sono gli assi di riferimento dell'esapodo e paralleli al sistema di riferimento della montatura Serrurier.

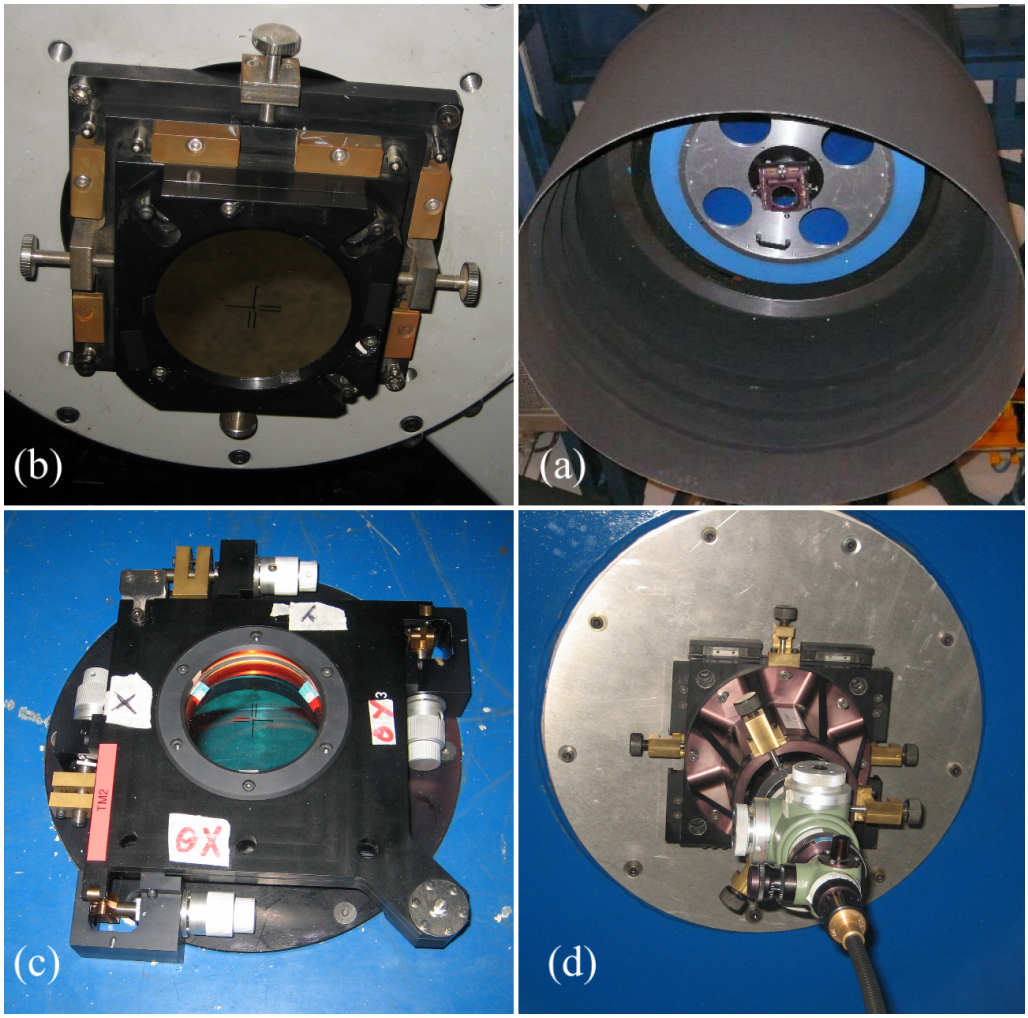


Figura 4.6: (a) Posizione su M2. (b) Posizione su derotatore. (c) Posizione su pavimento di azimut. (d) Posizione sotto basamento dentro il pilastro di sostegno di VST.

riflette solo la componente rossa della luce, al centro ha una mira a croce.

- Mira ottica M2 (MOM2). È una mira simile alla precedente ma costituita da uno specchio riflettente.
- Mira ottica derotatore (MOD). È simile alla mira ottica M2 ma viene installata al centro del derotatore per misurarne le posizioni.
- Banco ottico (BOT). È un banco ottico che verrà utilizzato in seguito per l'allineamento degli specchi, sarà montato a T sopra un sostegno sopra M1. In questa fase utilizziamo solo le sue gambe di sostegno.
- Sostegno banco ottico a 'Y'. È il sostegno per il banco ottico BOT, si aggancia al cuscinetto del derotatore. Le sue gambe sono posizionate ad angoli di 120° per questo prende il nome 'Y'.
- Mira digitale su supporto M2 (MD). È una telecamera a matrice CCD montata su opportuna flangia, agganciata sull'unità di M2 per misurarne il decentramento.

4.2.5 Operazioni svolte

Lo scopo delle operazioni è quello di trovare il miglior allineamento della struttura meccanica del telescopio prima delle operazioni dell'allineamento ottico. La lista delle operazioni che si sono compiute è la seguente:

1. Montare il telescopio di mira in una posizione fissa dentro il pilastro di sostegno di VST.
2. Montare le mire MOZ, MOD, MOM2. Per MOD si utilizzerà il supporto a Y come sostegno.
3. Portare M2 al suo centro nominale con i motori dell'esapodo.
4. Allineare la mira azimutale MOZ decentrandola e inclinandola con i suoi micrometri.
5. Allineare la mira del derotatore MOD decentrandola e inclinandola con i suoi micrometri agendo sulla rotazione del cuscinetto del derotatore.
6. Allineare il telescopio di mira MOZ per ottenere:
    - La definizione del miglior angolo possibile di massima elevazione zenitale;
    - la misura dell'angolo di inclinazione del derotatore e conseguentemente installare i nuovi spessori per riallinearlo;
    - la misure del decentraggio dell'esapodo e l'installazione di nuovi spessori per riallinearlo.

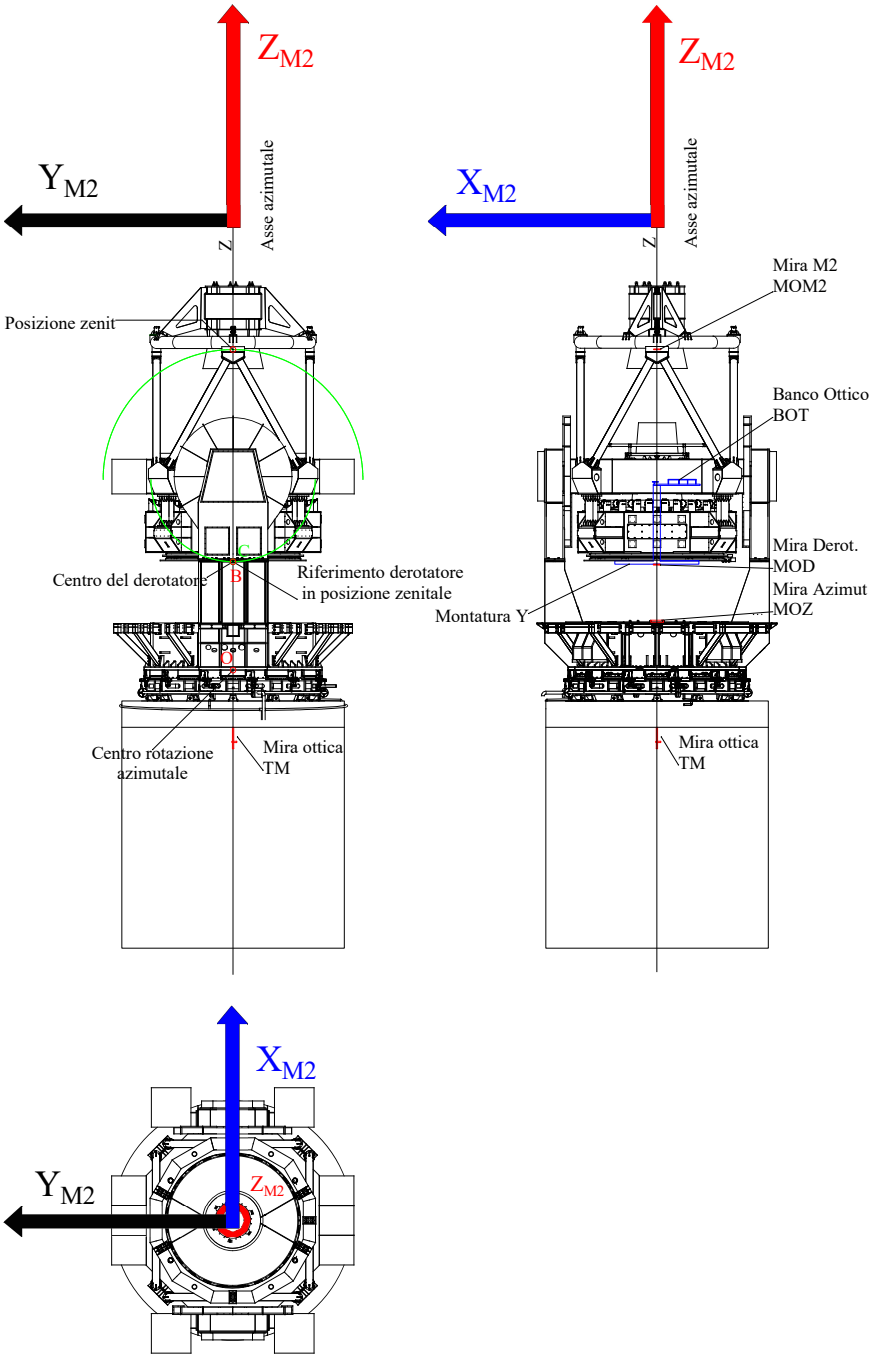


Figura 4.7: Schema dei movimenti del telescopio per ricercare la collocazione del punto zenitale del top-ting e il centro del cuscinetto del derotatore



Figura 4.8: (a) Montaggio del supporto a Y attraverso il foro di M1. (b) Il banco ottico BOT con il laser e lo specchio per allineare il centro dell'unità M2, si nota come M1 sia sostituito in questa fase dalla sua sagoma in ferro, identica per forma e peso a M1 di vetro. (c) L'osservazione degli spostamenti di M2 durante la rotazione del derotatore aiutandoci con un binocolo.

7. Riallineamento dei target MOZ, MOD, MOM2.
8. Ricontrollo dell'angolo zenitale del telescopio.
9. Miglioramento della posizione di M2, anche nella sua coordinata Z.

Misura del decentraggio del supporto del secondario M2

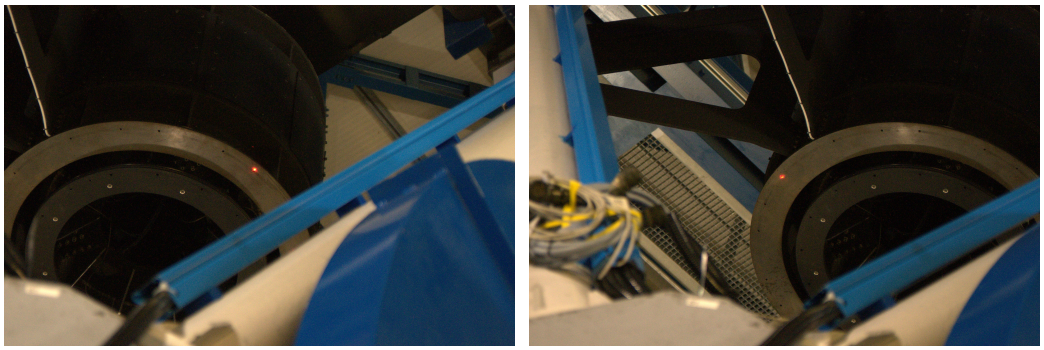
Si assume un perfetto funzionamento della montatura Serrurier, l'anello di sostegno centrale del telescopio, che sostiene la cella di M1 e l'unità di M2 tramite il traliccio. Quando il telescopio si muove in altezza, la cella dello specchio primario e il top-ring flettono dall'asse comune sotto il proprio peso. Tramite la montatura Serrurier ci si aspetta una flessione identica, vicina a $X = 0$ e $Y = 0$ nel sistema di coordinate del Serrurier. In questo modo le ottiche rimangono parellele sotto l'azione della forza di gravità. Con un calcolo ad elementi finiti lo spostamento dell'unità di M2 varia di circa 1 mm per spostamenti dallo zenit all'orizzonte, mentre vale 0.3 mm per la cella di M1. Resta quindi uno spostamento differenziale tra i due di 0.7 mm tra zenit e orizzonte. Il valore viene scalato di $\sqrt{2}/2 = 0.707$ per la posizione intermedia di 45°, che corrisponde a circa 0.5 mm. Questo rappresenta l'ordine di grandezza della correzione che si dovrà fare in seguito nel posizionamento di M2. Quindi l'esapodo inseguirà la deriva differenziale della cella di M1 durante gli spostamneti in cielo.

Sul banco ottico BOT viene montato un laser He-Ne e uno specchio piano e si procede ad allinearli all'asse del banco. Due nastri di carta adesiva vengono applicati sul supporto dell'esapodo per individuarne il centro meccanico, Figura 4.8, si utilizzano come riferimento i fori presenti sull'anello esterno, rettificati a meno di 100 µm.

Il laser illumina quindi lo specchio piano che riflette la luce sull'anello esterno del supporto di M2, quello che rimane fisso. Viene compiuta una rotazione del derotatore di ±90° e il raggio laser descrive una arco di cerchio su questa flangia. In questo modo abbiamo constatato il centraggio del



(a) (b)



(c) (d)

Figura 4.9: Simmetria di rivoluzione: (a) Fase di montaggio del banco ottico. (b) Lo specchio che rinvia il raggio laser sul supporto di M2. (c) Uno dei riflessi sull'anello esterno del supporto di M2 in corrispondenza di un foro. (d) Uno dei riflessi sull'anello esterno del supporto di M2 a 90° rispetto al precedente.

supporto dell'esapodo con l'asse del derotatore. Questa è un'operazione preliminare e non necessita quindi di elevata precisione, vedi Figura 4.9, ma serve per verificare che l'esapodo possa muoversi entro i limiti della sua corsa. Fatto questo primo riferimento del raggio laser, è stato materializzato il centro del supporto mobile di M2 con l'utilizzo di altri due nastri di carta adesiva, Figura 4.10, posizionati precisamente usando ancora i fori filettati presenti sull'interfaccia del supporto come riferimento.

La rotazione del derotatore di ±180° ha evidenziato il decentraggio del supporto di M2, ad ogni rotazione si calcolava il punto medio della traslazione dello spot del laser sull'incrocio dei nastri adesivi. La misura è stata esguita utilizzando gli encoder dei movimenti XY dell'esapodo. Si è trovato il centro di M2 a $X_{\mathrm{M2}} = +6.0$ mm e $Y_{\mathrm{M2}} = +6.0$ mm. Si è quindi esplorata l'area attorno a questo punto con passi di 0.5 mm per ricontrollare se lo spot mostrasse un aumento del decentramento. Si è considerato che la posizione $X_{\mathrm{M2}}, Y_{\mathrm{M2}}$ fosse la migliore raggiungibile, con un errore di $\Delta X_{\mathrm{M2}} = 1.0$ mm e $\Delta Y_{\mathrm{M2}} = 1.0$ mm.

La fase successiva è stata quella di misurare se lo spostamento lungo l'asse Z dell'unità di M2 fosse ripetibile anche per le rotazioni attorno all'asse meccanico. Il risultato è che l'errore di riposizionamento era entro $\Delta Z_{\mathrm{M2}} =$

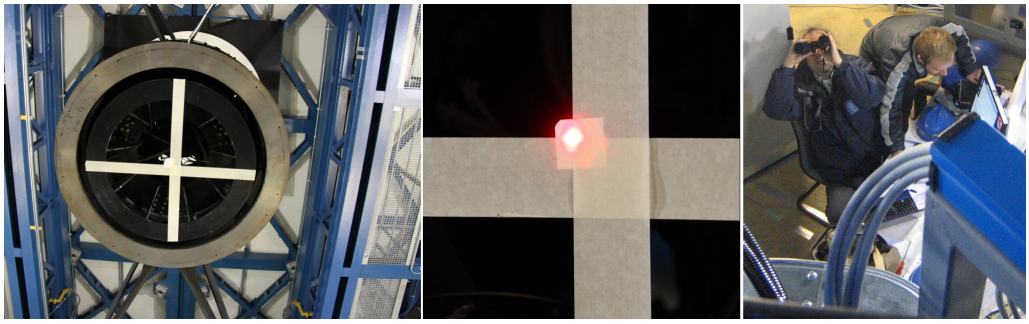


Figura 4.10: A sinistra: il supporto di M2 con i due nastri per evidenziare il centro meccanico. Al centro la macchia del laser che si materializza sui nastri di carta. A destra la postazione di controllo degli spostamenti di M2 in cupola da dove si osservavano gli spostamenti del punto luminoso con l'aiuto di un binocolo.

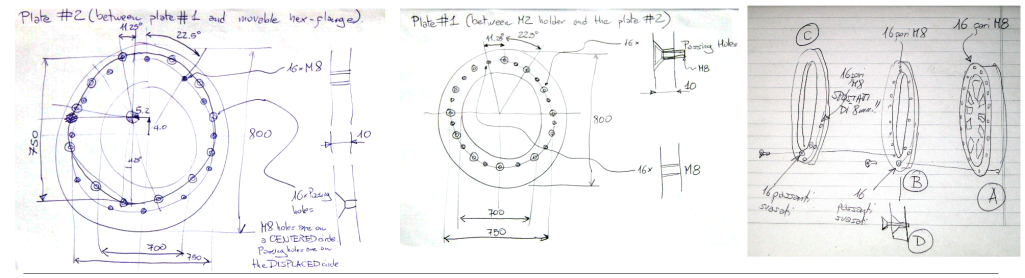
0.5 mm. A questo punto si è montata la mira digitale MD sul supporto di M2 e si è provveduto alla misura precisa del suo decentramento, i valori ottenuti sono di $X_{\mathrm{M2}} = +6.15$ mm e $Y_{\mathrm{M2}} = +3.95$ mm. La discrepanza in Y rispetto al primo valore è compatibile con un errore sistematico durante la misura della posizione del punto laser.

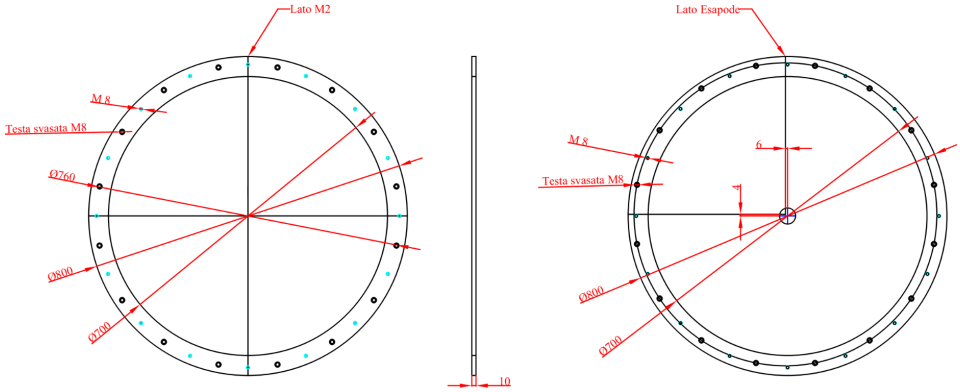
Dopo aver aggiunto gli spessori ai supporti della cella, con conseguente allineamento del derotatore (vedi prossimo paragrafo), si è dovuto misurare ulteriormente la posizione del supporto di M2. I valori finali ottenuti sono $X_{\mathrm{M2}} = +5.20$ mm e $Y_{\mathrm{M2}} = +4.00$ mm. Successivamente si è misurata la corsa lungo l'asse Z attorno alla coordinata $X = 0, Y = 0$ risultando $Z_{\mathrm{min}} = -13.6$ mm e $Z_{\mathrm{max}} = 13.3$ mm, con $\Delta Z = 26.9$ mm. Con lo spostamento al punto di miglior allineamento meccanico ($X_{\mathrm{M2}} = +5.20$ mm, $Y_{\mathrm{M2}} = +4.00$ mm) si è ottenuto $Z_{\mathrm{min}} = -11.3$ mm e $Z_{\mathrm{max}} = 11.8$ mm con $\Delta Z = 23.1$ mm, quindi una riduzione del range di circa il 14%.

Nonostante la dinamica fosse ancora buona per il movimento di M2 lungo l'asse Z, si è deciso di realizzare un anello di interfaccia tra il supporto di M2 e la flangia dell'esapodo che potesse assolvere a queste funzioni:

- riportare il range dimanico dello spostamento lungo Z al valore iniziale;
- ricollocare M2 al centro nominale $X = 0$ e $Y = 0$ e quindi recuperare anche la corsa massima dell'esapodo nel piano XY.

È seguita una veloce progettazione in disegno meccanico di una flangia di interfaccia non prevista nel progetto, Figura 4.11. La flangia ha 16 fori da un lato e altrettanti dall'altro, non coincidenti per realizzare il decentramento misurato. Ha un diametro di 760 mm e un peso di 18 Kg. È stata realizzata nelle officine meccaniche di Paranal in un giorno di lavoro. Quando la flangia è stata inserita si sono ridefiniti i punti zero dell'unità di M2 che ora hanno i seguenti valori, ritenuti molto accettabili: $X_{\mathrm{M2}} = +2.15$ mm, $Y_{\mathrm{M2}} = +1.25$ mm), $Z_{\mathrm{min}} = -12.83$ mm e $Z_{\mathrm{max}} = 12.89$ mm con $\Delta Z = 25.72$ mm.





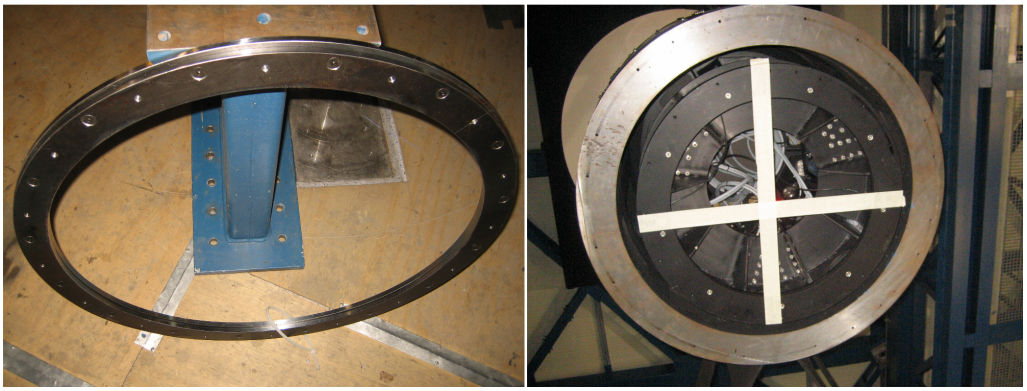


Figura 4.11: Nelle foto si vedono le fasi di realizzazione della flangia 'Ragazzoni', dall'idea realizzata su un foglio di carta, al disegno meccanico, alla lavorazione e montaggio sul supporto di M2.

Materializzazione dell'asse di Azimut e del Derotatore

L'asse di azimut può essere preso come riferimento per la sua precisione e stabilità rotazionale. Come già misurato in GUISARD [19], per una rotazione completa di 360° l'inclinazione è sempre molto inferiore a 1″ e il decentraggio inferiore a 20 µm. Per materializzare l'asse di rotazione azimutale su una qualsiasi parte meccanica di VST, si compie una rotazione azimutale e un riferimento fisso alla meccanica descriverà un cerchio più o meno grande. Con un telescopio di mira (TM) si effettuano due misure per una rotazione di ±180°, il punto medio tra i due estremi dell'arco osservato dal telescopio di mira, in ottimo grado di approssimazione, è il centro del cerchio. Questa operazione è stata iterata più volte per minimizzare gli errori e aumentarne la precisione. L'accuratezza della rotazione è affidata ai movimenti del derotatore e della montatura azimutale, precisi al meglio di 1″ e comandabili dalla postazione di controllo in piano cupola. I limiti di rotazione sono:

$$\begin{aligned} \text{Derotatore}: \quad & 35^\circ < \phi < -270^\circ \\ \text{Azimut}: \quad & -173^\circ < \phi < 353^\circ \end{aligned}$$

Il telescopio di mira funziona in autocollimazione con una lente di lunghezza focale equivalente di circa 6000 mm. Con questa focale una traslazione dei calibri interni del TM di 1 mm corrisponde a 38″. Un illuminatore a fibra è inserito nel suo asse ottico e proietta un fascio luminoso verso le mire riflettenti. Si è collocata la mira MOZ sul foro presente sul piano di azimut, e la mira MOD sotto il supporto Y montato sul derotatore. Ponendo l'illuminatore alla massima potenza si riesce a visualizzare con l'aiuto di un foglio di carta, la direzione degli spot luminosi tra le due mire. Agendo sull'inclinazione delle mire ottiche si inoltra il fascio riflesso all'indietro verso il telescopio di mira, finché si vedono nell'oculare le croci di riferimento delle mire stesse in autocollimazione, Figura 4.12. Le mire hanno dei segmenti disegnati al centro della loro superficie a forma di quattro L, disposte in modo da formare una croce. La forma del riferimento sul telescopio di mira è costituita da una croce singola, asimmetrica da una parte e a doppia croce dall'altra. In questo modo non si può sbagliare nell'individuare la mira che interessa. Mentre si fa ruotare il derotatore attorno all'asse ottico, le croci di autocollimazione sembrano ruotare descrivendo un cerchio ma rimangono parallele a se stesse. Così avviene anche per la mira collocata sul piano azimutale. Sul TM si vedranno due macchie luminose, una proveniente dal dicroico posizionato in MOZ (rossa) e una dalla posizione di MOD (bianca).

Posizionamento della montatura allo zenit

Abbiamo verificato la consistenza delle scale graduate del telescopio di mira muovendo il telescopio in altezza di 0.03° (108″). Lo scostamento del valore misurato corrisponde ad un fattore 2, come ci si aspetta dalle leggi di riflessione. Il telescopio quindi viene mosso in altezza per raggiungere il punto in cui i due riflessi provenienti dalle mire di azimut e del derotatore sono

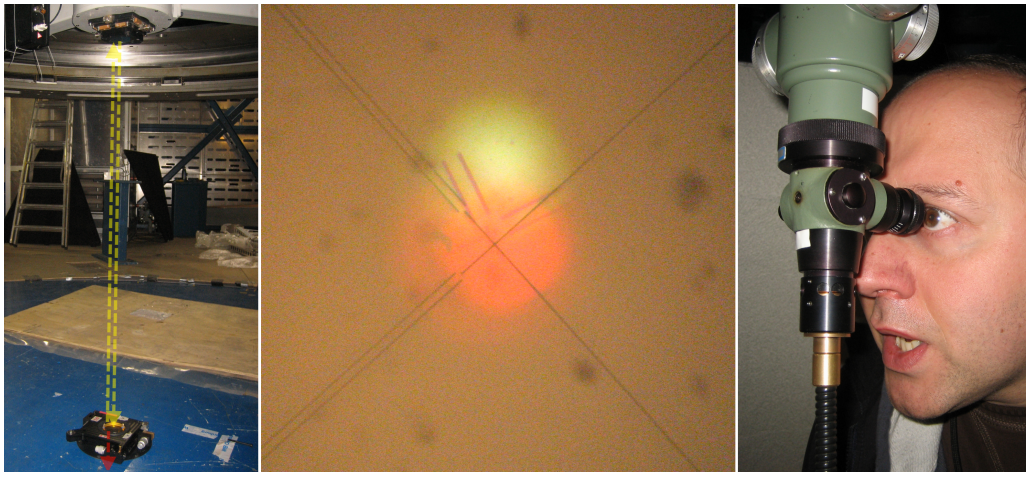


Figura 4.12: Foto dei riflessi dalle mire riflettenti di azimut (rossa) e del derotatore (bianca) sovrapposti alle croci di riferimento come sono visibili all'oculare del telescopio di mira.

alla minima distanza guardandoli dal TM. La direzione ricercata è lungo l'asse X come in Figura 4.5. Questa è la posizione in elevazione di massima altezza e viene letta dagli encoder del telescopio. Il suo valore è di 90.399°, abbiamo ritenuto che spostamenti di 0.001° sono appena percettibili con la precisione di queste misure, corrispondono a circa a 3.6″. Durante l'allineamento delle ottiche verrà usato questo angolo per allineare l'asse ottico all'asse azimutale e quindi minimizzare le rotazioni di campo differenziale.

Determinazione dell'angolo tra asse di azimut e asse del derotatore

Ripetendo gli spostamenti in altezza si è trovata la miglior stima dell'angolo di inclinazione del derotatore rispetto all'asse dell'azimut. I valori del decentramento letti sul TM per un altezza di 90.4° sono:

$$X_{\mathrm{Azimut}} = 0.69 \pm 0.03 \ \ \mathrm{mm}, Y_{\mathrm{Azimut}} = 0.23 \pm 0.02 \ \ \mathrm{mm}$$

$$X_{\mathrm{Derot}} = 0.45 \pm 0.01 \ \ \mathrm{mm}, Y_{\mathrm{Derot}} = 0.41 \pm 0.01 \ \ \mathrm{mm}$$

Essi portano alla misura disallinamento tra i due assi pari a:

$$\Delta X_{\mathrm{Azimut-Derot}} = 0.24 \pm 0.04 \ \ \mathrm{mm}, \Delta Y_{\mathrm{Azimut-Derot}} = -0.18 \pm 0.03 \ \ \mathrm{mm}$$

$$\Delta X_{\mathrm{Azimut-Derot}} = 55 \pm 10 \ '', \Delta Y_{\mathrm{Azimut-Derot}} = 43 \pm 7 \ ''$$

Tenuto conto delle dimensioni della cella si è provveduto a calcolare lo spessore dei cunei da mettere sulle gambe di sostegno della cella per compensare questi angoli, da realizzare dell'ordine di 4.75 mm. Si sono costruiti e montati sulla cella e si è ripetuta la misura. È stato controllato il valore finale dell'angolo tra asse di azimut e asse del derotatore sceso così facendo a 7 ± 3 ″.

Avendo posizionato il cuscinetto del derotatore, e quindi la cella dello specchio primario, in asse con la rotazione azimutale è arrivato il momento



(a) (b) (c)

Figura 4.13: (a) La fase di montaggio dello specchio primario nella cella. (b) Lo specchio secondario montato sull'unità esapodo con l'anello di decentraggio. (c) Il montaggio e la pulizia delle lenti nel traslatore prima dell'inserimento sotto la cella.

di collocare le ottiche nelle loro sedi e iniziare l'allineamento delle ottiche. Lo specchio principale viene inserito nella cella, lo specchio secondario viene agganciato all'unità esapodo e per il momento vengono inserite solo le lenti nel traslatore, vedi Figura 4.13.

4.3 Allineamento ottico

Come fatto in precedenza si utilizzerà ancora il cuscietto del derotatore per allineare gli specchi. A tal proposito è stata progettata una torre di sostegno del banco ottico, in Figura 4.14, il cui scopo è quello di sfruttare la simmetria di rivoluzione delle ottiche e far ruotare una serie di raggi laser attorno all'asse ottico già definito. Nella parte inferiore la torre presenta tre gambe a 120° montate direttamente sul cuscinetto di rotazione. Al centro delle gambe c'è un anello che sosterrà la prolunga che si estende attraverso il foro dello specchio principale fin sopra la sua superficie, con lo scopo di impedire danni accidentali allo specchio durante il suo inserimento. La prolunga passa attraverso la montatura del correttore a prismi, che rimane immobile e senza prismi, saranno inseriti al termine dell'allineamento.

Va ricordato che per inserire i prismi si deve smontare tutto il supporto che li contiene, inserirli nel loro barilotto e poi rimontare il tutto. Considerando che per farlo va smontato anche il cuscinetto, l'operazione non è immediata e va eseguita con attenzione. Durante la fase di integrazione si sono svolte numerose rimozioni e installazioni di queste parti e siamo in grado di procedere con sufficiente precisione e sicurezza. In questo sono state di aiuto le spine coniche in acciaio temperato che fissano la posizione meccanica delle varie componenti, normalmente con precisioni inferiori a 100 µm.

Un banco ottico lungo 1500 mm , Figura 4.15, è montato sopra l'estermità della prolunga della torre a T, circa 200 mm sopra lo specchio primario. Nell'estremità più corta del suo braccio è installato il laser He-Ne, in quella

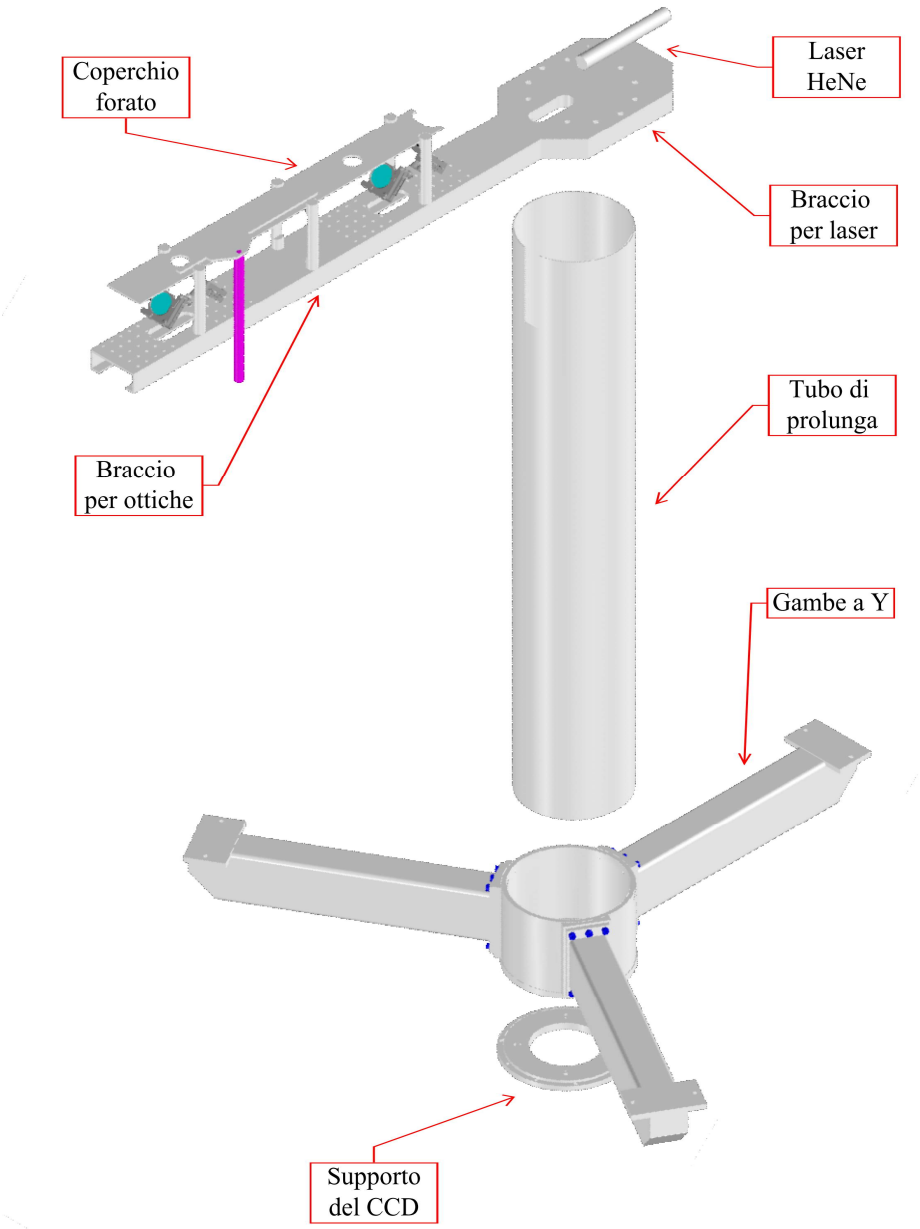


Figura 4.14: Disegno meccanico del supporto a T, (a) la parte inferiore con le gambe a 120°, (b) la prolunga centrale che si estende sopra lo specchio per sostenere il banco ottico orizzontale

più lunga tre lamine a dielettrico (beamsplitter BS#1-2-3) che dividono il fascio in una parte riflessa e una trasmessa, e uno specchio piano (FM#1) alla fine del treno ottico. Il laser viene azionato a distanza e illumina il percorso ottico del banco che genera due raggi parassiali e due marginali, alternativamente proiettati su M1 o M2. La selezione del raggio desiderato avviene con un coperchio forato che può muoversi per intercettare i raggi che non si utilizzano. Il paraluce di M1 è stato rimosso per permettere al braccio di ruotare liberamente sopra lo specchio. La prolunga è forata alla base per essere attraversata dai raggi riflessi dagli specchi e giungere fino al piano focale del telescopio, lì è collocata una camera a matrice CCD.

Le flessioni meccaniche dovute alla gravità sono inevitabili, per uniformarle e renderle invarianti per la procedura di allineamento, il telescopio sarà puntato allo zenit, come definito precedentemente. Ruotando il derotatore i raggi laser interesseranno diverse porzioni degli specchi disegnando anelli circolari. Verrà utilizzata questa tecnica per centrarli e inclinarli al giusto valore.

4.3.1 Costruzione del banco ottico

Il banco ottico è costituito dai componenti elencati in Tabella 4.1. In successione partendo dal laser e seguendo l'asse ottico troviamo, Figura 4.15: il filtro spaziale e ingranditore del fascio (beamexpander BE), il diaframma a iride (ID), i divisori del fascio (beamsplitter BS#1, BS#2, BS#3) e lo specchio FM#1. I componenti sono sovrastati da una lama forata in corrispondenza di BS#1 e BS#3 per permettere di isolare i raggi desiderati. La base del banco è forata per il passaggio dei raggi riflessi.

Tabella 4.1: Componenti ottici del banco di allineamento

n.1 Laser He-Ne JDS Uniphase 1125P	$\lambda = 632.8$ nm con potenza di 15.0 mW diametro del fascio $(1/e^2)$= 0.81 mm divergenza del fascio = $1.0 \pm 3\%$ mrad
n.1 specchio piano Newport 20D20ER.1	$\oslash = 50.8$ mm e spessore = 12.7 mm riflettività > 95% , in Pyrex superficie piana a $\lambda/10$ (632.8 nm)
n.3 beamsplitter a lamina dielettrica Newport 20B20.BS1	$\oslash = 50.8$ mm e spessore 9.40 mm $\phi_{\text{wedge}} = 30 \pm 15'$ riflettività $R_{\text{S}} = 50\% \pm 5\%$, $R_{\text{P}} <= R_{\text{S}}$ a 45° coating antiriflesso $R_{\text{medio}} <= 0.75\%$ a 45° di inclinazione in BK7, range spettrale 480-700 nm superficie piana a $\lambda/10$ (632.8 nm)
n.1 filtro spaziale Edmund Optics #62-769	traslazione su X-Y, passo 50 TPI rotazione su due assi, passo 36 TPI accuratezza asse Z = 2.5 µm apertura= 9.5 mm, lente EFL = 8.0 mm
n.1 lente collimatrice NEWPORT KPX094AR.14	piano convessa, $\oslash = 25$ mm, EFL = 100 mm N-BK7, 430-700 nm
n.1 CCD tecnico Pixelink PL-B741G	1280x1024 pixel quadrati dimensioni 6.7 x 6.7 µm, area attiva 8.57x6.86 mm

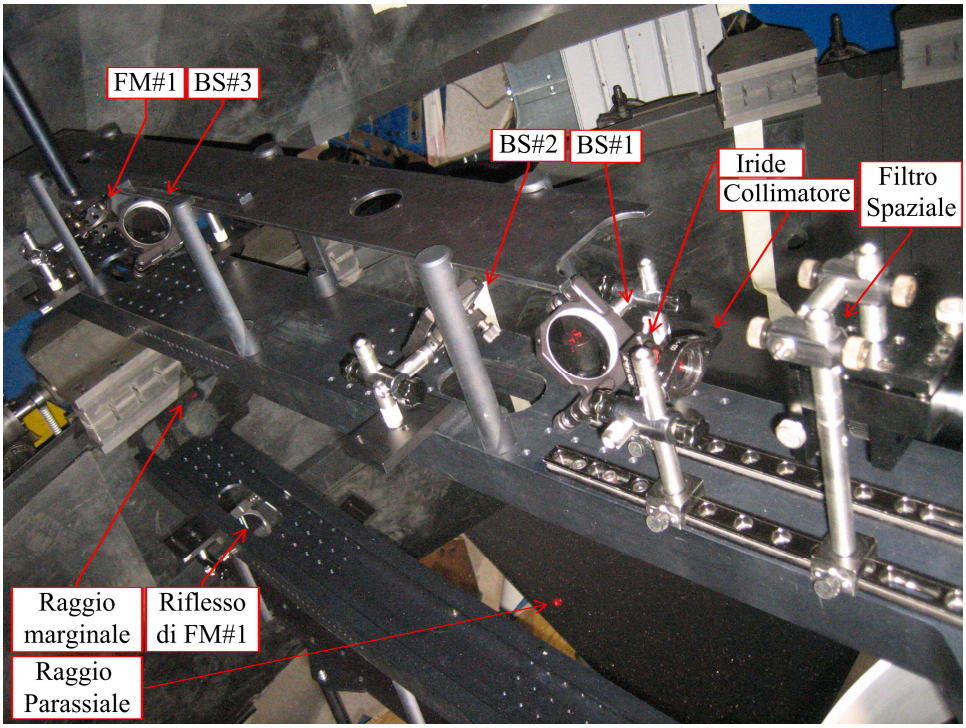


Figura 4.15: Schema del banco ottico e sue componenti.

Un container adiacente l'edificio di VST, adibito per l'occasione a laboratorio di ottica, è stato utilizzato per la preparazione del banco ed ha richiesto un giorno di lavoro. Le procedure hanno interessato in successione il laser, i beamsplitter e lo specchio di rinvio.

Allineamento del laser He-Ne

Si sono montate le guide lineari che sosterranno i beamsplitter e su queste si collocano i due diaframmi a iride, uno in prossimità del laser e uno all'estremità del banco ottico. Al bordo estremo del banco è applicato uno schermo che intercetta il raggio laser e che servirà in seguito per avere il riferimento dell'asse ottico. Lo schermo si trova a 1350 mm dal laser. Si definisce l'altezza dell'asse ottico e si colloca il diaframma vicino allo schermo a quell'altezza, viene chiuso a 1.0 mm. Il laser viene allineato agendo sugli assi di rotazione della sua montatura finché il raggio attraversa il diaframma. A questo punto un secondo diaframma viene collocato in prossimità del primo e regolato alla sua stessa altezza, in seguito viene ricollocato davanti al laser.

Qui il raggio laser non lo attraversa perché non è ancora parallelo all'asse del banco, quindi si alza e decentra il laser agendo sui suoi assi ortogonali. Il raggio luminoso intercetterà il diaframma collocato lontano, ma fuori dal suo centro. Si agisce sugli angoli della montatura del laser e lo si riporta ad attraversare questo diaframma. Si prosegue con queste correzioni lontane e vicine per altre due volte, a quel punto il laser passa attraverso entrambi i diaframmi e può essere considerato allineato con il piano del banco ottico.

L'apertura circolare dell'iride del diaframma di $\oslash = 1$ mm, collocata a 1350 mm di distanza dal laser, determina la precisione di allineamento che risulta inferiore a 0.37 mrad, circa $1'$.

Allineamento dell'ingranditore di fascio

Il raggio uscente dal laser ha una divergenza di $\epsilon = 1$ mrad, significa che il diametro iniziale del fascio di sezione $w_0 = 1.0$ mm si ingrandirà allontanandosi dal laser. Dopo aver subìto due riflessioni con gli specchi e percorso circa Z=8000 mm, il suo diametro diventerà di $w(z) = z \cdot \delta = 8$ mm, quindi coprirebbe gran parte della matrice a CCD rendendo impossibile la misura. Si rende necessario utilizzare un ingranditore ottico di fascio, che ingrandendo il fascio che lo attraversa contemporaneamente ne riduce la divergenza. Nel nostro caso l'ingranditore è costituito da un obiettivo da microscopio con focale equivalente di 8 mm e da una lente piano convessa di 100 mm di focale. L'ingrandimento ottenuto è 12.5x e la divergenza del fascio si riduce di 1/12.5 volte diventando $\delta = 0.08$ mrad. A valle dell'ingranditore si colloca un diaframma a iride che seleziona una porzione di 1.0 mm di diametro. Ci si aspetta quindi che il raggio laser meno divergente arrivi sulla telecamera a CCD al fuoco del telescopio con diametro di 5.0 mm.

Prima di tutto viene posizionata la lente convergente da 100 mm di focale e allineata in altezza e decentramento. Si traguarda il raggio che la attraversa con il riferimento segnato sullo schermo. In seguito si sono verificati i raggi retroriflessi verso il laser, che permettono di orientarne l'angolo. Lente e filtro spaziale non sono posizionati su traslatori ma su componenti meccanici che permettono rototraslazioni manuali. Le parti mobili sono rigidamente fissate in modo da preservare l'allineamento anche dopo il trasporto e montaggio sulla torre a T, e durante le rotazioni che verranno compiute al telescopio.

Allineamento del filtro spaziale

Il filtro spaziale, Figura 4.16, è costituito da una lente da microscopio di focale equivalente pari a 8.0 mm collocata in un supporto regolabile a 6 gradi di libertà. Il suo utilizzo permette di avere un fascio in uscita con profilo gaussiano senza deformazioni. Può infatti accadere che dopo il passaggio del laser attraverso le finestre ottiche della cavità risonante e le varie lenti, il suo profilo si deteriori rispetto a quello gaussiano nominale. In questo modo a valle del filtro spaziale è garantito che il profilo del raggio laser sia di nuovo gaussiano, cioé invariante per passaggi attraverso sistemi ottici. Con il micrometro si può collocare il fuoco dell'obiettivo da microscopio sul piano di un diaframma con diametro di 10 µm, asse Z. Altri due micrometri posizionano il diaframma da 10 µm esattamente nel fuoco, assi XY. La procedura di allineamento avviene per passi successivi e termina quando la luminosità del raggio laser che lo attraversa è massima, osservata tramite una telecamera a CCD. Quindi si realizza un filtraggio delle alte frequenze spaziali che compongono il disco di Airy, filtraggio di Fourier. Il

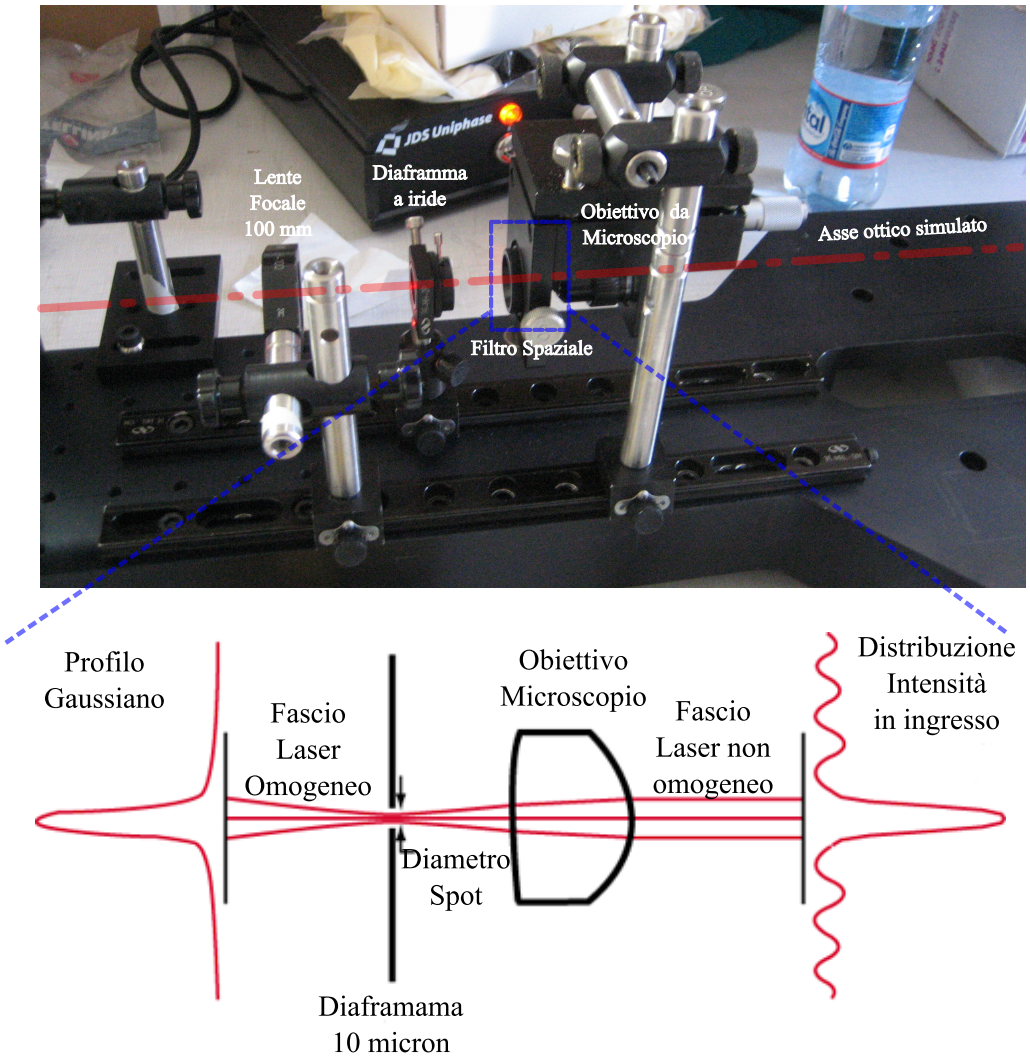
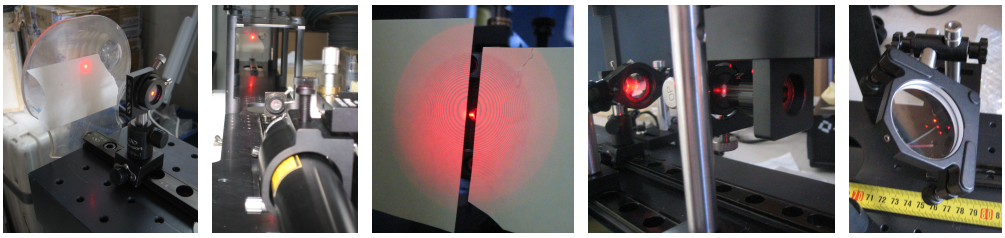


Figura 4.16: Schema del funzionamento di un filtro spaziale.



(a) (b) (c) (d) (e)

Figura 4.17: Allineamneto del banco ottico. (a) Il diaframma a iride e lo schermo di riferimento durante l'allineamento del laser. (b) Il diaframma vicino al laser durante le procedure di allineamento. (c) Gli anelli di Newton prodotti dall'obiettivo del filtro spaziale riflessi sul laser. (e) Il diaframma nel fuoco dell'obiettivo che funge da filtro spaziale. (e) Il beamsplitter appena dopo l'allineamento.

posizionamento di tutto il filtro spaziale in asse ottico, composto da lente da microscopio più diaframma, si realizza sfruttando i raggi riflessi dalla prima superficie della lente rivolta verso il laser. Questi interferiranno con quelli riflessi anche dalla superficie interna della lente, sempre verso il laser. Sulla finestra di uscita del laser si visualizzerà una figura di interferenza a simmetria circolare la cui distanza tra le zone di luce e ombra dipende dalla differenza di cammino ottico percorso dal raggio laser all'interno della lente. Vengono comunemente chiamati anelli di Newton. La precisione raggiunta di posizionamento con entrambe le lenti è dell'ordine di 1 mrad. La distanza tra le due lenti del beamexpander è stata inizialmente sintonizzata facendo uso dell'autocollimazione con uno specchio piano. In seguito si è utilizzata una lamina piana parallela con opportuno wedge tra i lati. Questa lamina, NEWPORT 20B20.BS1, funge da test di collimazione. Le lenti sono quindi distanziate verificando la figura di interferenza prodotta dal wedge e si ottiene un fascio collimato con raggio di curvatura certo di 1000 m. Si vedono in Figura 4.17 le fasi di allineamento dei componenti del banco ottico.

Posizionamento dei divisori di fascio

I divisori di fascio utilizzati, da ora chiamati beamsplitter, sono composti di vetro BK7 limitato da facce piane che formano un piccolo angolo di $\phi_{\text{wedge}} = 30'$, questo impedisce la propagazione delle riflessioni interne che si generano tra le due facce. Essi sono polarizzati S/P e la riflessione avviene con efficienza del 50% solo se l'angolo di rotazione della lamina è opportuno. Per questo motivo sono stati inizialmente montati e orientati nel verso e angolo giusto. La parte posteriore del beamsplitter è inoltre antiriflesso per ridurre ulteriormente la propagazione dei raggi che subiscono riflessioni interne multiple. Prima ogni elemento è stato posizionato in autocollimazione con il laser e poi ruotato per ottenere la deviazione desiderata del fascio. Questi componenti sono montati su supporti che permettono rotazioni micrometriche di $\pm 3°$ con risoluzione di $3.0''$. Il primo elemento allineato è stato quello più lontano dal laser, lo specchio, e in seguito i beamsplitter

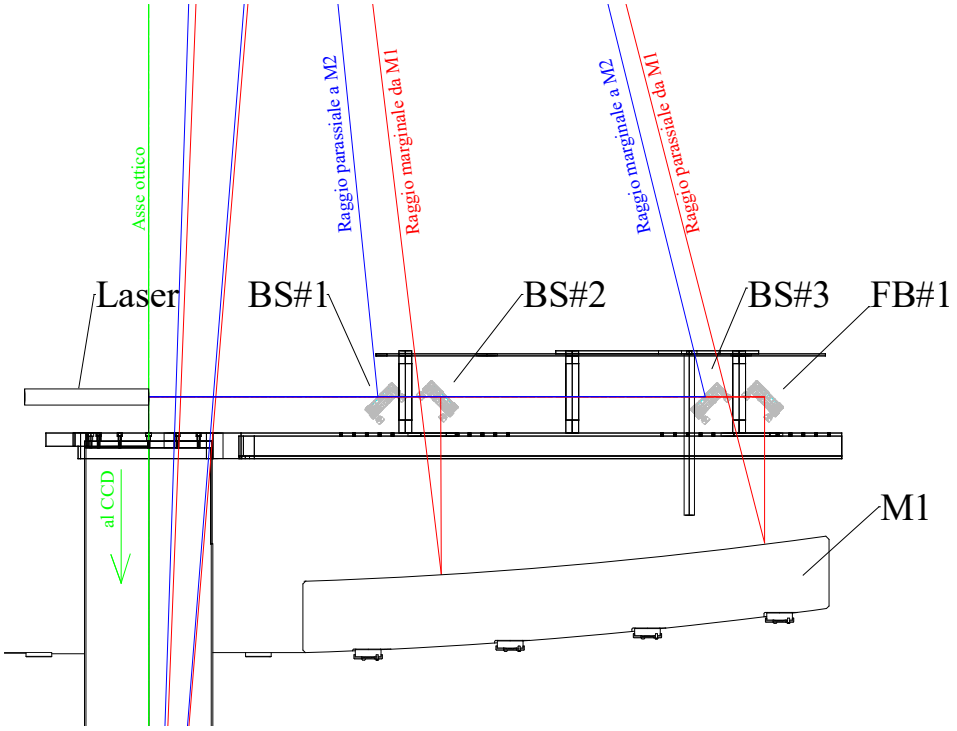


Figura 4.18: Schema della disposizione dei componenti ottici e della direzione dei raggi utilizzati.

dal più lontano al più vicino al laser. L'inclinazione dei beamslitter e dello specchio saranno quelle che permettono al raggio proveniente dal laser di essere riflesso verso lo specchio primario (M1) e quello secondario (M2) con le seguenti caratteristiche:

- Primo beamsplitter BS#1: vengono materializzati i raggi parassiali in direzione di M2.
- Secondo beamsplitter BS#2: vengono materializzati i raggi parassiali in direzione di M1 e di M2, il riflesso da M1 passa attraverso il banco e alla riflessione corre verso M2 e poi arriva nel fuoco.
- Terzo beamsplitter BS#3: vengono materializzati i raggi marginali in direzione di M2.
- Specchio FM#1: vengono materializzati i raggi marginali in direzione di M1 e di M2, il riflesso da M1 passa attraverso il banco e la riflessione corre verso M2 e poi arriva nel fuoco.

In Figura 4.18 si mostra il dettaglio dello schema ottico e in Figura 4.19 si vede la propagazione dei raggi lungo tutto il cammino ottico del telescopio.

Giunti al termine della procedura di allineamento del banco, è stato messo in sicurezza e preparato per il trasferimento e montaggio al telescopio.

Il banco è stato montato sulla torre con il telescopio puntato all'orizzonte, le operazioni si sono svolte con le usuali protezioni per non contaminare lo specchio primario, mascherina, cuffia e guanti. In questa posizione si

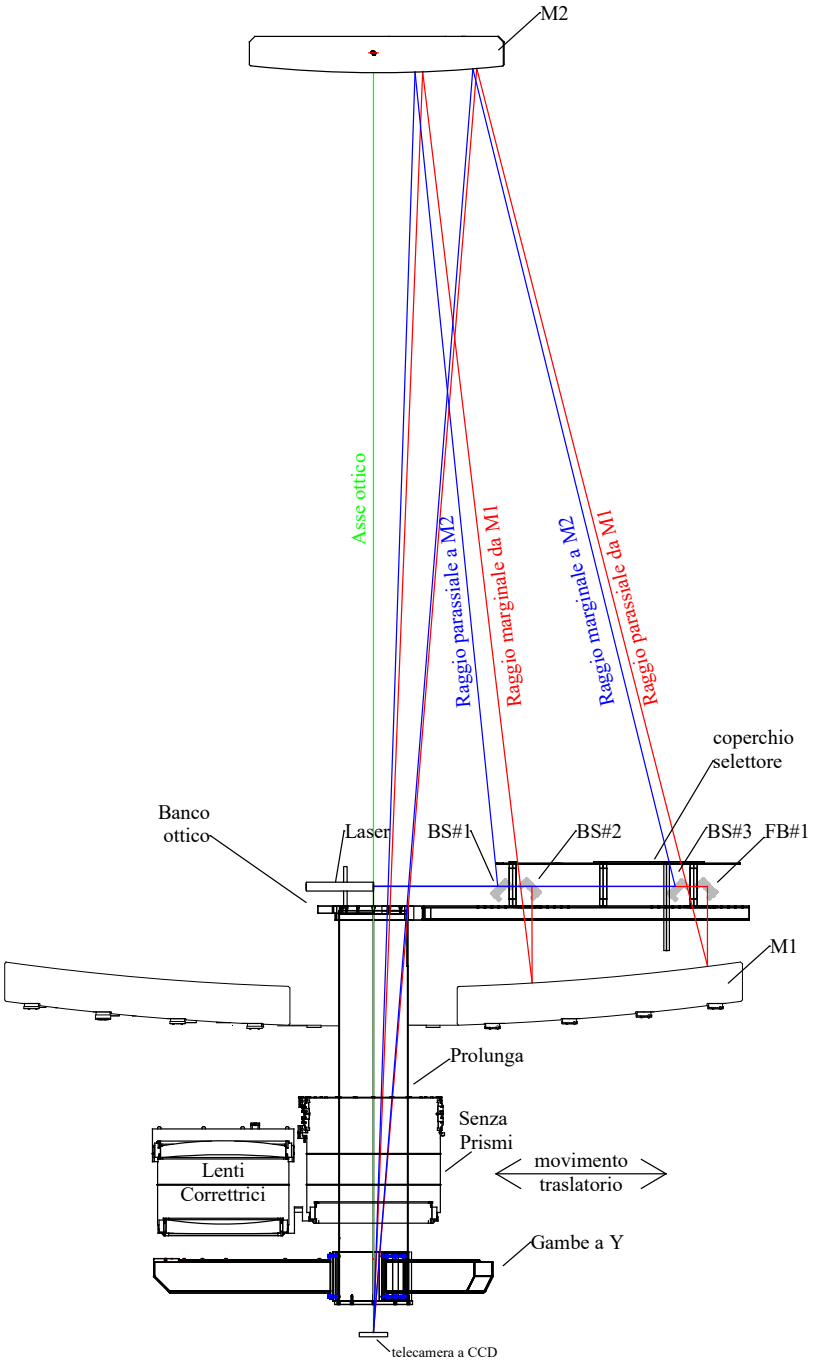


Figura 4.19: Schema d'insieme della direzione dei raggi parassiali e marginali.

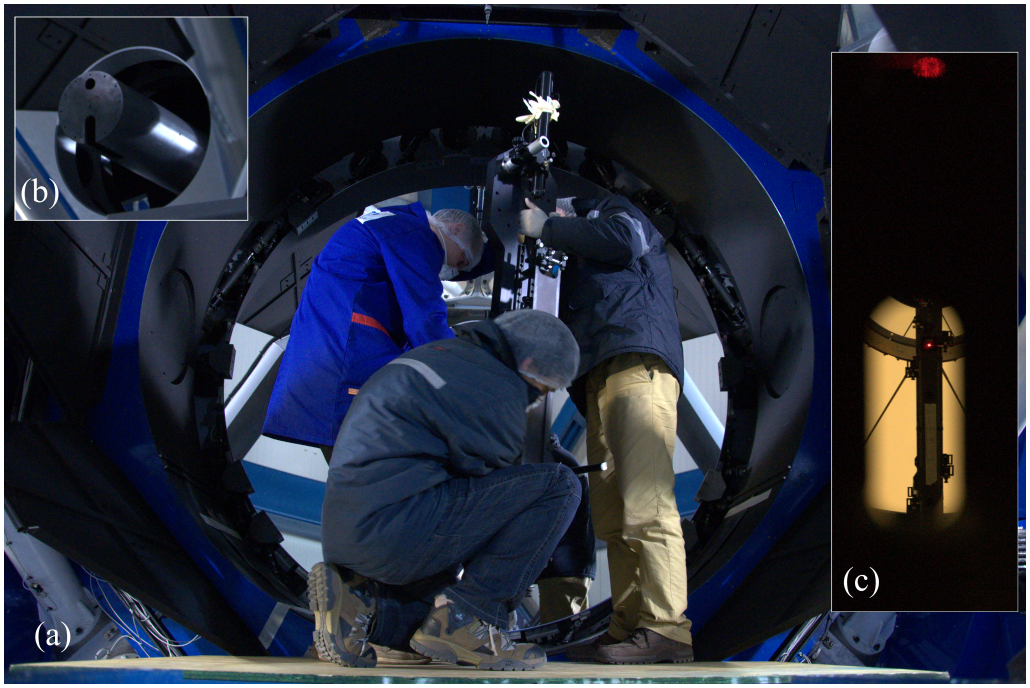


Figura 4.20: (a) Installazione del banco sulla torre in prossimità di M1. (b) La prolunga della torre a T come si presenta prima del montaggio del banco ottico. (c) Visione del banco ottico dal piano focale del telescopio.

sono regolati gli angoli dei beamsplitter e dello specchio al fine di far arrivare tutti i riflessi sulla telecamera a CCD. Nel fondo della torre a T è stata montata la telecamera a CCD su opportuni distanziatori che ne permettono il posizionamento esattamente nel fuoco nominale. Il CCD è stato illuminato con un led in posizione fissa rispetto al telescopio. È quindi stato fatto ruotare con il movimento del derotatore e si è potuta misurare la posizione del suo centro. Durante la rotazione infatti si vede proiettata sulla matrice CCD una macchia luminosa che ruota attorno all'asse del cuscinetto, questo permette la determinazione del centro di rotazione, che chiameremo 'centro del CCD'.

Prima di procedere con l'allineamento degli specchi abbiamo fatto una prova di illuminazione, a telescopio orizzontale, allineando i BS#1 e BS#3 e visualizzando il raggio laser sulla telecamera CCD. Ruotando il banco in verticale, 90° direzione verso lo zenit, si è misurata una deviazione del raggio di $\Delta = 280''$. Ruotando il banco in orizzontale, 0° la deviazione era di $\Delta = 850''$. Si è quindi compensata questa flessione meccanica con una inclinazione intermedia di M2 a $\Delta = 570''$ eseguita con l'esapodo. In seguito il telescopio è stato puntato allo zenit e si è iniziato l'allineamento, Figura 4.20.

4.3.2 Allineamento degli specchi M2 e M1

La procedura inizia allineando prima M2. In linea di principio la porzione centrale dello specchio iperbolico M2 è assimilabile ad una porzione di sfera,

la sfera osculatrice. Se il vertice della sfera viene illuminato da un raggio parassiale, il suo angolo di riflessione permette di misurare l'inclinaizone dello specchio. I primi raggi che si utilizzano sono quelli parassiali.

Se invece lo specchio viene illuminato da raggi marginali, questi intercettano lo specchio dove le deviazioni dalla sfera osculatrice sono massime. La riflessone del raggio è quindi indice di una rotazione dello specchio attorno al centro della sfera osculatrice. Per questo motivo l'allineamento con l'uso dei raggi marginali avviene ruotando M2 attorno alle coordinate del centro di curvatura. Questo è permesso dalla precisa manovrabilità dell'esapodo e dalla possibilità di rotazioni attorno a punti dello spazio tridimensionale. Le rotazioni dei raggi laser attorno all'asse del cuscinetto di derotazione sondano le porzioni parassiali o marginali degli specchi e si visualizzano sulla matrice a CCD della telecamera. Il raggio laser descrive un percorso circolare più o meno ampio e ne vien misurato il diametro. Le operazioni da compiere sulla posizione dello specchio devono circolarizzare il più possibile questa rotazione rendendola concentrica al centro del CCD. Per M1 la procedura dell'allineamento è simile.

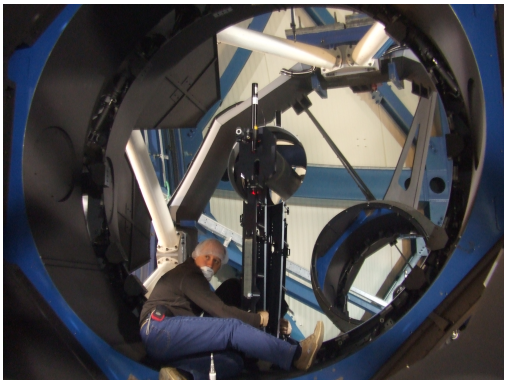
Inizia ora la procedura di allineamento di M2. Con la disposizione dei beamsplitter come in Figura 4.18 si utilizza il raggio parassiale riflesso da BS#1 verso M2. È orientato in modo che giunga dopo la riflessione in M2 approssimativamente al centro della base della torre a T. Qui è stato posizionato del nastro adesivo a formare una croce per orientare grossolanamente il laser al centro della torre e quindi del cuscinetto di derotazione, vedi Figura 4.21 (a) e (b). La telecamera a CCD viene montata sotto la torre a T con un braccio meccanico per semplificare la ricerca del punto luminoso del laser. In seguito viene illuminato con la luce di un led fisso con il telescopio, vedi Figura 4.21 (c). Si segue il seguente schema di attività al termine del quale M2 può considerarsi allineato.

1. Viene ruotato il cuscinetto e sulla matrice CCD la macchia luminosa della luce fissa ruota anch'essa. Si procede quindi alla misura del centro di rotazione con il calcolo dei centroidi della macchia luminosa a vari angoli di rotazione. In questo modo si ottiene il 'centro del CCD'. Il led fisso viene rimosso.

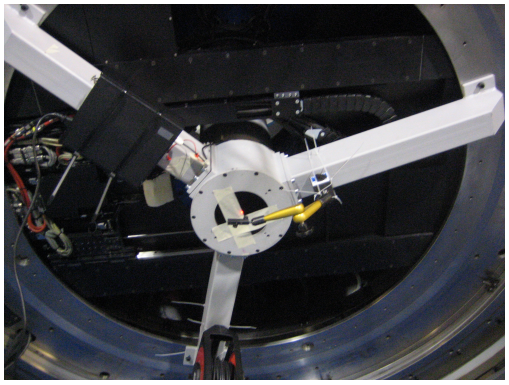
2. La telecamera CCD è ora illuminata dal raggio laser riflesso da M2, il derotatore viene fatto girare e si agisce solo sull'inclinazione di M2 finché il punto luminoso descrive cerchi concentrici al centro del CCD.

3. Si procede selezionando il raggio marginale proveniente da M2. Durante la rotazione del cuscinetto si aziona il movimento di M2 finché il punto luminoso descrive cerchi concentrici al centro del CCD. In questo caso si compiono rotazioni attorno al centro di curvatura della sfera osculatrice di M2.

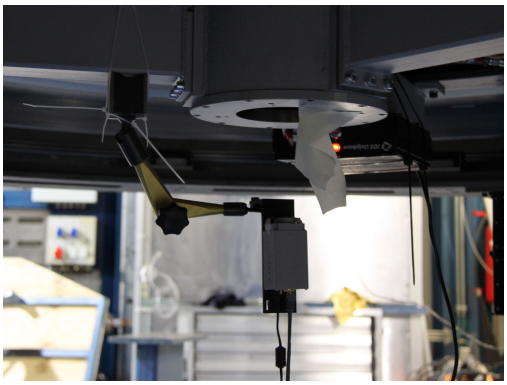
4. Ora si inizia l'allineamento di M1, utilizzando BS#2 e FM#1 si orientano i raggi laser sullo specchio principale, vedi Figura 4.15, essi incontrano la superficie di M1, vengono riflessi verso M2 e poi raggiungono



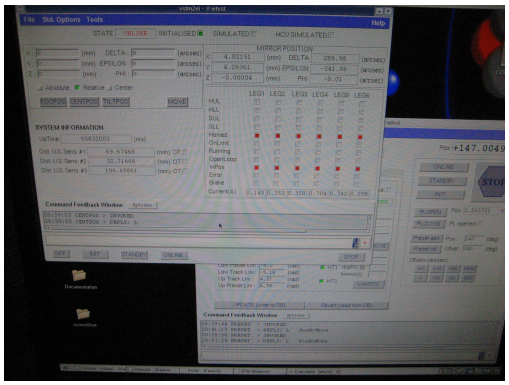
(a)



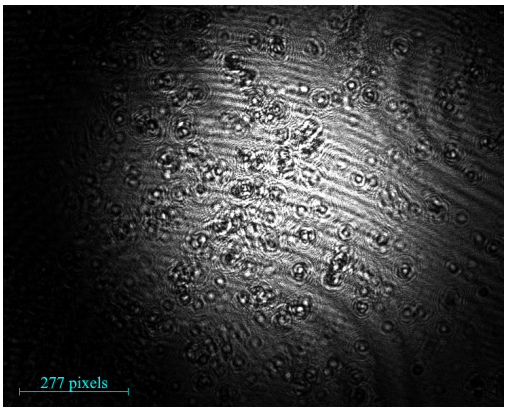
(b)



(c)



(d)



(e)

Figura 4.21: Simmetria di rivoluzione. (a) Allineamento dei beamsplitter su M1/M2. (b) Inclinazione dei BS#1 per illuminare il centro della croce formata dal nastro di carta. (c) CCD posizionato in corrispondenza del punto laser e ricerca del suo centro. (d) Pannello di controllo degli spostamenti di M2. (e) Un'immagine del punto laser sulla matrice a CCD proveniente da M2.

il fuoco. Si procede ruotando il cuscinetto come era stato fatto per M2. Il raggio parassiale controlla l'inclinazione di M1 e il marginale il decentramento. Al termine si ripete una seconda volta la procedura ripartendo da M2 e si conclude con M1. Al termine di tali operazioni è giustificabile affermare che i due specchi sono allineati all'asse meccanico del cuscinetto.

5. La fase successiva è puntare il telescopio in cielo e utilizzare l'immagine della pupilla per migliorare l'allineamento. Questa fase è anche la prima luce del telescopio.

Si è misurata sulla matrice a CCD della telecamera il diametro del punto laser di circa 580 pixel, pari a 3.9 mm, compatibile con le previsioni. Si è scelto come decentramento minimo apprezzabile tra il centro del CCD e le orbite del punto luminoso il valore di 10 pixel, pari a 67 µm. La distanza tra M2 e piano focale di circa 5000 mm porta ad un errore di allineamento di M2 pari a circa 0.3″. Un valore analogo si trova per M1.

4.3.3 Allineamento delle lenti correttrici

Per allineare le lenti correttrici sarebbe stato sufficiente traslare il gruppo lenti in asse dopo aver rimosso la prolunga della torre a T. Tuttavia si è deciso di rimontare anche i prismi per la correzione atmosferica. Quindi, dopo aver rimosso completamente la torre a T, è stato smontato il derotatore e poi il traslatore portalenti. I prismi sono stati inseriti nei loro contenitori, allineati nelle loro sedi e controllata la loro superficie e pulizia. Tali operazioni sono state agevolate dalla presenza di spine coniche che riportano i componenti alla loro posizione nominale. Dopo aver rimontato il traslatore e il derotatore sono state agganciate solo le gambe della torre di allineamento. La posizione delle gambe è la medesima di quella di partenza poiché le viti di fissaggio fungono anche da spine di centraggio meccanico.

In linea di principio la tolleranza di allineamento dei correttori è più ampia di quella degli specchi, 3-5 mm in centratura, perché le lenti hanno una bassa potenza ottica. Questo dovrebbe consentire di passare direttamente alla prova in cielo senza allineare le lenti con il laser. Se le immagini stellari apparissero con le dimensioni previste dal progetto, allora le lenti si potrebbero considerare allineate. Tuttavia si è realizzato l'allineamento laser per avere il telescopio completamente allineato prima della prova in cielo.

Alla base delle gambe è stato collocato un laser e un beamsplitter a cubo di 15 mm di lato, vedi Figura 4.22. Si sono montati poi due riferimenti sull'asse ottico del telescopio, uno vicino (un foglio di carta sopra al pavimento) e uno lontano (una camera CCD montata su un suporto agganciato sopra M2). Come per M1 e M2 le lenti devono essere allineate all'asse del cuscinetto. Prima di tutto vanno allineati i componenti di questo ulteriore banco ottico che ruota con il cuscinetto. Il raggio laser viene allineato in autocollimazione tramite uno specchio collocato all'estremità opposta delle

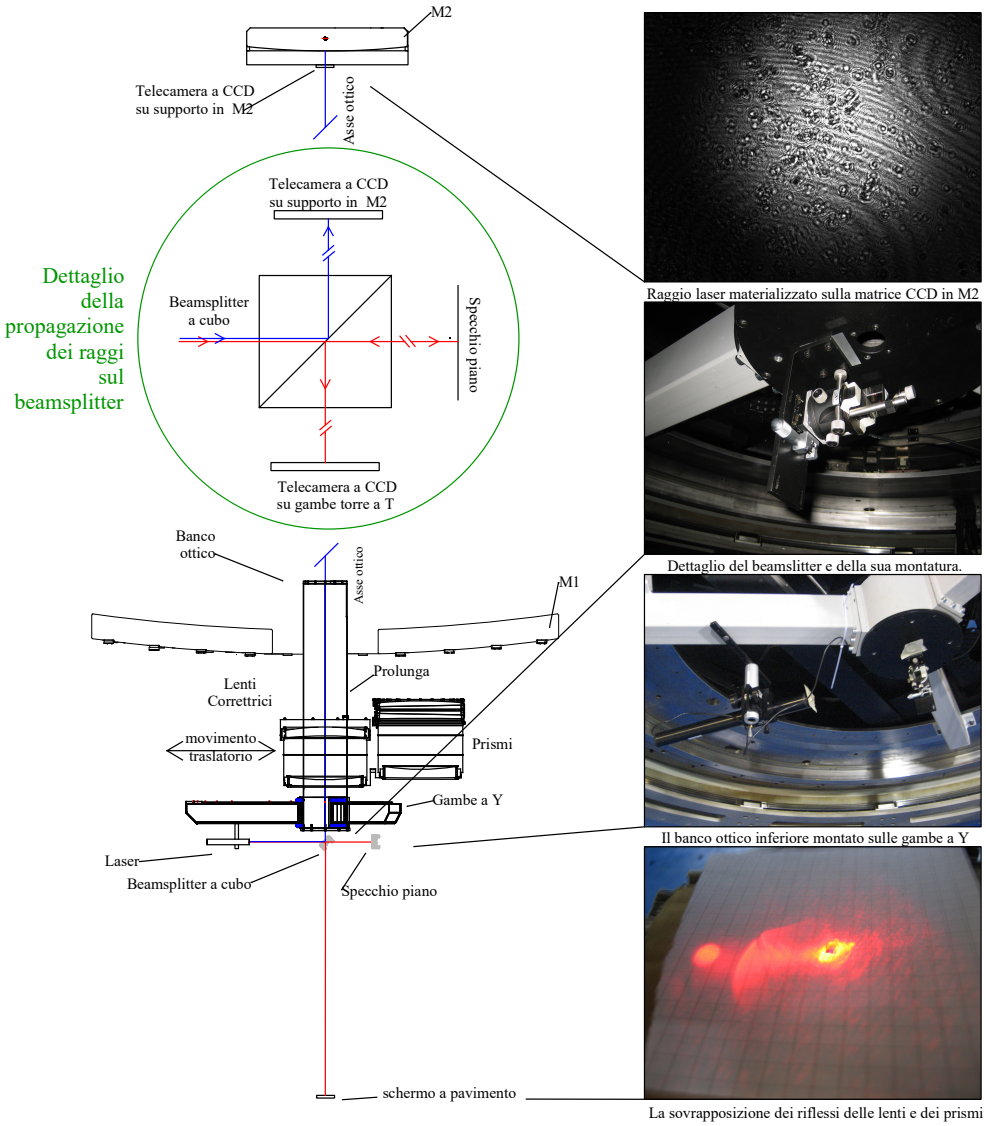


Figura 4.22: Schema del banco di allineamento utilizzato per il posizionamento delle lenti, nel dettaglio al centro si vede lo schema del percorso dei raggi nel beamsplitter.

gambe. La sua direzione di propagazione viene fatta intersecare con l'asse ottico del telescopio, individuato dal centro della montatura della torre a T. Poi viene inserito il beamsplitter affinché il raggio proveniente dal laser venga riflesso verso l'alto in direzione di M2, lì incontrerà la matrice CCD dopo aver attraversato le lenti. Per allineare i beamsplitter si utilizza il raggio riflesso dallo specchio. Quando questo incontra il beamsplitter viene riflesso verso il basso. Con successive rotazioni del derotatore si trova l'inclinazione del beamsplitter per cui il punto luminoso materializzato sul foglio di carta resta fermo. Da questo momento il raggio laser è parallelo al piano del derotatore e anche all'asse ottico. Considerando il diametro del punto (1.0 mm) e il percorso beamsplitter-specchio-pavimento (circa 2500 mm), la precisione di allineamento del raggio laser è di 0.2 mrad, poco meno di $1'$.

L'allineamento delle lenti comincia da quella più bassa, guardando il raggio riflesso dalla sua superficie. La lente viene traslata sulla sua montatura al fine di avvicinare il più possibile il suo riflesso a quello proveniente dallo specchio piano. Quando nella traslazione entra in asse ottico anche L2 sul pavimento si realizza la figura degli anelli di interferenza di Newton, che facilmente permette di misurare la posizione assiale delle lenti. Viene così individuata, lungo l'asse X delle coordinate del telescopio, la giusta posizione dei correttori (-3.42 mm) e dei prismi (-539.35 mm) misurata dal punto di finecorsa. Le dimensioni del punto proiettato erano di circa 8 mm di diametro, per un corrispondente errore di misura pari a ± 0.5 mm ($< 1\%$ delle dimensioni del punto RMS), trascurabile in termini di fuori asse e qualità ottica.

L'asse ortogonale Y nelle coordinate del telescopio, non motorizzato, mostrava sullo schermo uno spostamento dello spot di circa 0.2 mm (0.14 mrad) per i prismi e 0.4 mm (0.29 mrad) per le lenti. Questi angoli sono trascurabili per la qualità ottica, che viene deteriorata del 1.1% per i prismi e dello 0.5% per le lenti. Con questi dati si è calcolata l'inclinazione delle lenti e sono stati posizionati degli spessori metallici di 0.1 mm all'interno dei contenitori delle lenti. Per posizionarli si è dovuto smontare sia il derotatore che il supporto delle lenti, smontare le lenti dai contenitori, inserire gli spessori. Poi si è riallineato il banco ottico e verificato che le lenti fossero in posizione nominale. Il raggio trasmesso attraverso le lenti giunge alla matrice CCD collocata in M2. Con successive rotazioni del derotatore si è verificato che le deviazioni del raggio sono compatibili con le misure effetuate. Una procedura identica è stata eseguita per trovare la misura degli spessori da inserire nel contenitore dei prismi. Al termine di queste operazioni, sia i correttori che i prismi, sono allineati all'asse di rotazione del cuscinetto e quindi a quello ottico degli specchi. È arrivato il momento della prima luce del telescopio.

4.3.4 Prima luce e allineamento fine degli specchi

Per l'esecuzione della prova in cielo è stata montata la camera a CCD al fuoco del telescopio tramite una flangia appositamente costruita. Il tele-

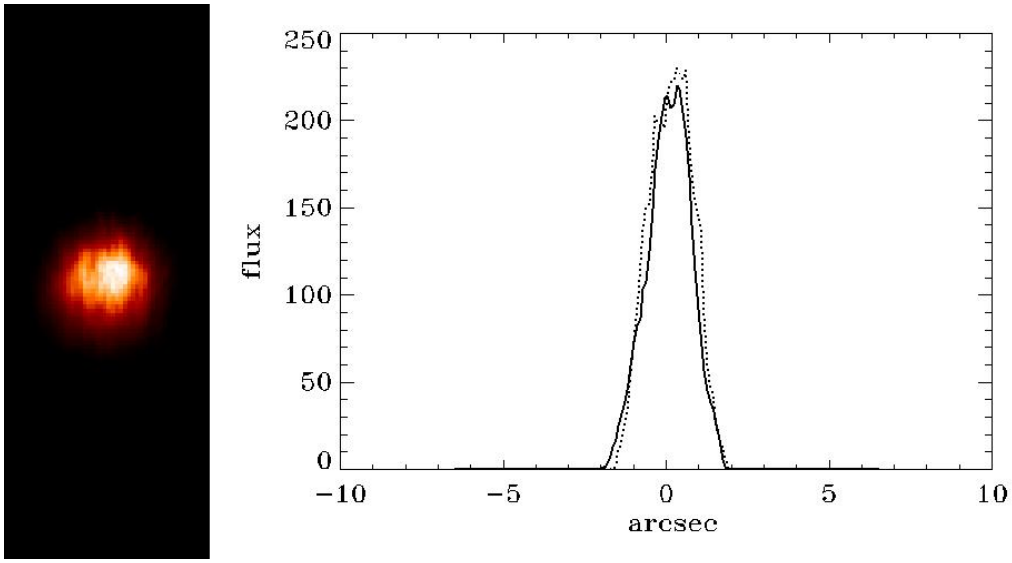


Figura 4.23: Prima luce del telescopio su Alcione, una stella dell'ammasso delle Pleiadi. La larghezza a metà altezza misurata era 1.24″.

scopio è stato puntato su Alcione ed è stata ottenuta la prima immagine stellare al VST, visibile in Figura 4.23.

Dopo una breve ricerca della posizione di fuoco spostando rigidamente M2 di qualche mm lungo l'asse Z, si è trovato il miglior punto per Z=1.10 mm, molto vicino al punto medio della corsa dei motori. Si è ottenuta una larghezza a metà altezza del profilo di intensità della stella di 1.24″. Per confronto il seeing di Paranal durante le nostre prove, misurato da un telescopio appositamente progettato, il Differential Image Motion Method (Dimm), variava tra 1.2″ e 1.4″.

Durante la seconda notte di prove in cielo, si è provveduto a misure più estese utilizzando come riferimento la stella Fomalhaut. L'allineamento ottico può essere migliorato (sintonizzazione fine) osservando direttamente una stella in posizione extrafocale, così da proiettare sulla matrice CCD della telecamera una immagine della pupilla di ingresso del telescopio. Apparirà una corona circolare illuminata, il diametro esterno corrisponde all'apertura dello specchio primario, mentre il disco interno corrisponde all'ostruzione dello specchio secondario. Sull'immagine della pupilla è stato notato un gradiente di illuminazione, visibile in Figura 4.24, per la gran parte dipendente dai termini di astigmatismo introdotti dall'errore di posizione di M2. Per ridurre il gradiente di luminosità della pupilla si eseguono dei movimenti dell'esapodo attorno al punto di coma neutro (Coma Free Point) fino a rendere l'immagine uniformemente illuminata. Durante lo spostamento di M2 anche il centro geometrico dell'ostruzione si muove avvicinandosi al centro della pupilla, vedi Figura 4.25. Per avere un confronto del miglioramento delle aberrazioni è stata compiuta una serie di riprese spostando l'esapodo lungo la sua coordinata Z, per verificare se la profondità di fuoco fosse migliorata. Si ricorda che uno spostamento in asse o di rotazione di M2 è equivalente ad uno spostamento 10 volte maggiore sul piano focale. Si

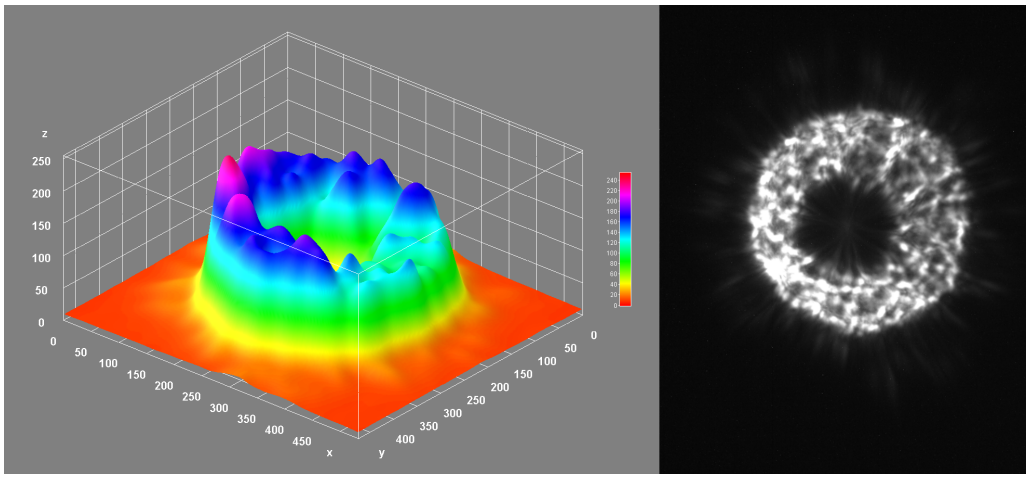


Figura 4.24: Una delle prime immagini extrafocali che mostra il forte gradiente di illuminazione dell'immagine, dovuta ai termini di astigmatismo presenti per l'errore di posizione di M2.

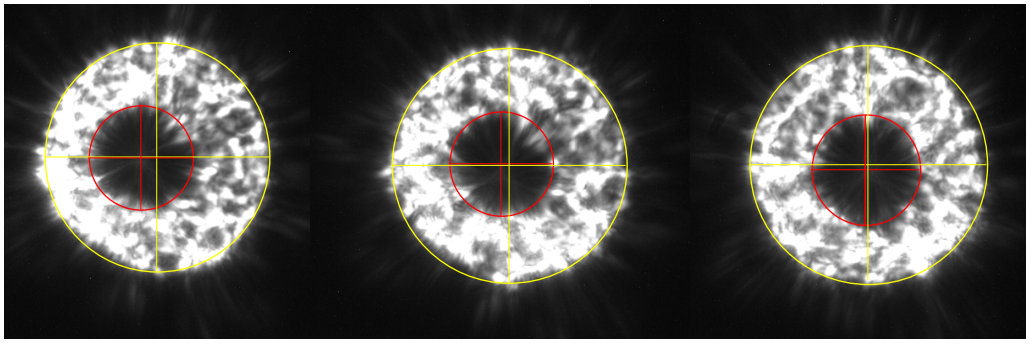


Figura 4.25: Sono mostrate alcune misure prima della correzione per astigmatismo, a sinistra, e dopo i movimenti attorno al punto di zero coma, a destra. Si nota come il centro dell'ostruzione va via via a sovrapporsi al disco della pupilla.

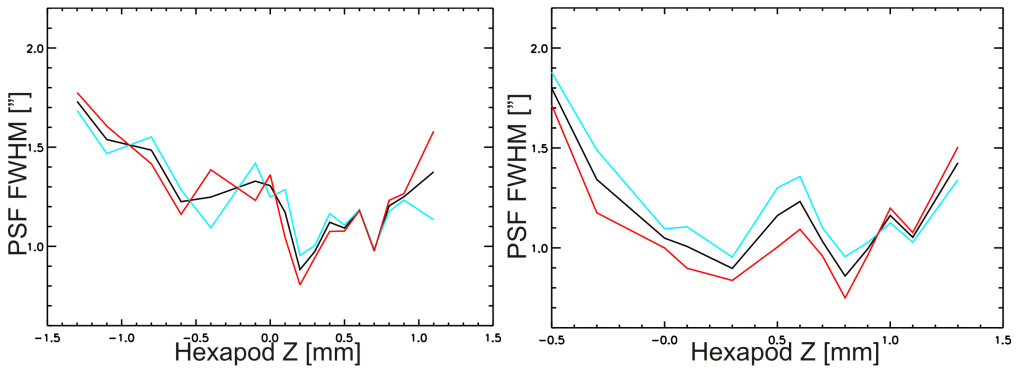


Figura 4.26: Misure della FWHM PSF rispetto alla posizione dell'esapodo, prima (sinistra) e dopo (destra) la correzione dell'astigmatismo. In nero è riportato il valore medio delle misure del profilo gaussiano interpolato della PSF lungo X(rosso) e Y(ciano).

sono compiute le misure prima e dopo la rotazione di M2, i dati mostrano come la profondità di fuoco sia leggermente migliorata dopo la correzione dell'astigmatismo. Figura 4.26.

Dopo la correzione per astigmatismo si ottengono i nuovi valori delle coordinate dello specchio secondario che sono:

M2	X	Y	Z	δ	ϵ	ϕ
	4.02	3.41	1.09	335	-341	0.00

Sul piano focale non si sono registrate variazioni significative della dimensione della funzione di dispersione del punto (Point Spread Function - PSF).

Per aumentare il campo di vista della piccola matrice CCD, al posto della telecamera Pixelink, sono state posizionate nel fuoco del telescopio due macchine fotografiche digitali, una Nikon D90 e in seguito una Canon 350D. Con la camera Nikon si è ripreso un campo stellare nel centro della Grande Nube di Magellano sommando 30 esposizioni di 3 secondi l'una. Tutte le immagini sono state registrate per la deriva dovuta agli errori di inseguimento del telescopio. La mappatura del sistema di puntamento sarebbe infatti iniziata qualche settimana dopo. In Figura 4.27 si è ottenuta una mappa del campo e calcolata la distribuzione delle dimensioni delle stelle. È presente una distribuzione quasi uniforme dei valori sul piccolo campo di 5.6 x 3.7 $'$, il valor medio è $1.22 \pm 0.06''$.

4.3.5 Correzioni ad alti ordini con l'ottica attica

Il punto finale dell'allineamento fa pieno utilizzo del sensore di fronte d'onda per correggere le aberrazioni di campo di alto ordine. Prima si sono migliorate le prestazioni in asse ottico, in seguito si sono estese le misure a tutto il campo del telescopio. Abbiamo iniziato cercando la posizione di miglior fuoco compiendo traslazioni di M2 lungo l'asse Z, si è effettuata una misura delle aberrazioni con il sensore di fronte d'onda e quindi si sono applicate le correzioni di forma allo specchio primario. Con il primo ciclo chiuso di ottica attiva abbiamo ottenuto un diametro stellare di $0.85''$, Figura 4.29,

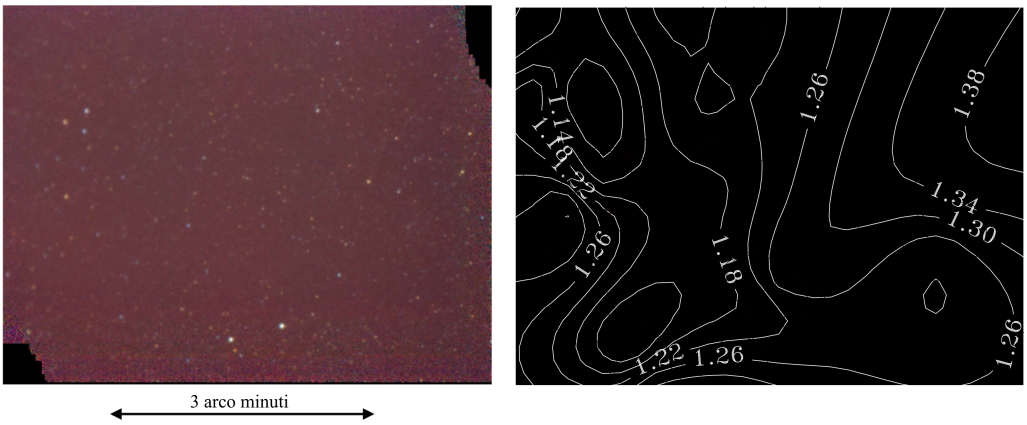


Figura 4.27: Campo stellare nella Grande Nube di Magellano ripresa con una camera fotografica Nikon D90 con sensore CMOS da 23,6 x 15,8 mm (5.6 x 3.7 ′). A destra una mappa della distribuzione delle dimensioni delle FWHM delle PSF delle stelle di campo.



Figura 4.28: Campo centrale della Nebulosa di Orione, ripresa al fuoco diretto di VST con una camera fotografica Nikon D90 con sensore CMOS da 23,6 x 15,8 mm (5.6 x 3.7 ′), sensibilità a 6400 ISO e 3 secondi di posa

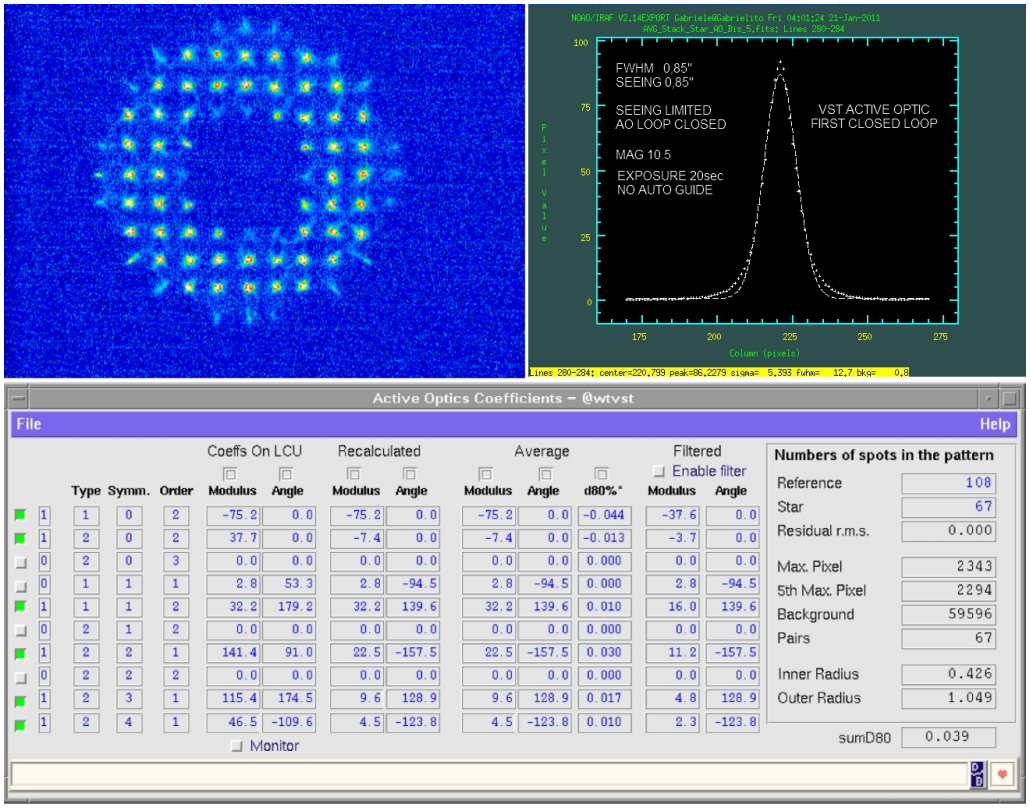


Figura 4.29: Prima misura del profilo stellare ottenuto nel fuoco nominale a ciclo chiuso di ottica attiva. A sinistra la matrice del sensore di fronte d'onda illuminata dalla pupilla del telescopio, a destra la misura del profilo effettuata con IRAF. In basso il pannello software per le correzioni delle aberrazioni.

Tabella 4.2: Legenda dei modi di aberrazione

Tipo	Simmetria	Ordine	Modo
1	0	2	Fuori fuoco
2	0	2	Sferica
1	1	2	Coma
2	2	1	Astigmatismo
2	3	1	Trifoglio
2	4	1	Quadrifoglio

inferiore alla misura della turbolenza atmosferica. I modi di aberrazione corretti dal software di ottica attica sono riportati in Tabella 4.2.

La messa a punto finale prevede di estendere la misura delle aberrazioni a tutto il campo del piano focale[40]. Per realizzare questa correzione si è dovuto attendere che il team di OmegaCam portasse a termine l'installazione e la funzionalità della camera scinetifica. In seguito si è potuto utilizzare tutto il sistema di ottica attiva (Shack-Hartmann, attuatori di M1, esapodo di M2) per definire il peso di tutte le componenti di aberrazione e raggiungere la migliore configurazione ottica che le minimizzasse su gran parte del campo di VST.

La configurazione ottica di VST è differente da quella di un telescopio di Cassegrain che è corretto per aberrazione sferica, o di un telescopio di

Ritchey-Crétien che è corretto anche per aberrazione di coma. Nel caso di VST le aberrazioni dominanti sono quelle di campo, come la curvatura, il terzo ordine di coma e astigmatismo lungo le coordinate di campo δ e ϕ, rispettivamente radiale e angolare. Nell'analizzarle si sono utilizzati i termini dei polinomi di Zernicke, particolarmente rilevanti per le seguenti ragioni:

- Il sensore di fronte d'onda di Shack-Hartmann misura la somma delle aberrazioni proprie e di quelle introdotte dalla deviazione del sistema ottico dal caso ideale.
- La prima correzione portata a termine è stata la rimozione dell'astigmatismo teorico e la riduzione dell'aberrazione di coma, effettuate con la rotazione di M2 attorno al punto di zero neutro. Ma questo è ovviamente insufficiente, perché la condizione di coma neutro garantisce solo che gli assi dello specchio primario e secondario vengano ad intersecarsi in quel punto.
- Le possibili combinazioni di rotazioni attorno al punto di coma neutro sono molteplici ma solo una corrisponde al perfetto allineamento. Tutte le altre sono configurazioni disallineate in cui il sistema ottico influenza l'astigmatismo lineare.

Pertanto il passo fondamentale da compiere è la misura del disallineamento a partire dalla condizione di zero coma, e valutare l'astigmatismo in diversi punti del campo, sia radialmente che rotazionalmente. Le misure vanno poi confrontate con i valori teorici. La rimozione dell'astigmatismo deve essere poi eseguita con successive rotazioni di M2 attorno al punto neutro.

Infine è stata condotta un'analisi sulle immagini stellari con un software dedicato alla ricerca dell'anisotropia della PSF. Ogni ciclo di ottica attiva era associato alla verifica delle mappe di ellitticità e dimensione delle immagini, calcolate anche fino a 4000 profili stellari. L'elletticità della PSF è causata da singole aberrazioni come quella di coma, oppure dalla somma di coppie di aberrazioni, come la coppia DEF/AST (DEF: fuori fuoco, AST: astigmatismo del terzo ordine). Per la presenza di un sistema ottico simmetrico, ci si aspetta una simmetria circolare nel campo delle ellitticità. Inoltre a causa della curvatura di campo, è importante notare che la posizione di miglior fuoco non è quella trovata nel centro del campo, ma piuttosto quando si cerca a metà apertura di campo. Per questo motivo l'ellitticità delle stelle all'interno della zona di miglior fuoco sono perpendicolari alle ellitticità delle stelle che si trovano all'esterno. Una chiara conseguenza dell'immagine astigmatica, che ruota di 90 gradi tra l'immagine intrafocale ed extrafocale. In Figura 4.30 si riporta la mappa di come dovrebbe apparire l'elliticità nel campo di VST in situazione ideale, questo è il punto di arrivo a cui si vuole arrivare.

Procedendo nelle misure e correzioni si è notata una variazione delle aberrazioni per diverse altezze del telescopio. Questa anomalia si è spiegata con la presenza di aberrazioni statiche proprie del sensore di Shack-Hartmann. Anche se l'iterazione di più cicli di ottica attiva convergeva a

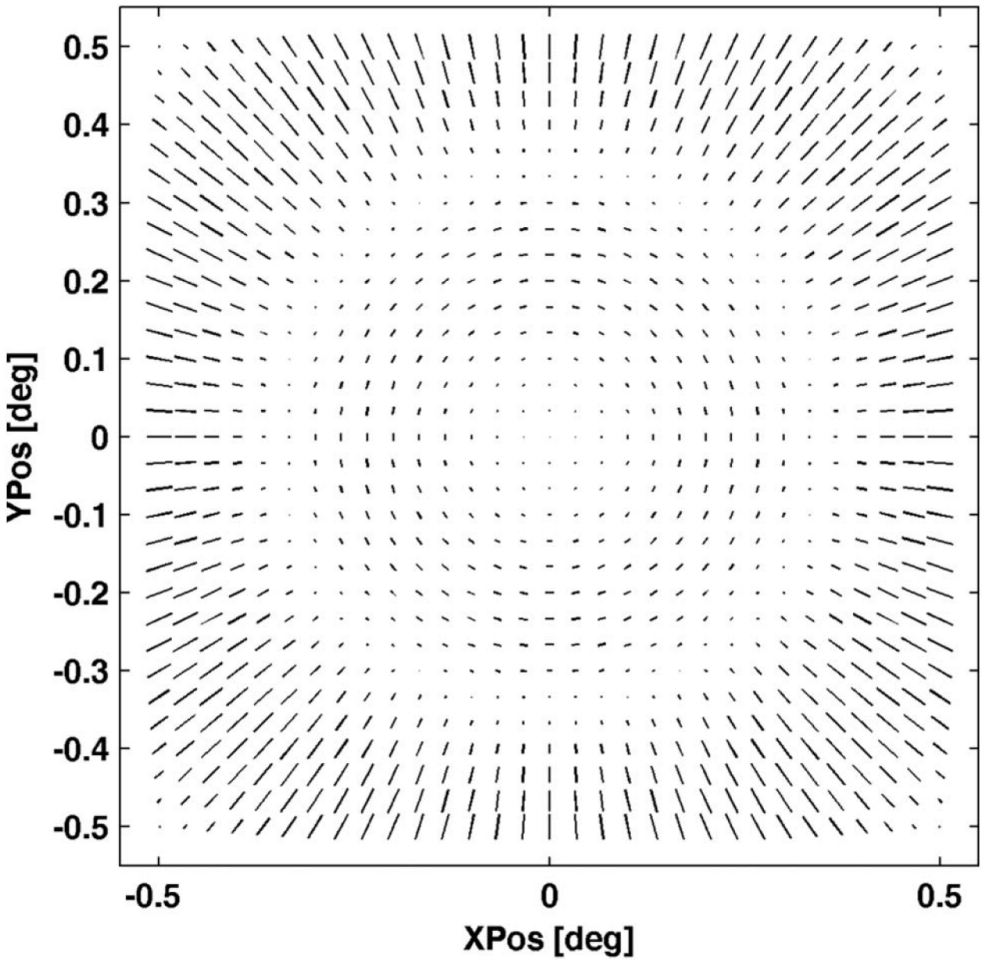


Figura 4.30: Mappa della previsione dell'ellitticità in un campo come quello di VST in condizioni ideali. Si noti come gli assi dell'aberrazione siano ruotati di 90° passando dall'area centrale a quella periferica.

piccoli valori di aberrazione, il telescopio non era ancora ben corretto. È stato implementato un metodo per misurare e rimuovere le aberrazioni statiche del sensore di fronte d'onda. La rimozione è avvenuta via software e non agendo fisicamente sul sensore. Sono state eseguite numerose misure e tentativi di correzione fino a raggiungere l'uniformità di campo richiesta dal progetto. Si può ritenere quindi concluso il lavoro di allineamento del telescopio che ora ha un campo quasi totalmente corretto da aberrazioni.

In Figura 4.31 è mostrata la misura dell'ellitticità in un campo di VST prima che venissero installati gli spessori di allineamento di OmegaCam. Si nota bene la forte degradazione all'angolo in basso a sinistra dell'immagine. Sono riportati anche altri quattro grafici che mostrano la distribuzione della dimensione delle immagini stellari (riquadro FWHM vs. xy-position), quasi tutte le stelle hanno dimensioni superiori a 3 pixel. Nel grafico "FWHM vs. position angle" si vede la distribuzione delle ellitticità che presenta due massimi, indice di forte astigmatismo da correggere. In Figura 4.32 è visualizzata la stessa misura di elliticità però dopo l'inserimento degli

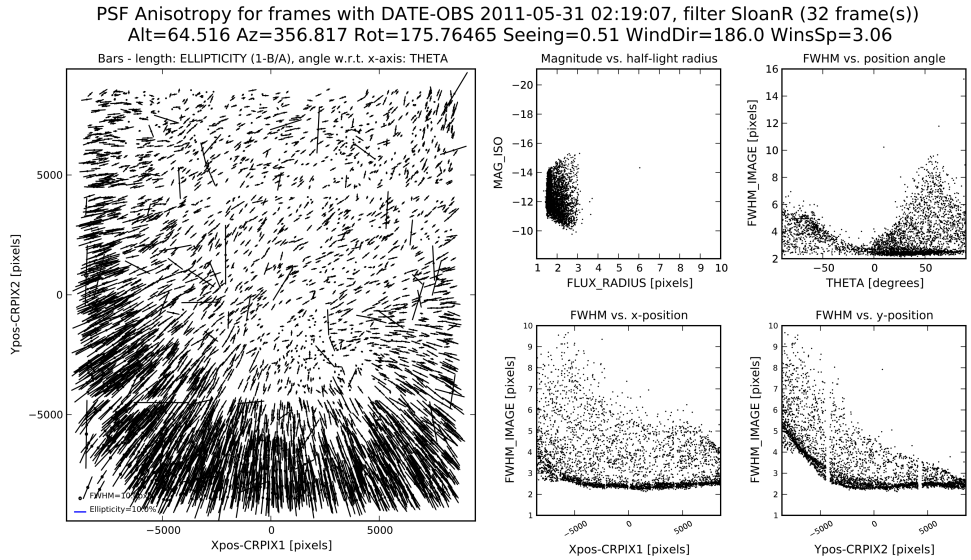


Figura 4.31: Misura dell'ellitticità in un campo di VST prima dell'installazione degli spessori di allineamneto della cella. Si nota bene sia la forte degradazione all'angolo in basso a sinistra dell'immagine, che la distribuzione della dimensione delle stelle, è per tutte oltre i 3 pixel di diametro (riquadro FWHM vs. xy-position).

spessori che hanno riallineato la camera scientifica al cuscinetto di rotazione. Nel grafico "FWHM vs. xy-position" si nota come tutte le stelle abbiamo dimensioni paragonabili o inferiori al seeing (0.65″). In grafico "Radius vs. Ellipticity" l'ellitticità non ha più una distribuzione piccata ma valori bassi e uniformemente distribuiti. L'allineamento porta ad avere su quasi tutto il campo stelle pressoché circolari ed entro le specifiche richieste.

Nell'ultima Figura 4.33, a sinistra è rappresentata una mappa della distribuzione su tutto il campo di OmegaCam della FWHM di PSF, e si vede come il risultato sia molto vicino a quello ideale, con un anello di miglior fuoco a circa metà campo. A destra è invece mostrata la mappa delle ellitticità. L'unico residuo da correggere resta sul bordo destro della matrice di CCD.

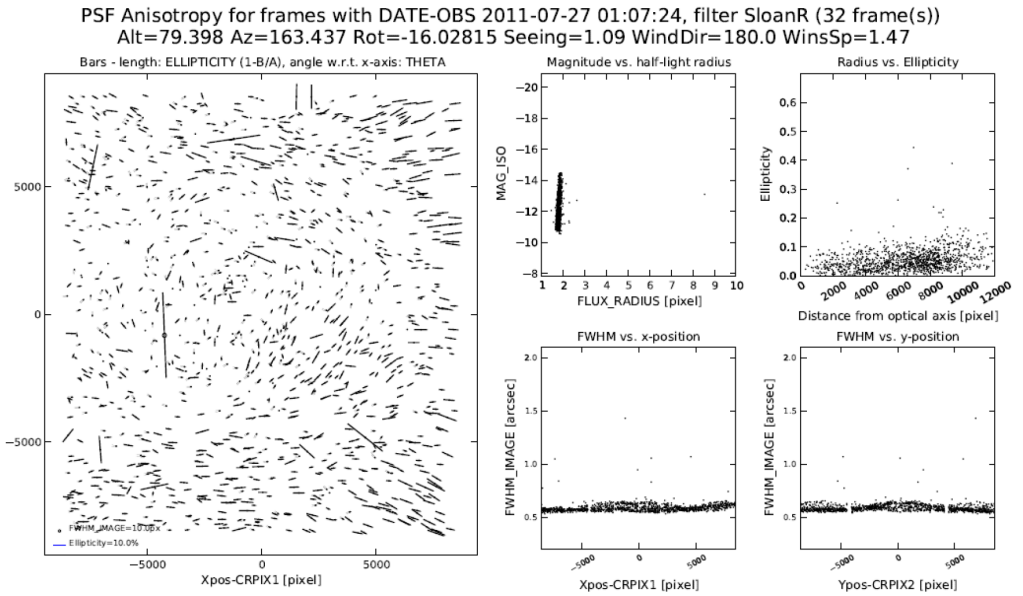


Figura 4.32: Misura dell'ellitticità in un campo di VST dopo l'installazione degli spessori sulla cella. Ora tutte le stelle hanno dimensioni paragonabili o inferiori al seeing (0.65″) e l'ellitticità non ha più una distribuzione piccata ma valori bassi e uniformemente distribuiti, indice di stelle pressoché circolari.

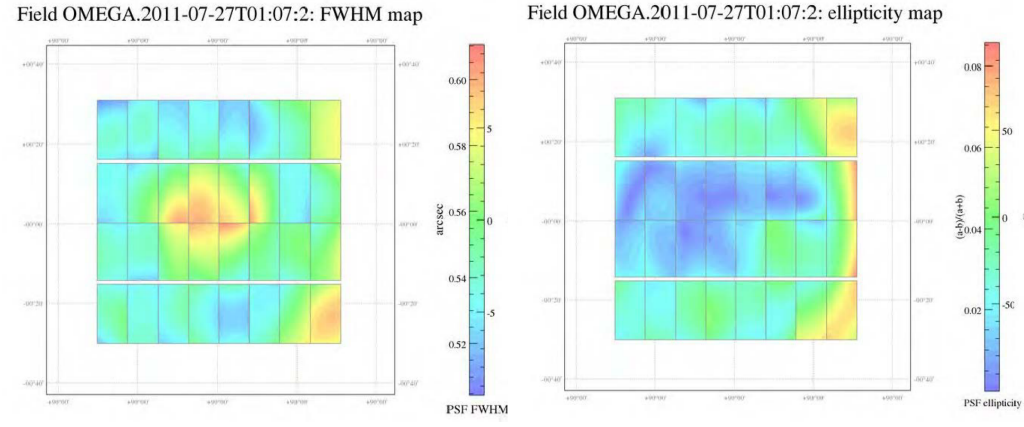


Figura 4.33: A sinistra una delle mappe di ellitticità ottenute al termine dell'allineamento fine del telescopio. A destra la mappa delle dimensioni delle stelle. L'uniformità è tale da ritenersi concluso il procedimento di allineamento del telescopio VST.

Conclusioni

Abbiamo visto come l'allineamento del telescopio a grande campo VST sia stato sottoposto a una numerosa serie di misure optomeccaniche prima di giungere all'allineamento finale. Tra queste la misura e correzione dell'inclinazione del derotatore, la modifica del supporto dello specchio secondario, il ripristino del range dinanico dell'esapodo e la messa a punto dei sottosistemi di manovra e controllo del telescopio. Tutto il telescopio ha dato prova di stabilitá meccanica e precisione di movimenti.

Si é messo a punto il sistema di ottica attiva, definendo il sistema ottico attraverso i termini di aberrazione e trovando la sintonia tra i modi vibrazionali dello specchio principale e i modi di aberrazione descritti dai termini dei polinomi di Zernike. Si sono analizzate le sorgenti di errore e implementato soluzioni software per rimuoverle. Nel caso delle aberrazioni proprie del sensore di Shack-Hartmann non é stato necessario intervenire sull'hardware perchè si é trovata una soluzione software.

L'utilizzo intensivo dell'analisi di immagini alla ricerca dell'anisotropia della PSF e della distribuzione della sua ellitticità su tutto il campo, hanno permesso di perfezionare le tecniche di ottica attiva. Sono diventate complementari all'uso del sensore di fronte d'onda, tanto da suggerire di implementarle in futuro nell'ottica attiva di VST.

Il raggiungimento dell'allineamento ottico ha permesso di perfezionare il sistema di controllo del telescopio trovando specifiche soluzioni per il puntamento, il servocontrollo e la guida del telescopio. Gli errori composti suoi tre assi di azimut, altezza e derotazione si sono mostrati sempre al di sotto di $0.04''$RMS, anche in condizioni di vento sostenuto. Il modello di puntamento ha raggiunto errori di posizionamento massimi di $2.0''$e $0.8''$RMS.

Le attività di integrazione, allineamento e il commissionig a cui ho partecipato hanno generato una serie di documenti di collaudo e procedure operative che costituiscono il manuale opetarivo del telescopio VST. Assieme a questi documenti sono stati costruiti e lasciati a Paranal tutti gli strumenti necessari per la manutenzione ordinaria e straordinaria del telescopio. Ogni componente optomeccanico ha una serie di strumenti per la sua gestione costruiti su misura. Lo standard delle procedure adottate é lo stesso utilizzato per i quattro telescopi VLT.

Tutte le attività descritte nella tesi hanno prodotto una serie di pubblicazioni, vengono elencate in appendice quelle a cui ho partecipato come coautore. Di questi articoli riporto quelli che sono stati sottoposti a referaggio e che fanno parte integrante di questo lavoro di tesi.

A dimostrazione dei risultati raggiunti dopo l'allineamento del telescopio, propongo il raffronto fra due immagini dell'ammasso globulare Omega Centauri. In Figura 5.1 in alto é mostrata una foto ottenuta al fuoco diretto di VST con una camera DSLR Canon 350D. È stata scatta l'8 dicembre 2010, i giorni seguenti la prima luce del telescopio, applicando alcuni cicli di ottica attiva. Ogni esposizione di 15 secondi é ripresa a 1600 ISO. Nella parte inferiore c'è una regione della stessa scala ma ripresa dalla camera scientifica OmegaCam qualche mese dopo. In Figura 5.2 possiamo vedere l'immagine di Omega Centauri a tutto campo ripresa da OmegaCam. Il nome della camera scientifica deriva proprio dalla capacità di riprendere in un'unica posta l'intero ammasso Omega Centauri. Senza dubbio non c'è confronto tra le prestazioni delle due camere di ripresa, ma le prime immagini ottenute al telescopio VST hanno dimostrato essere all'altezza delle nostre aspettative. Il solo confronto visivo sull'uniformità stellare rende conto dell'entusiasmo provato al termine delle difficili operazioni di allineamento.

Pur imbattendosi in gravi disavventure il telescopio VST ha raggiunto la sua piena operatività e in questi ultimi anni ha permesso l'avvio dei programmi di survey e la produzione di lavori scientifici ad esse collegati. È stato un privilegio operare nell'ambiente di Paranal a stretto contatto con il gruppo di persone che lo compongono e con il gruppo di lavoro italiano.



Figura 5.1: Il campo di stelle dell'ammasso globulare Omega Centauri. In alto l'immagine dell'8 dicembre 2010 al fuoco diretto di VST con una camera fotografica digitale Canon 350D, il sensore da 8 mega pixel CMOS e 22,2 x 14,8 mm copre 5.3 x 3.5 $'$, sensibilità di 1600 ISO e 15 secondi di posa. In basso si vede una simile regione ripresa però da una porzione di un'immagine di OmegaCam, 268 mega pixel.

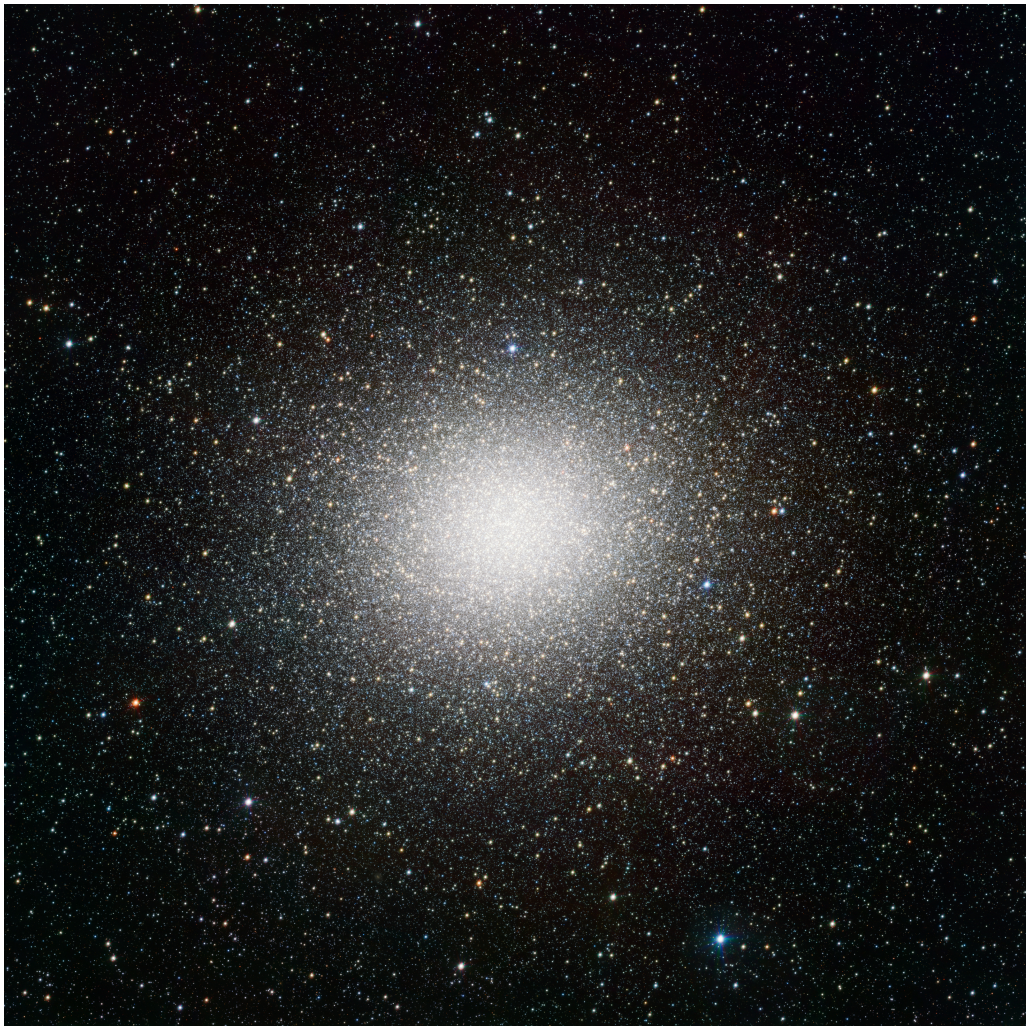


Figura 5.2: Campo centrale dell'ammasso globulare Omega Centauri, ripresa al fuoco diretto di VST con una camera fotografica Canon 350D con sensore CMOS da 22,2 x 14,8 mm (5.3 x 3.5 $'$), sensibilità 1600 ISO e 15 secondi di posa.

Lista degli articoli pubblicati dai lavori svolti al VST in cui sono coautore

1. **The opto-mechanical alignment procedure of the VLT Survey Telescope.** Arcidiacono C.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.**; Farinato J.; Magrin D. (2010). In *Ground-based and Airborne Telescopes III, volume 7733 di , p.773357.*

2. **The VST auxiliary units: a status report before their commissioning in Paranal.** Farinato J.; Schipani P.; Arcidiacono C.; Capaccioli M.; da Ronco A.; de Paris G.; D'Orsi S.; Ferragina L.; Fierro D.; Magrin D.; Marty L.; Perina F.; Ragazzoni R.; Recchia S.; Rossettini P.; **Umbriaco G.**; Tomelleri R. (2010). In *Ground-based and Airborne Telescopes III, volume 7733 di , p. 773359*

3. **The ADC for the VST Telescope: theory and preliminary test of the electromechanical system.** Schipani P.; Farinato J.; Arcidiacono C.; D'Orsi S.; Ferragina L.; Fierro D.; Magrin D.; Marty L.; Perrotta F.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2010). In *Modern Technologies in Space- and Ground-based Telescopes and Instrumentation, volume 7739 di , p. 773948.*

4. **Pointing and tracking results of the VST telescope.** Schipani P.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2012a). In *Ground-based and Airborne Telescopes IV, volume 8444 di , p. 84445R.*

5. **Removing static aberrations from the active optics system of a wide-field telescope.** Schipani P.; Noethe L.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2012b). *Journal of the Optical Society of America A, 29, 1359.*

6. **The active optics system of the VST: concepts and results.** Schipani P.; Magrin D.; Noethe L.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco**

G. (2012c). *In Ground-based and Airborne Telescopes IV, volume 8444 di , p. 84444Z.*

7. **The tracking control system of the VLT Survey Telescope.** Schipani P.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2012d). *Review of Scientific Instruments, 83(9), 094501–094501.*

8. **The VST alignment: strategy and results.** Schipani P.; Noethe L.; Kuijken K.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2012e). In *Ground-based and Airborne Telescopes IV, volume 8444 di , p. 844456.*

9. **VST: from commissioning to science.** Schipani P.; Capaccioli M.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Marty L.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2012f). In *Ground-based andAirborne Telescopes IV, volume 8444 di , p. 84441C.*

10. **VST: the telescope progress toward stars.** Schipani P.; Capaccioli M.; D'Orsi S.; Marcozzi C.; Marty L.; De Paris G.; Fierro D.; Arcidiacono C.; Farinato J.; Magrin D.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.**; Brescia M.; Molfese C.; Perrotta F.; Ferragina L. (2012g). *Memorie della Societa AstronomicaItaliana Supplementi, 19, 393.*

11. **Software and control system for the VLT Survey Telescope.** Schipani P.; Marty L.; Argomedo J.; Arcidiacono C.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Magrin D.; Ragazzoni R.; **Umbriaco G.** (2013). *Journal of Instrumentation, 8, P05013.*

12. **Active optics system of the VLT Survey Telescope.** Schipani P.; Noethe L.; Magrin D.; Kuijken K.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Capaccioli M.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Fierro D.; Holzlöhner R.; Marty L.; Molfese C.; Perrotta F.; Ragazzoni R.; Savarese S.; Rakich A.; **Umbriaco G.** In *Appl. Opt.* (2016, 55, 1573)

Pubblicazioni referate in cui sono coautore

Research Article Vol. 55, No. 7 / March 1 2016 / Applied Optics 1573

applied optics

Active optics system of the VLT Survey Telescope

Pietro Schipani,[1,*] Lothar Noethe,[2] Demetrio Magrin,[3] Konrad Kuijken,[4] Carmelo Arcidiacono,[5] Javier Argomedo,[2] Massimo Capaccioli,[1,6] Massimo Dall'Ora,[1] Sergio D'Orsi,[1] Jacopo Farinato,[3] Davide Fierro,[7] Ronald Holzlöhner,[2] Laurent Marty,[1] Cesare Molfese,[1] Francesco Perrotta,[1] Roberto Ragazzoni,[3] Salvatore Savarese,[1,8] Andrew Rakich,[2] and Gabriele Umbriaco[9]

[1]Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Via Moiariello 16, I-80131 Naples, Italy
[2]European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str.2, D-85748 Garching bei München, Germany
[3]Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padua, Italy
[4]Leiden Observatory, Leiden University, P.O. Box 9513, NL-2300 RA Leiden, The Netherlands
[5]Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Bologna, Via Ranzani 1, I-40127 Bologna, Italy
[6]University of Naples Federico II, C.U. Monte S. Angelo, Via Cinthia, I-80126 Naples, Italy
[7]Istituto Nazionale di Astrofisica, Viale del Parco Mellini 84, I-00136 Rome, Italy
[8]University of Naples Federico II, DIETI, Via Claudio 21, I-80125 Naples, Italy
[9]University of Padua, Vicolo dell'Osservatorio 3, I-35122 Padua, Italy
*Corresponding author: pietro.schipani@oacn.inaf.it

Received 17 November 2015; accepted 4 January 2016; posted 20 January 2016 (Doc. ID 252623); published 25 February 2016

This paper describes the active optics system of the VLT Survey Telescope, the 2.6-m survey telescope designed for visible wavelengths of the European Southern Observatory at Cerro Paranal, in the Atacama desert. The telescope is characterized by a wide field of view (1.42 deg diameter), leading to tighter active optics than in conventional telescopes, in particular for the alignment requirements. We discuss the effects of typical error sources on the image quality and present the specific solutions adopted for wavefront sensing and correction of the aberrations, which are based on the shaping of a monolithic primary mirror and the positioning of the secondary in five degrees of freedom. © 2016 Optical Society of America

OCIS codes: (220.1000) Aberration compensation; (220.1080) Active or adaptive optics; (220.1140) Alignment; (350.1260) Astronomical optics; (350.1270) Astronomy and astrophysics; (110.1080) Active or adaptive optics.

http://dx.doi.org/10.1364/AO.55.001573

1. INTRODUCTION

The active optics system [1–3] was invented at the European Southern Observatory (ESO) and first applied to the New Technology Telescope (NTT) [4–8], enabling an historic improvement in the image quality of optical telescopes. Since then, it has been introduced in the design of most telescopes with mirror diameters of 2 m or more. Nevertheless, the number of existing systems is still rather small, limited to the 2 to 10-m telescopes built in the last two decades. Although the same basic concept is always adopted, the implementation is usually different.

After the NTT, other active optics systems based on thin meniscus primary mirrors have been the 8-m class ESO Very Large Telescope (VLT) [9–11], GEMINI [12] and SUBARU [13], the 4-m class Telescopio Nazionale Galileo (TNG) [14], Southern Astrophysical Research Telescope (SOAR) [15], Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy (VISTA) [16], and Discovery Channel Telescope (DCT) [17]. Other active optics telescopes with monolithic primaries, but using lightweight honeycomb blanks, are the 3.5-m Wisconsin Indiana Yale NOAO Telescope (WIYN) telescope [18], the 6.5-m Multiple Mirror Telescope (MMT) [19], the two 6.5-m Magellan telescopes [20], and the 2 × 8.4-m Large Binocular Telescope [21]. The two 10-m Keck [22] and the 10.4-m Gran Telescopio Canarias (GTC) [23] are also based on active optics but their primary mirror is segmented rather than monolithic.

Recently, the emerging class of wide-field telescopes (e.g., VLT Survey Telescope (VST), VISTA, and the future Large Synoptic Survey Telescope (LSST) [24]) is imposing tighter requirements for the alignment and, therefore, for the active optics systems.

In this paper, we describe the active optics system of the VST [25] (Fig. 1), the result of a joint venture between ESO and the Capodimonte Astronomical Observatory in Naples, formerly an independent institution and since 2002 a structure of the Italian National Institute for Astrophysics. It is a wide-field optical imaging telescope with a 2.6-m aperture operating from the ultraviolet to the near-infrared (z'-band) with a corrected field of view of 1.42 deg in diameter, allowing for an inscribed square field of a

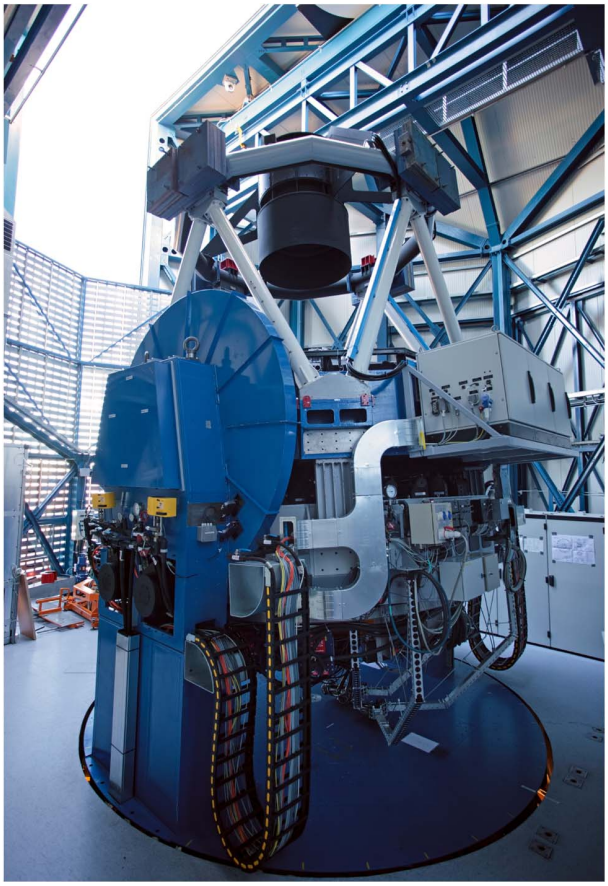


Fig. 1. VLT Survey Telescope (Credit: ESO).

net 1 deg in size. Currently, it is the largest telescope in the world designed specifically for surveying the sky in visible light. Its focal plane instrument OmegaCAM [26] is a large camera contributed by the OmegaCAM consortium (Netherlands, Germany, Italy, and ESO). It is composed of a mosaic of 32 2 K × 4 K scientific CCDs arranged in a 8 × 4 matrix, with a pixel size of 15 μm and a scale of 0.21 arcsec/pixel. In 2011, the commissioning phase ended and the VST started its regular operations [27].

The paper is organized as follows. Section 2 describes the optical system with particular reference to the most relevant aspects within the active optics framework. Section 3 shows the aberration modes corrected by the telescope, discussing their dependence on the physical system. Section 4 discusses the effect of the most typical error sources on the images, whose patterns can be more easily recognized in a wide-field telescope. Section 5 shows the system architecture and the overall logic of the corrections. Section 6 summarizes the primary mirror support system design and its implementation. Section 7 describes the secondary mirror correction system. Section 8 summarizes the wavefront sensing design and implementation aspects. Section 9 outlines the status of the system and its future perspectives.

2. OPTICAL SYSTEM AND FIELD ABERRATIONS

The VST is an F/5.5 two-mirror telescope with a lens corrector designed to flatten the field-dependent aberrations, improving the image quality on a wide field of view. The primary mirror is a concave 2.6-m hyperbolic meniscus with a 60-cm central hole and 140-mm thickness; the 0.9-m secondary mirror is convex and hyperbolic. Both mirrors were made of Astro-Sitall by the Russian LZOS company.

The optical configuration is different from a Cassegrain telescope, which is corrected for spherical aberration, or a Ritchey–Chretien telescope, where also the field coma is corrected. In the VST the dependencies of the dominant field aberrations curvature, third-order coma, and third-order astigmatism on the radial field coordinate σ and the angular field coordinate ϕ are more complicated.

The aperture dependencies of the dominant field aberrations are expressed in terms of Zernike polynomials, using the Zemax ordering, as shown in Table 1.

Their field dependencies strongly deviate from the classical linear (for coma) and quadratic (for defocus and astigmatism) dependencies, originating from third-order aberration. Instead, they are well described adding higher-order terms in the radial field coordinate:

$$Z_4(\sigma) = c_{40} + c_{42}\sigma^2 + c_{44}\sigma^4, \tag{1}$$

$$Z_6(\sigma) = c_{62}\sigma^2 + c_{64}\sigma^4, \tag{2}$$

$$Z_8(\sigma) = c_{81}\sigma + c_{83}\sigma^3 + c_{85}\sigma^5, \tag{3}$$

The coefficients c_{ij} (Table 2) strongly depend on the wavelength. Figures 2–4 show the field dependencies of the dominant field aberrations on the field radius at the central wavelengths of the camera filters.

The properties of field aberrations in the VST are particularly relevant for several reasons discussed hereafter.

The first reason is that the VST Shack–Hartmann (Section 8) measures the sum of these aberrations and the ones introduced by the deviations of the optical system from the ideal case. The former are present by design and the latter shall be corrected, hence the nominal field-dependent aberrations have to be subtracted from the measured ones.

Also, the theoretical field astigmatism data were used for the alignment during the telescope commissioning phase [28]. The first step was the removal of coma in the field center. This was obviously not sufficient, because the zero-coma condition only guarantees the axes of primary and secondary mirrors intersect at the so-called neutral (or "coma-free") point. There is still an infinite number of zero-coma configurations associated with the rotation of the secondary mirror around a pivot corresponding to the neutral point, with only one

Table 1. Zernike Standard Polynomials (Zemax Definition), First Eight Modes

Z1	1
Z2	$2\rho\ \cos(\phi)$
Z3	$2\rho\ \sin(\phi)$
Z4	$\sqrt{3}(2\rho^2 - 1)$
Z5	$\sqrt{6}\rho^2\ \sin(2\phi)$
Z6	$\sqrt{6}\rho^2\ \cos(2\phi)$
Z7	$\sqrt{8}(3\rho^3 - 2\rho)\ \sin(\phi)$
Z8	$\sqrt{8}(3\rho^3 - 2\rho)\ \cos(\phi)$

Table 2. Coefficients of Dominant Field Aberrations at the Central Wavelengths of the Camera Filters

λ [μm]	c_{40}	c_{42}	c_{44}	c_{81}	c_{83}	c_{85}	c_{62}	c_{64}
0.354	169.3	2050.5	−5437.0	447.3	−657.0	236.5	341.5	−1183.7
0.412	−139.9	3006.7	−5370.3	691.0	−661.0	230.4	469.6	−1171.6
0.439	−238.7	3325.7	−5348.1	772.2	−662.3	228.4	512.2	−1167.6
0.475	−342.7	3669.4	−5324.1	859.7	−663.6	226.3	558.2	−1163.2
0.551	−495.6	4190.6	−5287.8	992.3	−665.6	223.1	627.8	−1156.6
0.625	−593.7	4535.8	−5263.8	1080.2	−666.8	221.0	673.9	−1152.2
0.756	−707.1	4946.5	−5235.2	1184.6	−668.2	218.5	728.7	−1147.0
0.880	−780.5	5219.4	−5216.3	1254.0	−669.1	216.8	765.1	−1143.5

corresponding to the perfect alignment of the mirrors. All the others are misaligned configurations, where the optical system is affected by an amount of linear astigmatism (i.e., increasing linearly with the field) proportional to the rotation around the pivot point. Therefore, the second step of the alignment procedure was the measurement of misalignment starting from the zero-coma condition, which was performed evaluating the astigmatism at several off-axis field points and comparing the measurements with the theoretical values. The additional linear astigmatism was then removed by counterrotating the secondary mirror around the neutral point. The wide field of the VST greatly helps to get a good signal-to-noise ratio during these measurements.

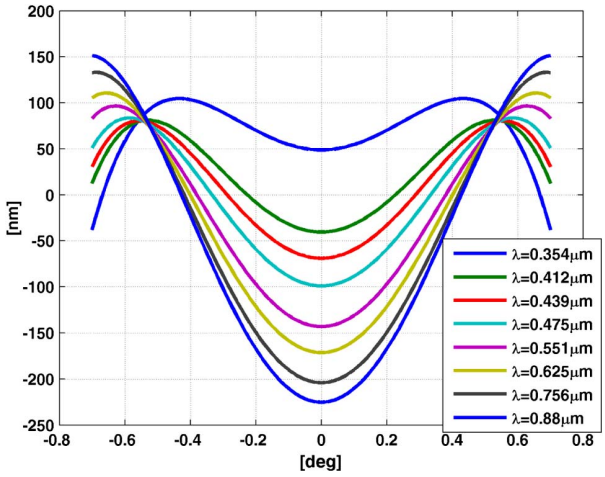


Fig. 2. Defocus as a function of radial field coordinate σ and wavelength λ.

Finally, the field-dependent aberrations analysis gives many insights into the ellipticities pattern of stars in the VST frames. Ellipticities are generated by single aberrations like coma or by pairs of aberrations, with the pair of defocus and third-order astigmatism usually being the dominant one [29].

As any other telescope affected by field aberrations, the VST has a rotationally symmetrical pattern of ellipticities in the field even in the ideal condition of perfect alignment and mirror shapes (Fig. 5). The VST pattern is dominated by the effect of the pair of defocus and astigmatism. As the field is curved, the ideal condition is a compromise where the best focus ($c_{\mathrm{def}} = 0$) is not in the center as usual, but approximately half-way to the edge of the field: the ring of zero ellipticity visible in Fig. 5 corresponds to the zero defocus condition. Furthermore, the ellipticities in the center, inside the zero-defocus circle, are perpendicular to the ellipticities outside the circle. The reason is the well-known property of the ellipticity of an astigmatic image, which rotates by 90 deg from intrafocal to extrafocal position.

For a real image, the moduli of the measured root mean squares σ_l of the long axis and σ_s of the short axis depend

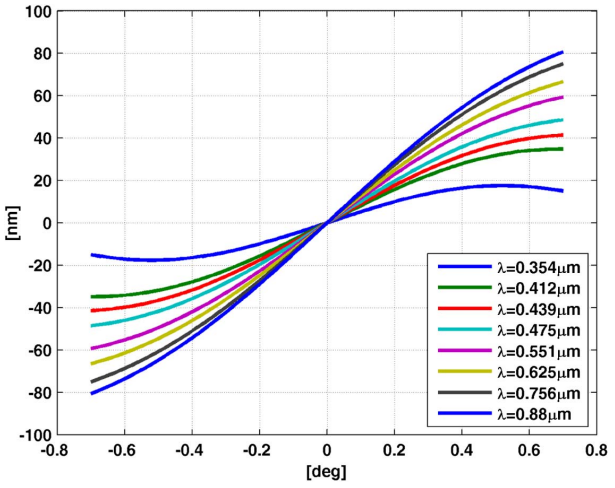


Fig. 3. Coma as a function of radial field coordinate σ and wavelength λ.

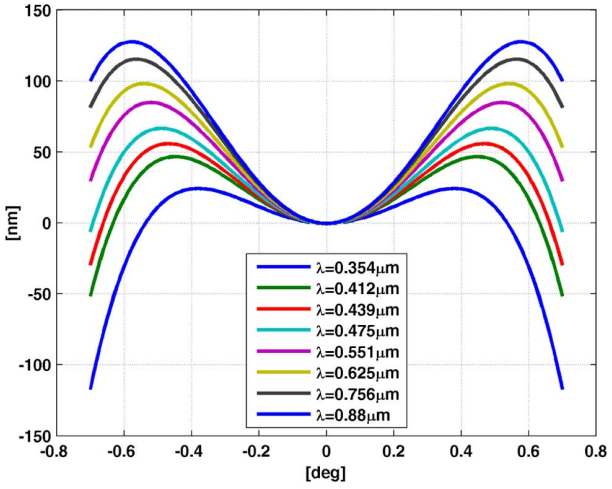


Fig. 4. Astigmatism as a function of radial field coordinate σ and wavelength λ.

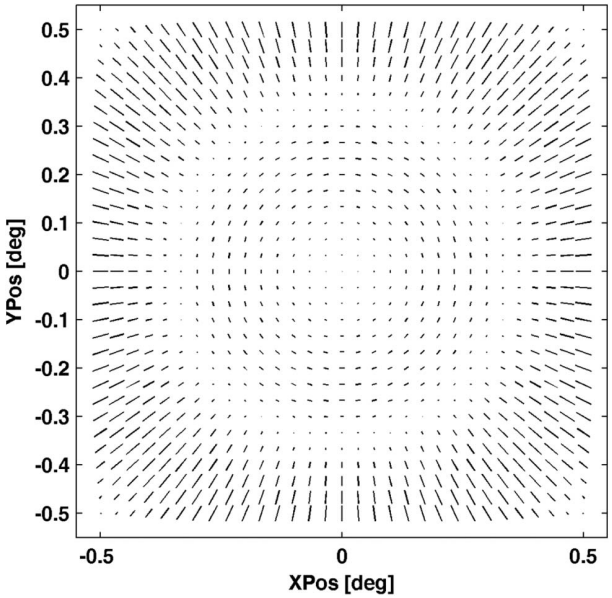


Fig. 5. Ideal pattern of measured ellipticities for VST with true angles α. The modulus depends on wavelength and seeing conditions.

on the seeing conditions. Also, the measured angles α are ambiguous, as α and $\alpha + \pi$ are equivalent. An alternative definition of the ellipticity is given, unambiguous and seeing independent, in order to compare the optical theory with the measured parameters [29]. One can assume that σ_l^2 and σ_s^2 are the quadratic sums of contributions from the seeing on the one hand and coma and the products of pairs of aberrations on the other hand. If the difference,

$$\epsilon = \sigma_l^2 - \sigma_s^2, \tag{4}$$

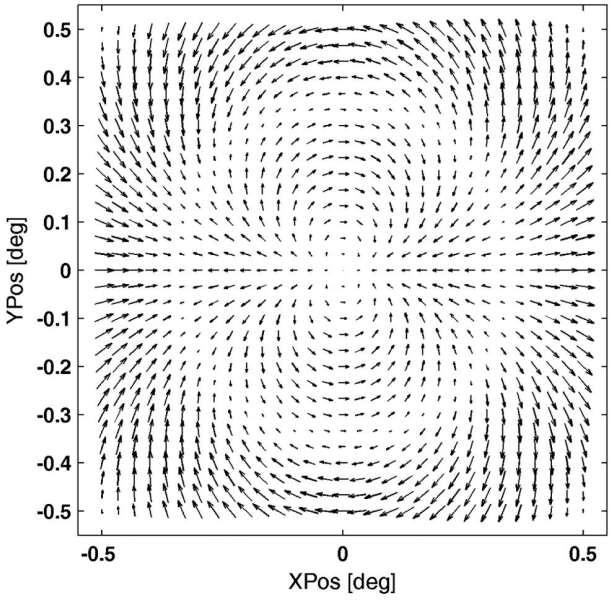


Fig. 6. Ideal pattern of ellipticities for VST with doubled angles 2α and modulus defined as in Eq. (4), depending only on the wavelength.

is defined as the ellipticity modulus, the dependence on the seeing vanishes. The ambiguity on the angle is solved by defining the angle of the ellipticity as 2α rather than α. However, the spot size, defined as $(\sigma_l^2 - \sigma_s^2)/2$, is at best equal to the contribution from the seeing. Figure 6 represents the pattern of the ellipticity vector $\vec{\epsilon}$ with doubled angles 2α, corresponding to Fig. 5.

3. ABERRATION MODES

The VST wavefront sensors and the correction devices are designed to measure and correct the modes listed in Table 3.

Type 1 modes are Zernike polynomials, type 2 modes are the elastic modes of the primary mirror. Both sets are composed of mutually orthogonal functions; their mix causes a small but negligible nonorthogonality.

On the one hand, the Zernike polynomials describe defocus and coma, optically corrected by movements of the secondary mirror. On the other hand, the aberrations corrected by changing the shape of the primary are better described by the primary mirror natural vibration modes. They form an orthonormal basis with analytic expressions depending on the mirror material and geometry, with shapes similar to the Zernike modes. The determination of the analytic expressions of the elastic modes involves the solution of the equations describing the minimum energy modes of a thin shallow shell, imposing the free-edge boundary conditions. The results of the computation are the radial parts of the mirror elastic modes $u_{n,m}(r)$, depending on the symmetry n and the order m.

One of the advantages of elastic modes is that the maximum correction forces are lower than the ones for the Zernike modes, thus allowing a wider correction range. As an example, consider the elastic mode $e_{2,1}$ and the corresponding Zernike polynomial Z_5, whose radial dependence is shown in Fig. 7. For the same surface rms, the maximum forces in the set of forces needed for the correction of the elastic mode are about 6 times smaller than for the Zernike mode.

For the comprehensive theory and justification for the use of minimum energy modes, see [30].

4. EFFECTS OF ERROR SOURCES

Any individual error source has a different effect on the pattern of ellipticities and spot sizes of the VST wide-field image, modifying the ideal pattern of Fig. 5, i.e., most of the telescope defects leave a unique signature. In case one defect dominates over all the others, it can be identified even from visual inspection of the ellipticity pattern, without a wavefront sensor. However, during normal operations all error sources are mixed together

Table 3. Aberration Modes Corrected in VST[a]

T	S	O	Description	Expression
1	0	2	$Z_{0,2}$	$r^2 - \frac{1}{2}$
2	0	2	$e_{0,2}$ (~Sph3)	
1	1	2	$Z_{1,2}$	$(r^3 - \frac{2}{3}r)\cos\theta$
2	2	1	$e_{2,1}$ (~Ast3)	
2	3	1	$e_{3,1}$ (~Trefoil)	
2	4	1	$e_{4,1}$ (~Tetrafoil)	

[a]T = type; S = symmetry; O = order. Type 1: Zernike; type 2: elastic mode. Sph3 = third-order spherical; Ast3 = third-order astigmatism.

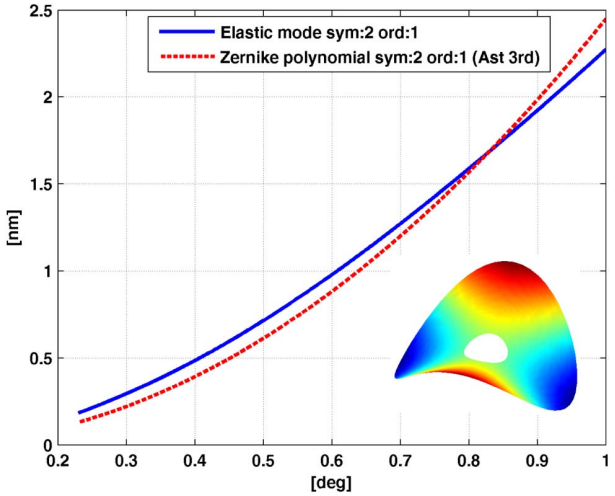


Fig. 7. Primary mirror elastic mode $e_{2,1}$ compared with its Zernike equivalent (radial function).

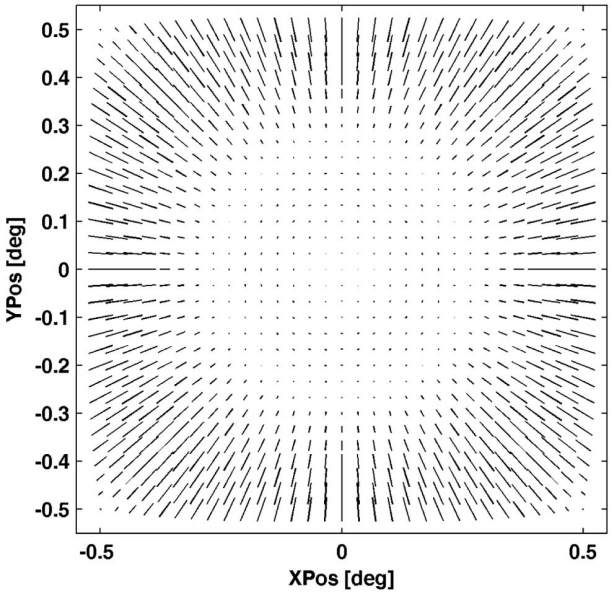


Fig. 8. Positive constant defocus shrinking the zero defocus circle (ellipticities with true angle α).

with small individual contributions, creating patterns often without a dominant signature. Complex algorithms to disentangle the error contributions are under development within the VST framework and look promising for future wavefront sensing implementations [29,31].

A special attention has to be paid to telescope error sources that can produce similar effects on the ellipticity pattern. An example are guiding errors (caused by the telescope mount and control system), constant coma across the whole field (caused by misalignment), or the combination of defocus and third-order astigmatism, both of them constant across the field. Without the presence of other aberrations, each of these three error sources will generate constant ellipticities with identical angles and modules across the whole field.

A. Despace of Mirrors

Despace of mirrors along the optical axis causes a defocus that is added to the nominal field curvature, modifying the pattern of Fig. 5. The circle of zero defocus and ellipticity shrinks (Fig. 8), enlarges, or even disappears when the additional defocus overcomes limit values which depend on the wavelength. All patterns are still rotationally symmetric as expected.

B. Primary Mirror Warping

Usually, constant astigmatism is the strongest aberration caused by a warping of the primary mirror. It is constant in modulus and angle across the field and introduces an asymmetry in the system, thus the resulting pattern of ellipticities is not rotationally symmetric. Without additional defocus the circle, where the ellipticities vanish, remains the same (Fig. 9). The angles of the ellipticities rotate with the true angles of the astigmatism.

C. Rotation of Secondary Mirror Around the Neutral Point

As discussed in Section 2, after a coma correction the telescope is in general still not aligned, with the secondary mirror rotated around the neutral point causing linear astigmatism. The modulus of linear astigmatism increases linearly with the distance from the center of the field; its angle depends on the direction of the misalignment. The ellipticities rotate with half the field angle (Fig. 10). For a detailed theory of linear astigmatism and its relations with primary mirror astigmatism, see [32–36].

D. Focal Plane Tilt

The focal plane can be wrongly tilted because of two reasons:

- incorrect planarity of the camera on the rotator flange,
- incorrect alignment of the rotator axis with the optical axis.

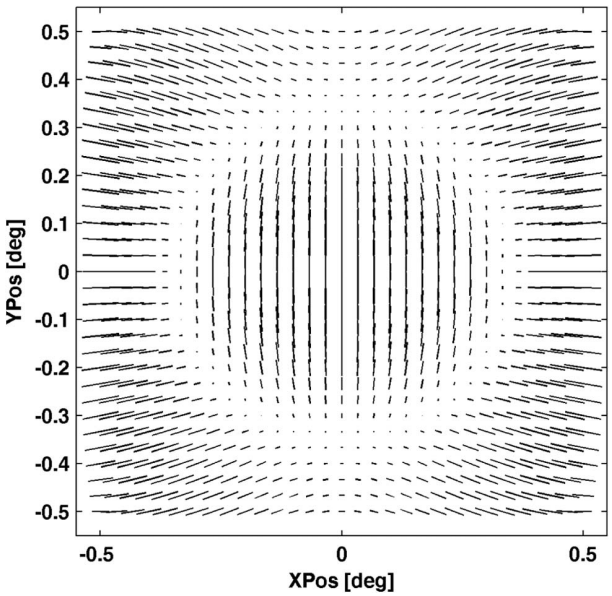


Fig. 9. Effect of adding constant astigmatism (ellipticities with true angle α).

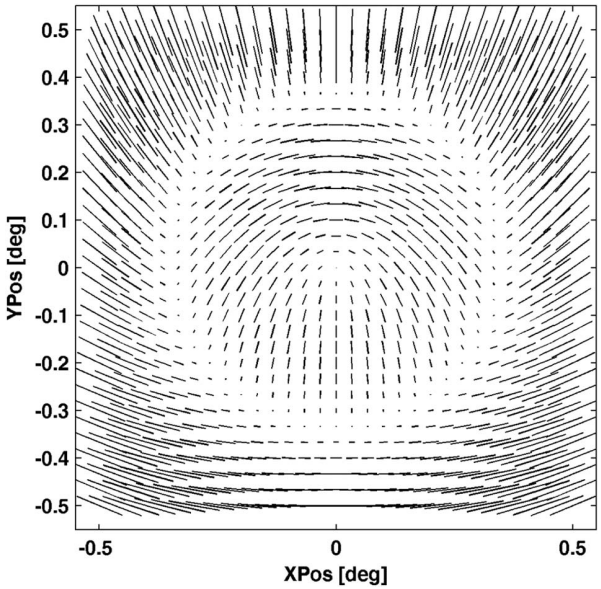


Fig. 10. Effect of adding linear astigmatism due to a rotation of the secondary mirror around the coma-free point Y-axis (ellipticities with true angle α).

In both cases the defocus pattern is modified, deviating from its original symmetry. An amount of defocus increasing linearly along a certain direction with the field radius is added to the nominal field curvature creating an asymmetry in the defocus and, therefore, also in the ellipticity patterns across the field.

The two causes of tilt can be disentangled by the analysis of two images taken before and after a 180-deg rotation of the instrument. In the first case, the tilt of defocus across the detector remains the same, whereas, in the second case, it changes by 180 deg.

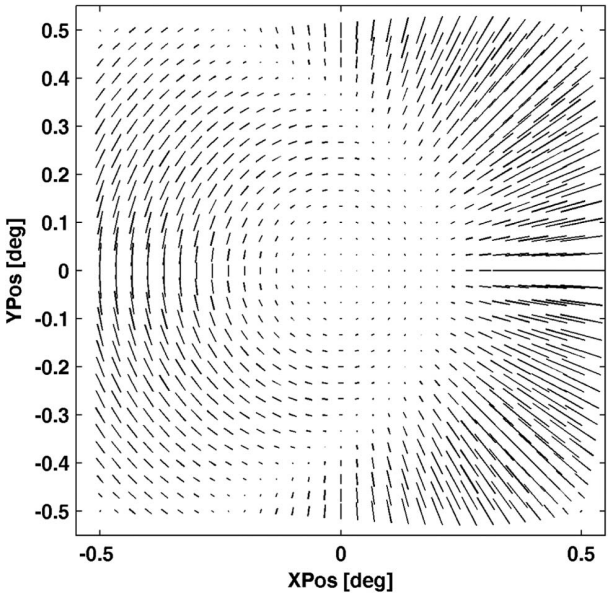


Fig. 11. Effect of a tilt of the focal plane for a tilt around the X-axis (ellipticities with true angle α).

In all cases, the modification of the defocus pattern causes a nonrotationally symmetric distribution of the ellipticities, as shown in Fig. 11, for a tilt around the X-axis.

The focal plane tilt cannot be actively controlled. During the commissioning phase, it has been compensated with mechanical interventions [28].

5. SYSTEM ARCHITECTURE

The VST active optics system is based on wavefront sensing and correcting devices, which are actuators for modifying the shape of the primary mirror and for the positioning of the secondary mirror. There are two wavefront sensors, one in the telescope and another in the camera. The one in the telescope is a Shack–Hartmann sensor installed on a probe system, which can be positioned anywhere in the field, using a (ρ, θ) motorized probe. Nevertheless, as the probe causes vignetting and its physical movement adds an overhead to operations, the sensor usually used is the one in the camera. It is based on the curvature principle and has neither moving parts nor vignetting problems. Nonetheless, the Shack–Hartmann sensor has been extremely useful during the telescope commissioning when the camera was not yet available, and its results have been used to calibrate the curvature sensor.

The actuation system is composed of a hexapod, which moves the secondary mirror, and four rings of force actuators supporting the primary mirror, which is also protected by a safety system [37] from possible damages caused by earthquakes. The commands to the actuators can come from an online computation of corrections coming from the wavefront sensor, or from the interpolation of lookup tables containing calibrated values depending on zenith angle and temperature.

6. PRIMARY MIRROR SUPPORT AND CORRECTION SYSTEM

The axial system supports the component of the weight of the mirror along the optical axis, depending on the zenith angle. It corrects the aberrations by tuning the optical surface with a pattern of active forces whose resultant is ideally zero. The nonzero resultant, caused by small inaccuracies in actuator settings, is taken by the hard points.

The support geometry is the result of an optimization problem. The minimization of the rms deformation σ_w of the mirror surface, when the mirror rests on concentric rings at zenith, was chosen as the criterion. Compared with the alternative minimization of the rms of the slope error, it allowed for a more uniform load density on the rings. Two options with three and four rings were considered. The one with four rings required smaller correction forces and gave more freedom for the aberration corrections, although the implementation of the four-ring solution was more expensive and complex. The optimization was done considering the two options of mirror full aperture and clear aperture. The minimum rms was almost identical. However, the ring radii obtained with the optimization across the full aperture was chosen, since the rings were more evenly spaced.

Figure 12 shows the result of the optimization problem for a four-rings continuous support over the full aperture. The X-axis is the normalized radius from the inner to the outer

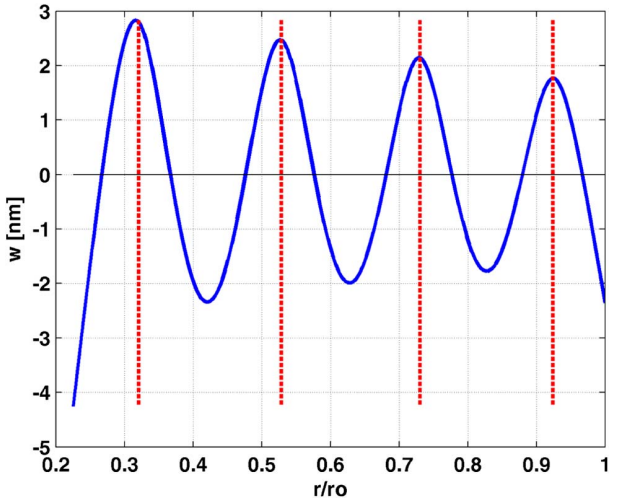


Fig. 12. Wavefront error caused by the deformation of the mirror surface on a four continuous rings support. The dashed vertical bars represent the rings radii.

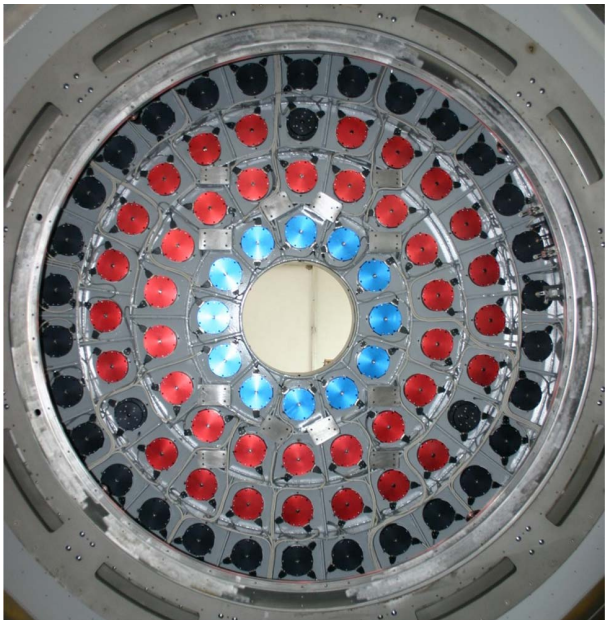


Fig. 13. Primary mirror axial supports (backside).

radius, the Y-axis represents the wavefront error generated by the deformation of the mirror surface. The vertical bars represent the radial positions of the rings.

The radii and the fractions of the weight supported by the four rings are listed in Table 4.

The number of supports for each ring was chosen such that the azimuthal distances between the supports are similar to the radial ones. These numbers are always multiples of 3, so the whole system has a threefold symmetry. There are 84 supports (81 actuators and three hard points) in all, distributed on four rings with 12, 18, 24, 30 supports (Fig. 13).

Three hard points are placed on the third ring at 120°, defining the plane of the mirror. The mirror plane can be adjusted for alignment purposes by acting on their heights, which are controlled by a motorized system. The stiffness of the hard points is 1 order of magnitude greater than the stiffness of the actuators.

The force delivered by the supports is transmitted to the mirror by means of push-only connections. For mirror safety reasons, the maximum force is limited by electromechanical protections and by software. More details on actuators and the electromechanics design are given in [38].

The calibration forces for the correction of the aberration modes have been computed solving an optimization problem, where the objective parameter to minimize was the difference between the rms values of the desired deformation and the one generated by the support forces. For rotational symmetries $n > 1$, this method led to a system of four linear equations in four unknowns (the calibration forces at the four radii). For rotational symmetries $n = 0$ and $n = 1$ the condition of equilibrium of forces and equilibrium of moments, respectively, were also imposed using the Lagrange multiplier method, leading to a system of five linear equations in five unknowns.

The results are summarized in Table 5, which shows the forces for the correction of 10 nm of the aberration modes corrected during normal operations.

Notably, the $e_{0,2}$ mode needs the largest forces, thus the wavefront correction budget is smaller for this mode. However, the bulk of aberrations generated by the primary mirror is astigmatism or $e_{2,1}$ in terms of elastic modes; Table 5 shows that $e_{2,1}$ can be corrected with much smaller forces than any other mode.

Further details for the analytical expressions for the elastic modes and the computation of the calibration forces in the VST case are discussed in [39].

The lateral system supports the component of the weight of the mirror perpendicular to the optical and altitude axes. It is based on 24 astatic lever supports and three lateral fixed points defining the position of the mirror in its plane. The lateral forces are distributed according to the Schwesinger [40] theory. For practical reasons the forces are applied at the center of the outer rim, which is not in the plane containing the center of gravity of the curved mirror. Therefore, the lateral forces must

Table 4. Axial Support Geometry

Ring	Norm. Radius	Weight Fraction
1	0.3217	0.134410
2	0.5298	0.228627
3	0.7310	0.304733
4	0.9246	0.332230

Table 5. Calibration Forces [N] Corresponding to 10 nm Aberration Coefficients

Elastic Mode (sym, ord)	Ring1	Ring2	Ring3	Ring4
$e_{0,2}$	6.77	−3.94	−4.36	3.14
$e_{2,1}$	0.02	0.05	0.08	0.11
$e_{3,1}$	0.05	0.21	0.44	0.67
$e_{4,1}$	0.05	0.48	1.22	2.18

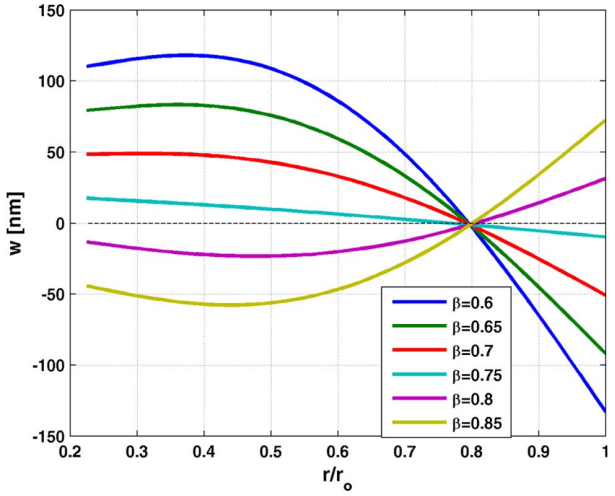


Fig. 14. Radial wavefront aberrations for different ratios β values of the total lateral weight supported by tangential forces.

also have Z-components (i.e., orthogonal to the mirror plane), which balance the moment created because the mirror is not laterally supported under its center of gravity.

Figure 14 shows the radial functions of the wavefront aberrations generated by the lateral support for various values of the force ratio β between the weight that is tangentially supported and the total weight. The system has been designed with $\beta = 0.75$, i.e., 75% of the lateral weight is supported tangentially and 25% radially. The directions of forces in the XY-plane are shown in Fig. 15.

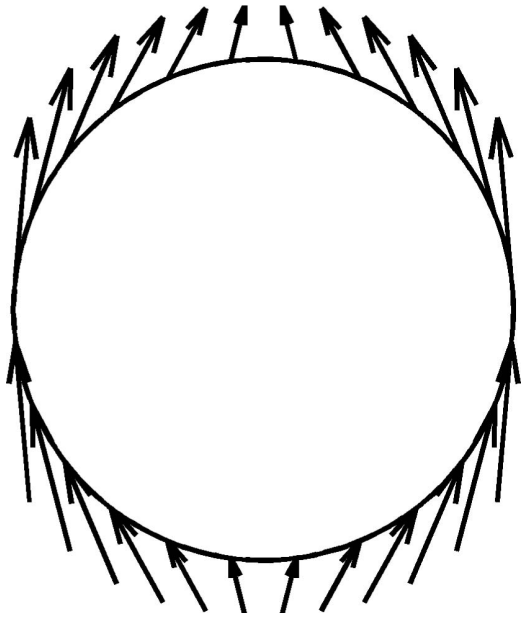


Fig. 15. Components of the lateral forces in the XY-plane for $\beta = 0.75$.

A. Operational Aspects

When the telescope tube is inclined toward the horizon, the passive axial forces are not adjusted automatically as in the lateral support system using astatic levers.

Thus, the rotation of altitude would continuously create an incorrect load on the three axial hard points, causing an increasing amount of trefoil aberration, combined with a small defocus. The defocus is generated by a deformation of the mirror as well as by an axial shift due to the finite, although high, stiffness of the hard points. During tracking, this potential effect is counterbalanced by the control system through the implementation of a background task (Fig. 16), which periodically regulates the load on the three hard points. Actually, as the hard points are not force-controlled, this operation is done indirectly, slightly loading or unloading the 81 active supports through a differential correction. Although this correction is activated only during tracking, the telescope can safely rotate without the activation of this background task in any other case, e.g., for maintenance.

The background task loops continuously, with a configurable period. Nevertheless, the correction is physically performed only if the load error on the hard points is greater than a threshold $F_{\text{th}} = 3$ Kg.

This threshold comes from a tradeoff: it shall be small enough in order to allow the introduction of only negligible errors, but not too small to avoid false corrections due to inaccuracies in the measurement of loads of the axial fixed points. These measurements are less precise since the load cells on the fixed point must be able to measure 10 times larger forces than the load cells on the other 81 supports.

Roughly, the threshold value $F_{\text{th}} = 3$ Kg corresponds to an average error of 1 Kg on each of the three hard points, which causes a defocus with a coefficient $c_{\text{def}} = 37$ nm and a negligible trefoil, both within the measurement noise.

When the zenith angle is large, the correction is triggered more frequently. This depends on the rate of change of the axial weight, which is a function of $\sin(\phi_{\text{ALT}})$. For a delta variation of altitude angle, the variation of the axial weight is

$$\Delta W = W[\sin(\phi_{\text{ALT}}) - \sin(\phi_{\text{ALT}} - \delta)]. \quad (5)$$

The background task runs every 10 s. With this frequency and at the maximum altitude velocity of $v = 13''/\text{s}$, the maximum altitude variation is $\delta_{10} = 0.036°$. The maximum variation of the axial weight in 10 s would occur at the lowest limit of the altitude range, i.e., at ALT $= 20°$. Under the most unfavorable conditions, the maximum variation of axial weight would then be $\Delta W_{\text{max}} = 1.1$ Kg, well below F_{th}. Thus, in all conditions the background loop corrects the error immediately after it reaches the threshold, and the maximum error in terms of trefoil and defocus is always negligible.

The background correction forces are uniformly shared between the supports, i.e., all the supports on the same ring receive an identical differential correction, with a fraction according to the nominal distribution of forces on the four rings (Table 4). Thus, in practice no aberrations other than trefoil and defocus are altered by these small adjustments.

A semaphore provided by the V×Works operating system prevents the overlap between the background task adjustments and the normal active optics corrections.

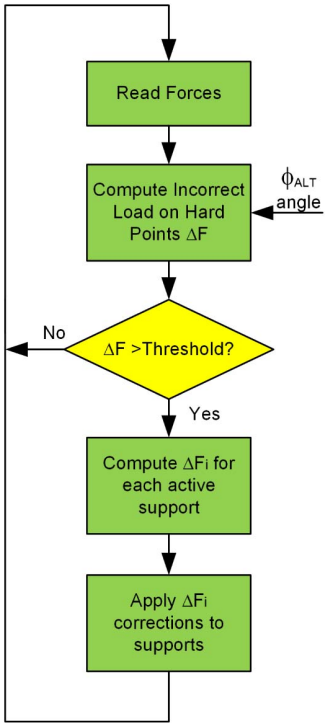


Fig. 16. Algorithm for passive force adjustments.

Further details on the primary mirror control software are given in [41].

7. SECONDARY MIRROR CORRECTION SYSTEM

The secondary mirror is actively controlled in order to correct defocus, coma, and linear astigmatism. The relevant parameters for the VST and the correction device are discussed hereafter.

A. Corrections

1. Defocus

The despace of mirrors causes a proportional amount of defocus. The relation between the coefficient of r^2 defocus c_{def} measured by the wavefront sensor and the axial displacement Δz is

$$\Delta z = \eta_{\text{def}} c_{\text{def}}, \tag{6}$$

where $\eta_{\text{def}} = -27.2$ (dimensionless) is computed with ray-tracing.

2. Coma

The coma might be compensated through a simple tilt of the secondary mirror around the pole, or a decenter. However, both kinds of motions would change the pointing of the telescope. On the contrary, a rotation around the center of curvature of the mirror allows for a coma correction that does not move the image and is suitable for active corrections in closed loop. The decenter δ and rotation α are proportional according to Eq. (7), where f'_2 is the focal length of the secondary mirror:

$$\alpha = -\frac{\delta}{2f'_2}. \tag{7}$$

Consequently, the coma correction is described by a single parameter $\eta_{\text{coma}} = -247.4$ (dimensionless):

$$c_{\text{coma}} = \frac{\delta}{\eta_{\text{coma}}}. \tag{8}$$

3. Linear Astigmatism

The correction of linear astigmatism assumes that coma has already been removed, i.e., it starts from a zero-coma condition. It is implemented by a rotation of the secondary mirror around the neutral point, which is by definition the pivot point along the optical axis around which the mirror can rotate without introducing coma. The neutral point position $z_{\text{cfp}} = 1073.8$ mm is calculated by imposing that the coma contributions from a lateral decenter δ and a rotation $\alpha = -\delta/z_{\text{cfp}}$ cancel each other out.

B. Correcting Device

The secondary mirror is assumed stiff, thus only its rigid body motions are controlled. It is supported by a passive astatic lever system based on the designs of the NTT and the TNG, both of them using counterweights. It supports the weight of the mirror, self-adjusting the force components acting on the mirror when the altitude angle changes. The mirror is positioned by a hexapod device (Fig. 17), i.e., a parallel robot also known as 6-6 Stewart platform. A fixed platform attached to the telescope is connected to a moving platform, which supports the mirror through six linear actuators with submicrometer accuracy. The mechanics of the VST device is a replica of the TNG implementation, while the control system is totally different and improved. The solutions for inverse and forward kinematics are described in detail in [42]. Further details on the hexapod and its performance are discussed in [43].

8. WAVEFRONT SENSING

A. OmegaCAM Sensor

During operation, the measurement of the wavefront aberrations can continuously be done by using the OmegaCAM curvature-sensing [44,45] system.

It consists of two CCDs at the edge of the field, taking exposures of a few seconds. By mounting one of them intrafocal and the other one extrafocal, they generate defocused star images, resembling donuts. The aberration coefficients are estimated by a fit of combinations of suitable basis function both to the edge shapes of the images as well as to the intensities inside the images. These basis functions correspond to a set of telescope aberrations that generate distinguishable changes in the pairs of images (Fig. 18).

Although the system has been working reliably since the start of telescope operations, the donuts algorithm [46] has been further developed to take into account seeing effects and to enable an additional closed-loop correction of linear astigmatism.

B. Shack–Hartmann

As explained in Section 5, during normal operations the wavefront sensing is done by the camera, but for several reasons a Shack–Hartmann sensor is also available. According to the principle of Shack–Hartmann, a matrix of star spots is formed



Fig. 17. The VST hexapod.

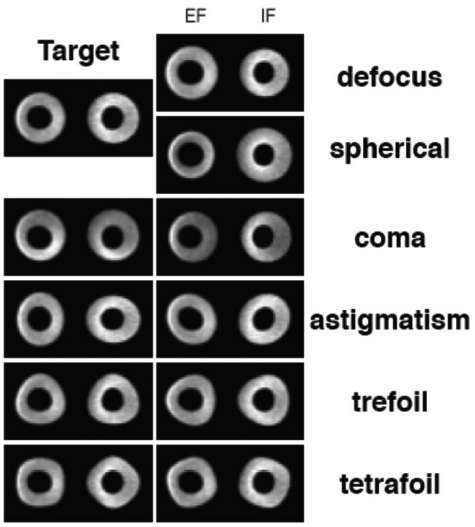


Fig. 18. Basis functions for donuts analysis.

on a technical CCD (Fig. 19) and compared by software with a reference matrix recorded using an artificial reference light. Afterward, the differences are used by the telescope control software to compute the coefficients of the aberration modes. As the displacements of the spots from the reference positions are proportional to the wavefront slopes, two alternatives have been considered to reconstruct the wavefront: the direct fit of the wavefront slopes to aberration coefficients, or the integration of the slopes to reconstruct the wavefront, followed by the fit of the aberration functions to the wavefront. We chose the first option to fit directly the derivatives of the modes to the slopes, because the limited number of spots in our system, due also to a considerable obscuration, would have caused inaccuracies in the integration of the slopes along rows and columns with just few spots.

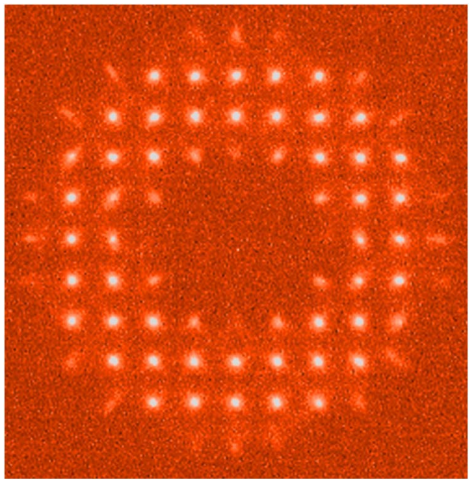


Fig. 19. One of the first VST Shack–Hartmann frames, taken at the beginning of the commissioning phase.

During commissioning, we discovered that the wavefront sensor system itself was affected by a nonnegligible amount of static aberrations. Therefore, although the active optics loop converged to small aberration coefficients after a few iterations, the telescope was still not in a well-corrected state. An attractively easy method was implemented to measure and remove these static aberrations just by software, with no hardware intervention [47]. Indeed, it would be worth implementing a similar analysis in any similar active optics system, as the static aberrations are never rigorously zero.

9. STATUS AND OUTLOOK

The active optics system of the VST has been working reliably since the start of the commissioning at the beginning of 2011, in particular the primary mirror system, deemed the most critical item during the construction phase because of its poor accessibility and its delicate task. The secondary mirror support was affected by a few sporadic failures, which were fixed by the ESO Paranal engineering staff. The wavefront sensing will be further upgraded, on the one hand by upgrading the donuts algorithm and on the other hand by introducing new techniques for wavefront measurements in wide-field telescopes, based on the direct use of scientific images.

REFERENCES

1. R. N. Wilson, "The history and development of the ESO active optics system," The Messenger **113**, 2–9 (2003).

2. L. Noethe, "Active optics in modern, large optical telescopes," Prog. Opt. **43**, 3–69 (2002).
3. L. Noethe and R. Wilson, "Active thin-mirror telescopes," in *Planets, Stars and Stellar Systems, Volume 1: Telescope and Instrumentation* (Springer-Verlag, 2013), pp. 185–239.
4. R. N. Wilson, F. Franza, and L. Noethe, "Active optics I: a system for optimizing the optical quality and reducing the costs of large telescopes," J. Mod. Opt. **34**, 485–509 (1987).
5. L. Noethe, F. Franza, P. Giordano, R. N. Wilson, O. Citterio, G. Conti, and E. Mattaini, "Active optics II: results of an experiment with a thin 1-m test mirror," J. Mod. Opt. **35**, 1427–1457 (1988).
6. R. N. Wilson, F. Franza, P. Giordano, L. Noethe, and M. Tarenghi, "Active optics III: final results with the 1 m test mirror and NTT 3.56 m primary in the workshop," J. Mod. Opt. **36**, 1415–1425 (1989).
7. R. N. Wilson, F. Franza, L. Noethe, and G. Andreoni, "Active optics IV: set-up and performance of the optics of the ESO New Technology Telescope (NTT) in the observatory," J. Mod. Opt. **38**, 219–243 (1991).
8. L. Noethe, G. Andreoni, F. Franza, P. Giordano, F. Merkle, and R. N. Wilson, "Latest development of active optics of the ESO NTT and implications for the ESO VLT," Proc. SPIE **1542**, 293–296 (1991).
9. S. Guisard, L. Noethe, and J. Spyromilio, "Performance of active optics at the VLT," Proc. SPIE **4003**, 154–164 (2000).
10. S. Guisard, L. Noethe, J. Spyromilio, and F. Delgado, "Performance and improvements of active optics at the Very Large Telescope," Proc. SPIE **4837**, 637–648 (2003).
11. S. Stanghellini, P. Legrand, A. Baty, and T. Hovsepian, "Design and construction of the VLT primary mirror cell," Proc. SPIE **2871**, 314–325 (1998).
12. L. Stepp, E. Huang, and M. Cho, "Gemini primary mirror support system," Proc. SPIE **2199**, 223–238 (1994).
13. M. Iye and K. Kodaira, "Primary mirror support system for the SUBARU telescope," Proc. SPIE **2199**, 762–772 (1994).
14. F. Bortoletto, D. Fantinel, R. Ragazzoni, C. Bonoli, and M. D'Alessandro, "Active optics handling inside Galileo telescope," Proc. SPIE **2199**, 212–222 (1994).
15. V. Krabbendam, G. Ruthven, V. Bennett, J. P. Blackburn, C. Cox, C. Keung, T. Facey, M. Furber, C. Neufeld, R. Rockwell, A. Sarnik, and J. Stein, "Active optical system design for the 4.2 m SOAR telescope," Proc. SPIE **4003**, 122–135 (2000).
16. R. Bennet and F. Baine, "Active mirror support using pneumatic actuators," Proc. SPIE **5497**, 91–102 (2004).
17. B. Smith, T. Chylek, B. Cuerden, B. DeGroff, P. J. Lotz, and A. Venetiou, "The active optics system for the Discovery Channel Telescope," Proc. SPIE **7739**, 77391T (2010).
18. N. Roddier, D. Blanco, L. Goble, and C. Roddier, "The WIYN telescope active optics system," Proc. SPIE **2479**, 364–376 (1995).
19. H. M. Martin, S. P. Callahan, B. Cuerden, W. B. Davison, S. T. DeRigne, L. R. Dettmann, G. Parodi, T. J. Trebisky, S. C. West, and J. T. Williams, "Active supports and force optimization for the MMT primary mirror," Proc. SPIE **3352**, 412–423 (1998).
20. P. L. Schechter, G. Burley, C. Hull, M. Johns, B. Martin, S. Schaller, S. A. Shectman, and S. C. West, "Active optics on the Baade 6.5-m (Magellan I) telescope," Proc. SPIE **4837**, 619–627 (2003).
21. H. M. Martin, B. Cuerden, L. R. Dettmann, and J. M. Hill, "Active optics and force optimization for the first 8.4 m LBT mirror," Proc. SPIE **5489**, 826–837 (2004).
22. R. C. Jared, A. A. Arthur, S. Andreae, A. Biocca, R. W. Cohen, J. M. Fuertes, J. Franck, G. Gabor, J. Liacer, T. Mast, J. Meng, T. Merrick, R. Minor, J. Nelson, M. Orayani, P. Salz, B. Schaefer, and C. Witebsky, "The W.M. Keck telescope segmented primary mirror active control system," Proc. SPIE **1236**, 996–1008 (1994).
23. B. Lefort and J. Castro, "The GTC primary mirror control system," Proc. SPIE **7019**, 70190I (2008).
24. D. Neill, G. Angeli, C. Claver, E. Hileman, J. DeVries, J. Sebag, and B. Xin, "Overview of the LSST active optics system," Proc. SPIE **9150**, 91500G (2014).
25. P. Schipani and the VST Team, "The VLT Survey Telescope: what stands behind the surveys," Astrophys. Space Sci. Proc. (in press).
26. K. Kuijken, "OmegaCAM: ESO's newest imager," The Messenger **146**, 8–11 (2011).
27. M. Capaccioli and P. Schipani, "The VLT Survey Telescope opens to the sky: history of a commissioning," The Messenger **146**, 2–6 (2011).
28. P. Schipani, L. Noethe, K. Kuijken, C. Arcidiacono, J. Argomedo, M. Dall'Ora, S. D'Orsi, J. Farinato, D. Magrin, L. Marty, R. Ragazzoni, and G. Umbriaco, "The VST alignment: strategy and results," Proc. SPIE **8444**, 844456 (2012).
29. L. Noethe, P. Schipani, R. Holzlöhner, and A. Rakich, "A method for the use of ellipticities and spot diameters for the measurement of aberrations in wide-field telescopes," Adv. Opt. Technol. **3**, 315–334 (2014).
30. L. Noethe, "Use of minimum energy modes for modal-active optics corrections of thin meniscus mirrors," J. Mod. Opt. **38**, 1043–1066 (1991).
31. R. Holzlöhner, A. Rakich, L. Noethe, K. Kuijken, and P. Schipani, "Fast active optics control of wide-field telescopes based on science image analysis," Proc. SPIE **9151**, 915112I (2014).
32. R. Shack and K. Thompson, "Influence of alignment errors of a telescope system on its aberration field," Proc. SPIE **251**, 146–153 (1980).
33. T. Schmid, J. Rolland, A. Rakich, and K. Thompson, "Separation of the effects of astigmatic figure error from misalignments using Nodal Aberration Theory (NAT)," Opt. Express **18**, 17433–17447 (2010).
34. T. Schmid, K. Thompson, and J. Rolland, "Misalignment induced nodal aberration fields in two-mirror astronomical telescopes," Appl. Opt. **49**, D131–D144 (2010).
35. T. Schmid, K. Thompson, and J. Rolland, "A unique astigmatic nodal property in misaligned Ritchey-Chrétien telescopes with misalignment coma removed," Opt. Express **18**, 5282–5288 (2010).
36. P. Schechter and R. Levinson, "Generic misalignment aberration patterns in wide-field telescopes," Publ. Astron. Soc. Pac. **123**, 812–832 (2011).
37. F. Perrotta and P. Schipani, "A simulation model for a telescope earthquake analysis: the VST primary mirror safety system," Exp. Astron. **29**, 189–206 (2011).
38. P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, L. Ferragina, L. Marty, C. Molfese, and F. Perrotta, "Active optics primary mirror support system for the 2.6 m VST telescope," Appl. Opt. **49**, 1234–1241 (2010).
39. P. Schipani, F. Perrotta, and L. Marty, "Active optics correction forces for the VST 2.6 m primary mirror," Proc. SPIE **6273**, 62733A (2006).
40. G. Schwesinger, "Lateral support of very large telescope mirrors by edge forces only," J. Mod. Opt. **38**, 1507–1516 (1991).
41. P. Schipani, L. Marty, F. Perrotta, D. Magrin, and S. D'Orsi, "The primary mirror system control software for the VST," Proc. SPIE **7740**, 774037 (2010).
42. P. Schipani and L. Marty, "Stewart platform kinematics and secondary mirror aberration control," Proc. SPIE **6273**, 62733B (2006).
43. P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, and L. Marty, "Active optics control of the VST telescope secondary mirror," Appl. Opt. **49**, 3199–3207 (2010).
44. F. Roddier, "Curvature sensing and compensation: a new concept in adaptive optics," Appl. Opt. **27**, 1223–1225 (1988).
45. C. Roddier and F. Roddier, "Wavefront reconstruction from defocused images and the testing of ground-based optical telescopes," J. Opt. Soc. Am. A **10**, 2277–2287 (1993).
46. K. Kuijken, A. Baruffolo, P. Bagnara, and C. Magagna, "The OmegaCAM real-time image analysis system," Proc. SPIE **5492**, 494–499 (2004).
47. P. Schipani, L. Noethe, C. Arcidiacono, J. Argomedo, M. Dall'Ora, S. D'Orsi, J. Farinato, D. Magrin, L. Marty, R. Ragazzoni, and G. Umbriaco, "Removing static aberrations from the active optics system of a wide-field telescope," J. Opt. Soc. Am. A **29**, 1359–1366 (2012).

Removing static aberrations from the active optics system of a wide-field telescope

Pietro Schipani,[1,*] Lothar Noethe,[2] Carmelo Arcidiacono,[3,4] Javier Argomedo,[2] Massimo Dall'Ora,[1] Sergio D'Orsi,[1] Jacopo Farinato,[5] Demetrio Magrin,[5] Laurent Marty,[1] Roberto Ragazzoni,[5] and Gabriele Umbriaco[6]

[1]*Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Salita Moiariello 16, I-80131 Naples, Italy*
[2]*European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str.2, D-85748 Garching bei München, Germany*
[3]*Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, I-50125 Florence, Italy*
[4]*Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Bologna, Via Ranzani 1, I-40127 Bologna, Italy*
[5]*Istituto Nazionale di Astrofisica—Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padua, Italy*
[6]*University of Padua, Vicolo dell'Osservatorio 3, I-35122 Padua, Italy*
**Corresponding author: pietro.schipani@oacn.inaf.it*

Received February 22, 2012; revised April 28, 2012; accepted May 17, 2012;
posted May 18, 2012 (Doc. ID 163287); published June 21, 2012

The wavefront sensor in active and adaptive telescopes is usually not in the optical path toward the scientific detector. It may generate additional wavefront aberrations, which have to be separated from the errors due to the telescope optics. The aberrations that are not rotationally symmetric can be disentangled from the telescope aberrations by a series of measurements taken in the center of the field, with the wavefront sensor at different orientation angles with respect to the focal plane. This method has been applied at the VLT Survey Telescope on the ESO Paranal observatory. © 2012 Optical Society of America

OCIS codes: 220.1000, 220.1080, 350.1260, 350.1270, 110.1080, 110.6770.

1. INTRODUCTION

Active optics [1,2] is a technique to keep the optics of the telescope close to its prescription also during operation, which requires the correction of slowly varying wavefront errors that are generated by variations of the temperature and the inclination of the telescope tube, as well as temporally constant errors. The corrections can be done in closed-loop control, which requires a wavefront analyzer and correcting devices. The latter usually consist of actuators for modifying the shape of the primary mirror and for the positioning of the secondary mirror.

The first telescope with an integrated active optics system was the New Technology Telescope (NTT) of the European Southern Observatory (ESO) [3], a 3.5 m Ritchey–Chrétien telescope. Afterward, the same concept has been adopted for other telescopes with large mirrors. Depending on the type of the primary mirror, active optics requires different correction devices. The shape of thin, monolithic mirrors is controlled by modifying the support forces [4–8], whereas segmented mirrors are primarily controlled by changing the rigid-body positions of the segments [9,10].

An ideal telescope equipped with active optics can readily achieve a seeing limited performance, which requires that the wavefront errors generated by the telescope are negligible compared with the errors generated by the atmosphere. Quantitatively, this means the full width at half maximum (FWHM) of star spots in the images should be ideally the same as the one measured by seeing monitors (e.g. [11]). At the best sites for optical astronomy this so-called seeing can be well below 1 arc sec.

The wavefront sensor, which is most commonly a Shack–Hartmann device, is clearly a critical subsystem, because any feedback error directly affects the telescope performance. In most active telescopes, the light is directed to the wavefront sensor detectors by additional mirrors and lenses, which are not in the optical path toward the scientific detector. These additional optical devices can produce wavefront errors that are not affecting the wavefront at the scientific detector. Such static errors have been studied, for instance, in [12] or in [13] for adaptive optics systems.

The following sections present the application of a technique for the measurement of noncommon path aberrations at the VLT Survey Telescope (VST) [14], a 2.6 m survey telescope on the ESO observatory on Cerro Paranal (Chile), currently the largest operating telescope specially designed for surveying the sky in visible light.

This article is structured as follows. Section 2 provides an overview of the telescope. Section 3 discusses the field aberrations of its specific optical system. Section 4 describes the strategy that has been followed for the alignment. Section 5 proposes a method for the determination of static aberrations introduced by a wavefront sensor in an active optics system, based on measurements in the field center. Sections 6 and 7 present the results of the application of this method to the VST. Section 8 concludes the paper.

2. TELESCOPE OVERVIEW

The VST (Fig. 1) is an optical $F/5.5$ telescope with an alt-azimuth mount. Its optics includes a field corrector that is required to deliver a good optical quality over a wide field of view of $1° \times 1°$. The telescope is equipped with an active optics system using a Shack–Hartmann wavefront sensor.

 © 2012 Optical Society of America

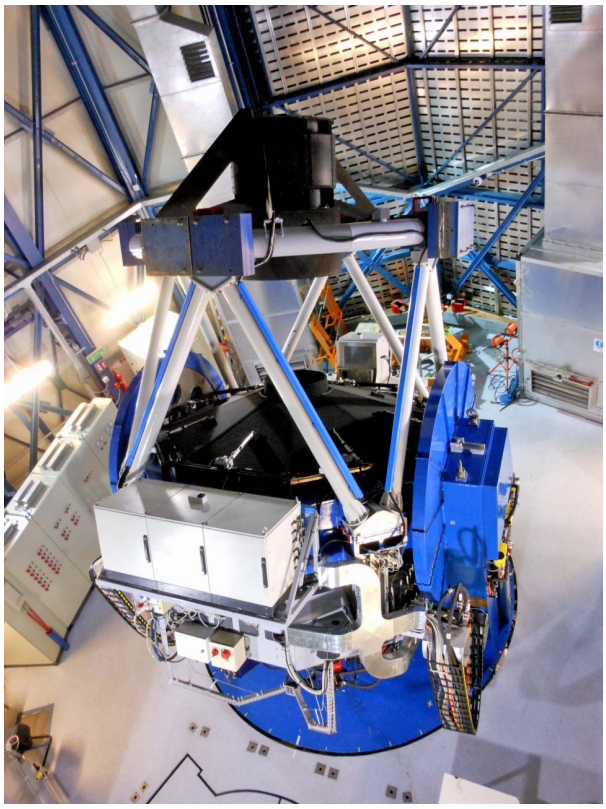


Fig. 1. (Color online) VST at Paranal observatory.

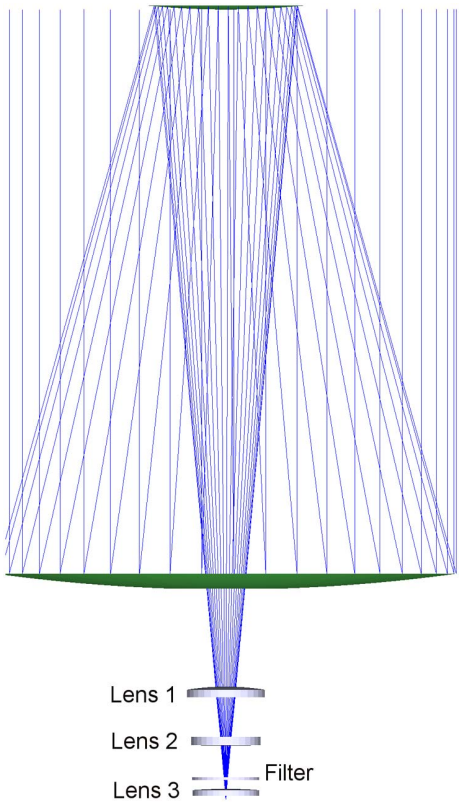


Fig. 2. (Color online) Optical layout.

The field corrector is composed of three lenses, two hosted in the telescope and one within the camera; the overall optical layout is shown in Fig. 2. The primary mirror is a concave 2.6 m hyperbolic meniscus, axially supported by 84 active supports located on four rings and laterally supported by passive astatic levers [15]. It can be tilted for alignment purposes by modifying the positions of three fixed points on the third ring at angles of 120°. The rigid-body position of the convex hyperbolic secondary mirror can be controlled by a hexapod in 5 degrees of freedom [16]. Strictly speaking, the VST does not belong to any classical category of telescopes (e.g., Cassegrain, Ritchey–Chretien): the combination of mirrors and lenses has been designed in order to minimize the wavefront error across the whole field of view. One consequence is the unusual dependencies of the small field aberrations on the field radius (see Section 3).

The 268 Mpix OmegaCAM camera [17] with a pixel scale of 0.21″/pixel and a pixel size of 15 μm is the only focal plane instrument. It is composed of a mosaic of 32 $2K \times 4K$ scientific CCDs arranged in an 8×4 matrix. The camera provides an alternative curvature wavefront sensor and a guiding system based on four additional CCDs at the outer edge of the mosaic. Further details on VST subsystems are discussed in [18–26].

3. FIELD ABERRATIONS OF THE OPTICAL SYSTEM

A small amount of field aberrations is inherent in the VST optical design: these effects cannot be corrected by the active optics and have to be subtracted from the measured wavefront errors. In traditional two mirror telescopes, the lowest field aberrations have simple dependencies on the radial field coordinate θ and angular field coordinate φ. For example, in a perfectly aligned Cassegrain telescope, which is corrected for spherical aberration, the dominant field aberrations are field curvature, third-order coma, and third-order astigmatism. Using the Zemax TM numbering of Zernike standard modes, the dependencies on φ and, to the lowest order on θ, are given by

$$Z_4 = c_{\mathrm{curv}} \vartheta^2, \tag{1}$$

$$\begin{aligned} Z_7 &= c_{\mathrm{coma}} \vartheta \sin(\varphi) \\ Z_8 &= c_{\mathrm{coma}} \vartheta \cos(\varphi), \end{aligned} \tag{2}$$

$$\begin{aligned} Z_5 &= c_{\mathrm{ast}} \vartheta^2 \sin(2\varphi) \\ Z_6 &= c_{\mathrm{ast}} \vartheta^2 \cos(2\varphi). \end{aligned} \tag{3}$$

The constants c_{curv}, c_{coma}, c_{ast} depend on the optical design.

In aplanatic Ritchey–Chretien telescopes, in addition, the field coma is corrected. Apart from field curvature, the dominant field aberration is then third-order astigmatism, described by Eq. (3).

However, the VST does not belong to these categories. Spherical aberration is corrected in the field, but the dependencies of the dominant field aberrations curvature, third-order coma and third-order astigmatism are more complicated. Thus, θ and θ^2 in Eqs. (1)–(3) have to be replaced by general functions $f(\theta)$. For the VST these have been computed by interpolating ray-tracing data and approximated as polynomials in θ.

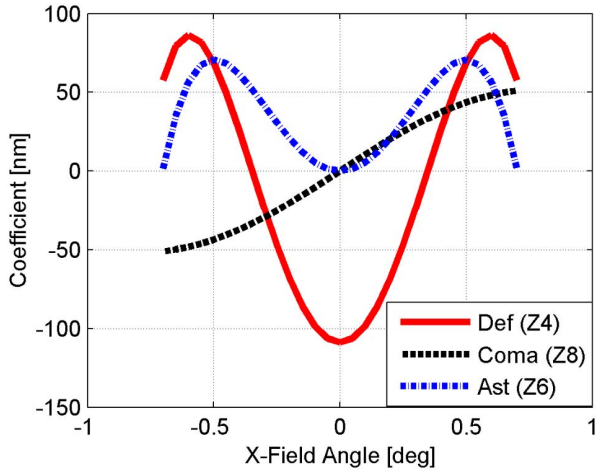


Fig. 3. (Color online) Field aberrations in case of perfect alignment. Only cosine components of Zernike standard polynomials are shown for coma and astigmatism.

Figure 3 shows the dependencies of defocus (Z_4) and the cosine components of third-order coma (Z_8) and third-order astigmatism (Z_6) on the radial field coordinate θ. They strongly deviate from the classical linear (coma) and quadratic (defocus, astigmatism) dependencies. As expected, the next order of field dependence is cubic for coma and field quartic for focus and astigmatism, i.e., the functions can be described by

$$Z_4 = c_{3\mathrm{curv}}\vartheta^2 + c_{5\mathrm{curv}}\vartheta^4, \tag{4}$$

$$\begin{aligned} Z_7 &= \left(c_{3\mathrm{coma}}\vartheta + c_{5\mathrm{coma}}\vartheta^3\right)\sin(\varphi) \\ Z_8 &= \left(c_{3\mathrm{coma}}\vartheta + c_{5\mathrm{coma}}\vartheta^3\right)\cos(\varphi), \end{aligned} \tag{5}$$

$$\begin{aligned} Z_5 &= \left(c_{3\mathrm{ast}}\vartheta^2 + c_{5\mathrm{ast}}\vartheta^4\right)\sin(2\varphi) \\ Z_6 &= \left(c_{3\mathrm{ast}}\vartheta^2 + c_{5\mathrm{ast}}\vartheta^4\right)\cos(2\varphi). \end{aligned} \tag{6}$$

The variations in field curvature correspond to peak-to-peak secondary mirror displacement along the optical axis of about 20 μm. Focus is not designed to vanish in the center of the field, because the borders of the image would then be significantly blurred. The best compromise for a good image quality in such a wide field of view is achieved with a best focus at about mid-field, as shown in Fig. 3.

4. ALIGNMENT

The survey telescopes have a wide field of view and consequently tighter requirements for the alignment: a certain amount of misalignment can be negligible in traditional instruments with fields of few arc minutes but unacceptable when the field is one order of magnitude larger. A basic theory for field aberrations in misaligned systems has been developed by Shack and Thompson [27] and applied to the alignment of the Mt. Hopkins 1.2 m telescope by McLeod [28]. The theory and practice of the alignment for ESO telescopes with normal field of views like the NTT and the VLT is described in [29–32]. The knowledge of field aberrations for alignment discussed in [33] is also attractive for wide field telescopes, where the astigmatism due to misalignment is large on the edge of the field, and therefore easily measurable and comparable with theory, e.g., in VISTA [34]. The differences between astigmatic figure errors and astigmatism induced by misalignment are also extensively discussed in [35–37]. The essential concepts and the strategy that has been followed for the VST are summarized below.

A. Coma

Constant coma is usually present in the whole field when the axes of the optical elements are misaligned with respect to each other. However, since a rotation and a lateral shift of an optical element can generate coma with opposite signs, the constant coma can be eliminated by an appropriate rotation of one of the elements around a specific point. In two-mirror telescopes this is done by a rotation of the secondary mirror around its center of curvature, since this does not change the pointing of the telescope. After the correction of coma, the axes of the primary and secondary mirror intersect in the so-called coma-free point.

B. Off-Axis Astigmatism

Nevertheless, the absence of coma in two-mirror telescopes does not guarantee that the primary and secondary mirror axes are perfectly coincident, as it is desired for an ideal alignment. If the axes are not congruent, the telescope is still affected by additional field astigmatism with a linear dependence on the field radius θ. A comparison of Fig. 4 with Fig. 3 (note the different scales in the two figures) shows the computed changes of the field dependences for defocus and third-order astigmatism for a 255 arc sec tilt of the secondary mirror of the VST around the coma-free point. Since this tilt is about the same as the largest tilt around the coma-free point corrected during the telescope alignment, Fig. 4 represents the field aberrations prior to the alignment. Contrary to defocus and astigmatism, third-order coma is, as expected, not affected by a rotation around the coma-free point. The effect of a misalignment-induced astigmatism on the image is well described by Fig. 5: the orientation of the image ellipticity follows a $\theta/2$ dependence.

Such misalignment conditions cannot be detected by a single measurement with a single wavefront sensor in some

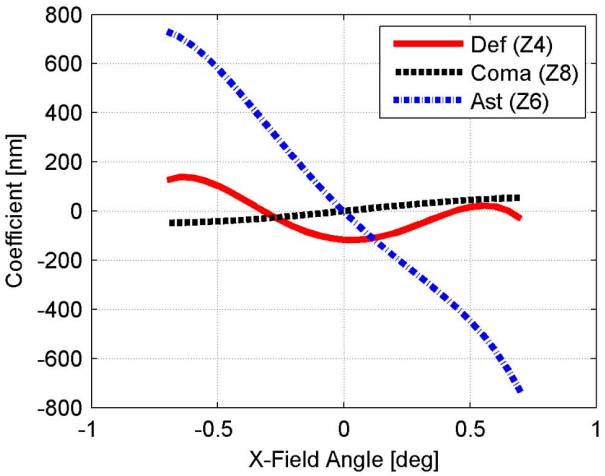


Fig. 4. (Color online) Field aberrations in case of a 255 arc sec rotation in the coma-free point reference system. Only cosine components of Zernike standard polynomials are shown for coma and astigmatism.

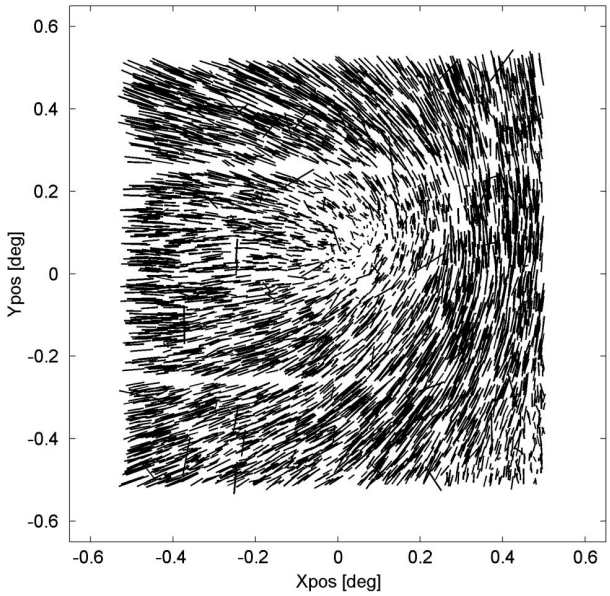


Fig. 5. Pattern of ellipticities caused by misalignment induced astigmatism (real data).

location in the field, since the wavefront sensor cannot distinguish between a contribution to third-order astigmatism generated by a misalignment and a contribution generated by a deformation of the primary mirror. Disentangling the contributions is only possible with either simultaneous measurements by at least two wavefront sensors in different field locations or at least two measurements with one wavefront sensor at different field locations. For more details on this subject see [36].

C. Alignment Driven by Field Astigmatism Data

After the preliminary optomechanical alignment of the VST [38], the Shack–Hartmann wavefront sensor was used to fine-tune the position of the secondary mirror. The coma, measured in the center of the field, was already reasonably low

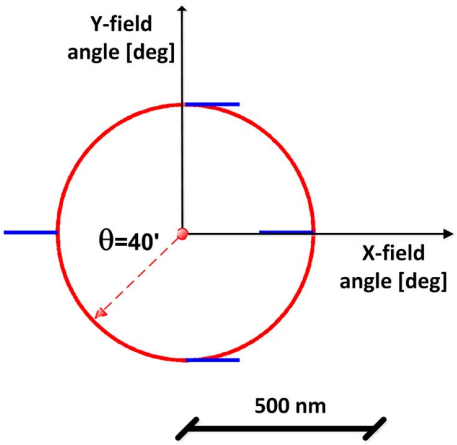


Fig. 6. (Color online) Ideal field astigmatism vectors as seen by the Shack–Hartmann: the modulus is 160 nm at a field radius $\theta = 40$ arcmin.

and could be easily removed by a rotation of the secondary mirror around its center of curvature. Thus, the next step was the measurement of off-axis aberrations, for the reasons described in the previous section.

The field aberrations introduced by a misalignment of the corrector optics are small for the expected errors in the alignment. For example, even a strong decentering of the corrector optics of 1 mm would generate a coefficient of Zernike astigmatism of less than 70 nm at a field radius of 40 arcmin. Therefore, from the point of view of alignment, the telescope could be regarded as a two mirror telescope, which requires primarily an alignment of the secondary mirror with respect to the primary mirror.

In the following, the aberrations with symmetries other than 0 are described in terms of vectors, whose x- and y-components are the cosine and sine terms of orthonormal Zernike mode pairs, adopting the Zemax TM set of Zernike standard polynomials. Figure 6 shows the angles of the nominal field astigmatism, which rotate with twice the field angle,

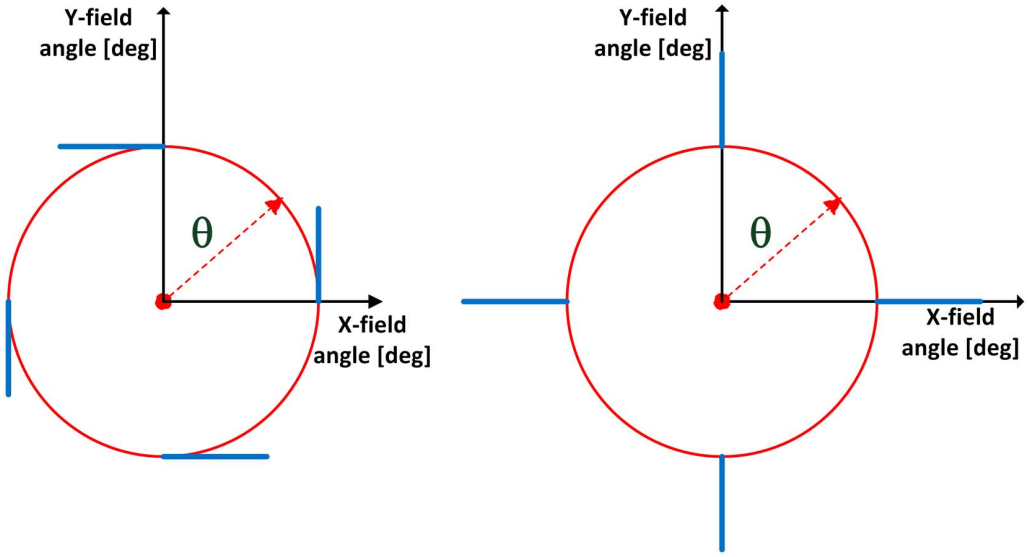


Fig. 7. (Color online) Effect of positive rotations around X (left) and Y (right) in the reference system of the coma free point, in terms of astigmatism vectors. The modulus of the vectors depends on the field radius θ.

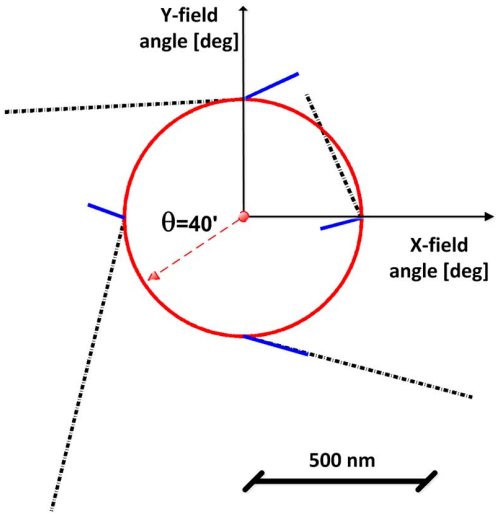


Fig. 8. (Color online) Measured field astigmatism vectors, before (black dashed line) and after (blue solid line) the alignment.

and Fig. 7 the angles of the linear field astigmatism, which rotate with the field angle. The linear field astigmatism is generated by rotations of the secondary mirror around the x- and y-axes through the coma-free point. The values in Fig. 6 are calculated for a field radius of $\theta = 40$ arcmin and for a plane in front of the last lens of the corrector. This explains why the modulus of nominal astigmatism (160 nm) is larger than the one in the focal plane, shown in Fig. 3.

The alignment of the VST was based on the comparison between the ideal astigmatism vectors and the ones measured at four field locations at a distance of 40 arcmin. from the center of the field and separated by 90° (0°, 90°, 180°, 270°). In Fig. 8, the dashed lines show the measured vectors of astigmatism before the rotation of the secondary mirror around the coma-free point. These initial coefficients were much larger than expected from the optical design.

Without measurement noise, the difference vectors between the measured vectors and the ones expected for the fully aligned system should be a sum of the vectors shown in Fig. 7. These vectors, which are generated by rotations around the coma-free point, are linear functions of the rotations by angles δ and ε around the coma-free point. One measurement point would therefore be sufficient to determine the two unknowns δ and ε. With four measurement points one has an overdetermined linear system of eight equations for two unknowns, which can be solved by a least square fit. For the measured pattern of Fig. 8, which is also affected by noise introduced by the wavefront sensor and the atmosphere, the best fit was achieved with $\delta = -255''$ and $\varepsilon = 18''$.

After the correction by rotations of the secondary mirror around the coma-free point, the measured residual vectors, shown also in Fig. 7 by the solid lines, are very similar to the vectors expected for a fully aligned system (see Fig. 6). This indicates that, after the corrections, the telescope was nearly perfectly aligned.

5. WAVEFRONT SENSOR STATIC ABERRATIONS

In the framework of the alt-azimuthal telescopes terminology, the adapter-rotator is an interface between telescope and instrument, which compensates the effects of the rotation of the field and contains devices for the autoguiding and active optics wavefront sensing (see Section 6 for the VST implementation).

It is assumed the wavefront sensor is composed of several optical elements and a detector, which are all located inside the adapter-rotator of an alt-azimuthal telescope. This is the case for most of the active optics systems. For each aberration mode, the measure $\mathbf{a_m}$ done by the wavefront sensor in the adapter-rotator is the sum of a contribution $\mathbf{a_{tel}}$ due to the telescope and a contribution $\mathbf{a_{ws}}$ due to the wavefront sensor itself:

$$\vec{a}_{\mathrm{ws}} + \vec{a}_{\mathrm{tel}} = \vec{a}_m. \tag{7}$$

The contribution $\mathbf{a_{ws}}$ has to be removed from $\mathbf{a_m}$ to only apply those actuator commands that are required to correct the telescope aberrations described by $\mathbf{a_{tel}}$.

The two contributions can be disentangled by a set of N measurements with the adapter-rotator at different angles. The measurements are done in the center of the field, where they are not affected by field aberrations. Since the sensor rotates together with the rotator, the contribution $\mathbf{a_{ws}}$ can safely be assumed to be independent of the rotator angle. On the other hand, the measured angle of the contribution $\mathbf{a_{tel}}$ does depend on the rotator angle.

This technique can only be applied if the true telescope aberrations $\mathbf{a_{tel}}$ are largely constant during the time required for the N measurements. Therefore the choice of N should be the result of a trade-off between two contradicting requirements: collecting a large number of data for statistical averaging and completing the experiment in a short time to avoid the occurrence of significant variations of the telescope aberrations.

At different rotator angles ϕ_i with $i = 1, \ldots, N$ the wavefront sensor measures N coefficients $a_{m,i}$ of a specific aberration. The cosine and sine components of a specific telescope aberration mode of symmetry n are given by

$$\begin{aligned} x_{\mathrm{tel},i} &= a_{\mathrm{tel}} \cos(n\varphi_i - \varphi_0) \\ y_{\mathrm{tel},i} &= a_{\mathrm{tel}} \sin(n\varphi_i - \varphi_0), \end{aligned} \tag{8}$$

where a_{tel} is the modulus and φ_0 the angle of the coefficient of the mode. Hence, using Eqs. (7) and (8),

$$\begin{aligned} x_{\mathrm{ws}} + \cos\, n\varphi_i a_{\mathrm{tel}} \cos\, \varphi_0 + \sin\, n\varphi_i a_{\mathrm{tel}} \sin\, \varphi_0 &= x_{m,i} \\ y_{\mathrm{ws}} + \sin\, n\varphi_i a_{\mathrm{tel}} \cos\, \varphi_0 - \cos\, n\varphi_i a_{\mathrm{tel}} \sin\, \varphi_0 &= y_{m,i}, \end{aligned} \tag{9}$$

where x_{ws} and y_{ws} are the constant components of the aberrations introduced by the wavefront sensor itself. With N measurements, Eq. (9) represents a linear system of $2N$ equations for the 4 unknowns x_{ws}, y_{ws}, $a_{\mathrm{tel}} \cos \phi_0$ and $a_{\mathrm{tel}} \sin \phi_0$. For $N > 2$ the system is overdetermined and a solution can be found with least square methods. Thus, the cosine and sine component of the noncommon path aberrations can be estimated and removed from the total aberrations measured by the wavefront sensor.

The analysis presented in Section 6 is restricted to astigmatism, trefoil, and tetrafoil, which are the only significant static aberrations measured at the VST. However, it could also be

applied to any other mode with a rotational symmetry larger than 0.

6. CASE STUDY

During the commissioning the dependence of the telescope aberrations on the zenith angle was tested by continuously measuring the wavefront errors while the telescope followed the meridian without the application of any active optics corrections. For a well aligned and corrected VST as described at the end of Section 4 the changes in the low-order coefficients were slow far away from zenith, but surprisingly strong close to the zenith. However, with large errors introduced into the telescope optics the fast changes near the zenith disappeared.

Since the measurements were done in the center of the field and the telescope was well aligned, the most reasonable explanation was that the fast changes near zenith were caused by noncommon path aberrations generated by the wavefront sensor. In the reference system of the telescope tube, to which all aberrations are finally referred at the end of the wavefront analysis, these errors would rotate with the rotator. Strong changes due to noncommon path aberrations could then be expected near the zenith, where these rotations are fast.

The VST adapter-rotator is shown in Fig. 9. The camera, not shown in the figure, is attached to the rotator bearing at the gray inner circular interface. During the observations, the probe system (black assembly in the figure) is rigidly rotated together with the scientific instrument. However, since it can also be rotated independently and the pick-up mirror between the second lens of the corrector and the filter (Fig. 2) can be moved in radial direction, any star in the field can be used as a guide star. The light is split and directed to both the Shack–Hartmann and the autoguiding units by a dichroic (Fig. 10). The Shack–Hartmann itself is composed of a collimator, a lenslet array, and a CCD detector, which records the Shack–Hartmann spots.

Although, the probe can be moved to any field location, it has been positioned at the center of the field for the whole process of measuring the static aberrations.

The primary mirror with a diameter of 2.6 m has a moderate thickness of 140 mm. The structure of the comparatively compact telescope is also rather rigid. Both characteristics should assure that the shape of the mirrors and the alignment of the optics are rather stable over time periods of 15 min.

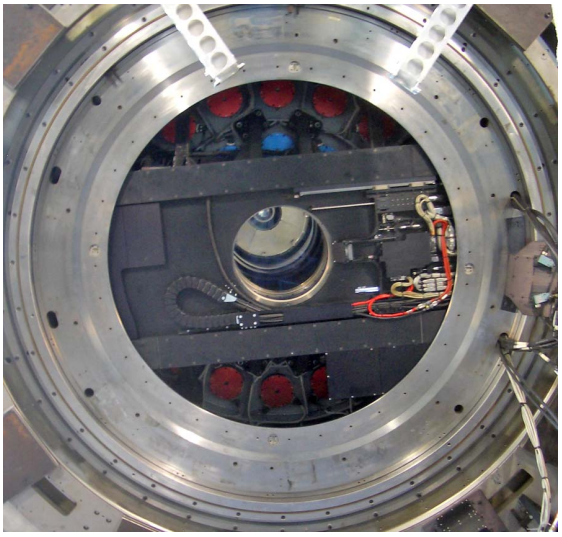


Fig. 9. (Color online) VST adapter-rotator.

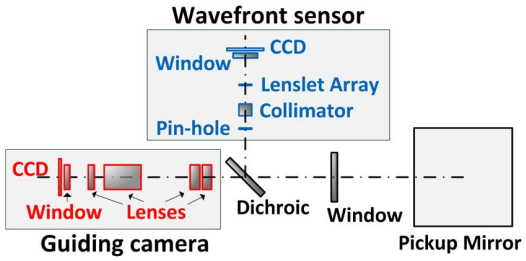


Fig. 10. (Color online) Conceptual layout of the guide probe with autoguider and Shack–Hartmann perpendicular arms.

The hypothesis that the strong changes of the coefficients of the low-order modes are due to a rotation of the adapter-rotator was checked by the sets of measurements described at the end of Section 5. One set of measurements consisted of 13 measurements with steps of 30° of the rotator angle between two consecutive measurements. This gave a sufficiently large number of samples, which could be collected within a reasonably short time of about 15 to 20 min. The first and the last measurements were done at the same rotator angle. Significant differences between these two measurements could only be due to strong variations of the telescope aberrations during the measurements. Therefore, sets of measurements with large differences between the first and last measurements were not taken into account.

7. TEST RESULTS

Figures 11, 12, and 13 show a graphical representation of the measurements; the x- and y-axes correspond to the cosine and sine components, in units of nanometers, of orthonormal Zernike mode pairs (Zernike standard polynomials in Zemax TM terminology) with symmetries n other than 0. Using Zemax TM numbering, Fig. 11 shows the Zernike pair (5,6)

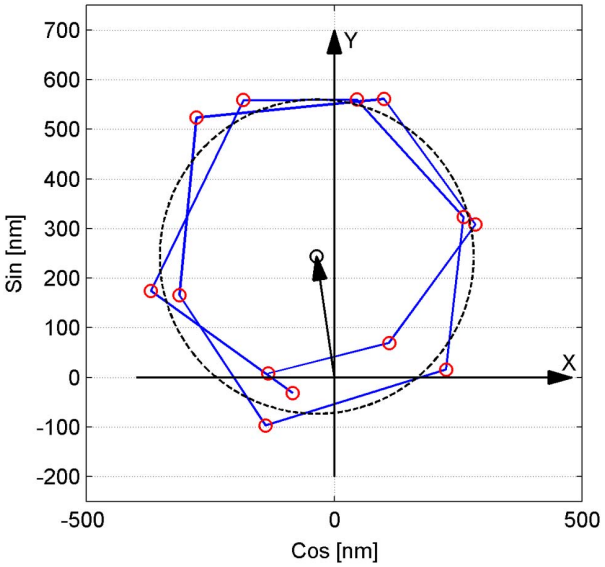


Fig. 11. (Color online) Shack–Hartmann astigmatism (rotational symmetry $n = 2$).

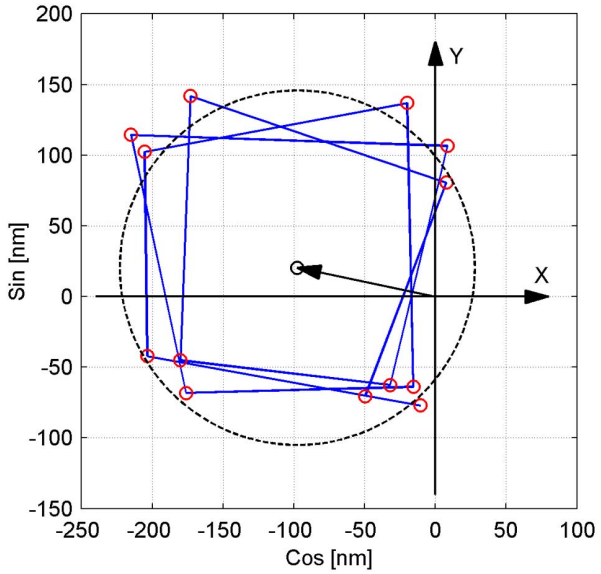


Fig. 12. (Color online) Shack–Hartmann trefoil (rotational symmetry $n = 3$).

for astigmatism, Fig. 12 shows the Zernike pair (9,10) for trefoil, and Fig. 13 shows the Zernike pair (14,15) for tetrafoil.

The points in the plane represent the x- and y-components of the measured coefficients $a_{m,i}$. The constant sensor components, which do not rotate with the rotator angle, should give points at a fixed location (x_{ws}, y_{ws}) in the plane. The variable telescope components, which do rotate with the rotator angle, should give points that lie on circles around (x_{ws}, y_{ws}). The radius of a circle is proportional to the modulus of coefficient of the mode. Each mode with a rotational symmetry n should describe n circles around the origin. Thus, the coefficients of astigmatism, trefoil, and tetrafoil should rotate around the origin two, three and four times, respectively. The rotations are clearly visible in the figures.

The deviations from perfect circles are caused predominantly by atmospheric disturbances. The RMS values of the

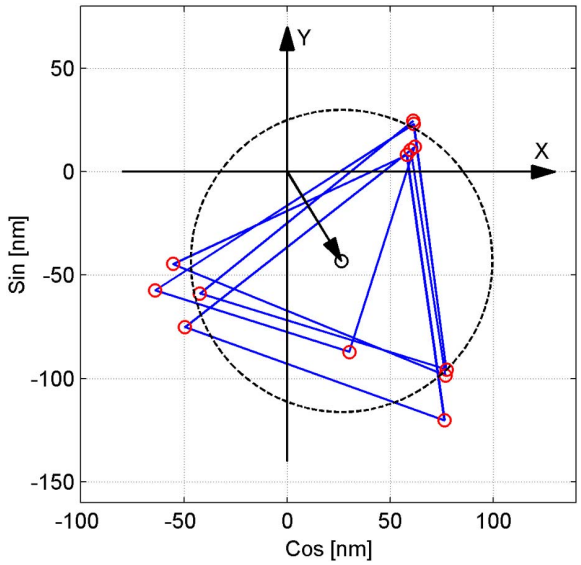


Fig. 13. (Color online) Shack–Hartmann tetrafoil (rotational symmetry $n = 4$).

Table 1. Measurement Noise

Mode	VST σ_{hf} (nm)	VLT σ_{hf} (nm)
Astigmatism	51	150
Trefoil	24	75
Tetrafoil	18	45

noise are shown in Table 1: as in the case of the VLT [2], the relative ratios between the modes are in good agreement with the ones expected from Kolmogorov turbulence theory [39]. The expected ratios between the values measured at the VLT and the VST are also in good agreement with the expected scale factor $(2.6/8.2)^{5/6}$ due to the different diameters of the primary mirrors.

The data in the figures were collected after active optics corrections before the first measurement. However, the static aberrations had not yet been identified and taken into account for the correction. The figures show that the amount of static aberrations, represented by the distance of the centers of the circles from the origin, was comparable to the amount of telescope aberrations, represented by the radii of the circles. For instance, in Fig. 11 the center of the circle shows a 245 nm astigmatism coefficient in the Shack–Hartmann (at an angle of 98°), while the radius of the circle is 315 nm and represents the astigmatism generated by the telescope in the center of the field. This latter value is unusually large for VST standards: the reason is that the active optics correction just before the measurements was based on corrupted data and had incorrectly introduced additional 245 nm of astigmatism into the telescope optics. Identical considerations apply for Fig. 12 and Fig. 13.

With the knowledge of the static aberrations, the telescope aberrations can be corrected. A subsequent set of measurements would again show circles around the same center, but with smaller radii.

Within the scope of this paper, which deals primarily with the measurement method, the cause of the aberrations produced by the wavefront sensor is of no importance. In the specific VST case, they might be introduced by incorrect manufacturing or support of some optical elements. The latter is most likely the case for the pickup mirror.

8. CONCLUSIONS

Noncommon path aberrations were measured in the VST wavefront sensor by taking measurements in the center of the field at different rotator angles. This facilitated the removal of these errors from the active optics correction process and improved significantly the performance of the telescope. Noncommon path aberrations in wavefront sensors are present in any active telescope. Measurement of such error is always useful, even if they only confirm that the errors are negligible. The technique described above does not require any additional instrumentation. All measurements are done with the telescope in its normal configuration. The method is intuitive and easily applicable to most of the active telescopes with characteristics similar to the ones of the VST.

REFERENCES

1. R. N. Wilson, "The history and development of the ESO active optics system," The Messenger **113**, 2–9 (2003).
2. L. Noethe, "Active optics in modern, large optical telescopes," Prog. Opt. **43**, 3–69 (2002).

3. R. N. Wilson, F. Franza, L. Noethe, and G. Andreoni, "Active optics IV: set-up and performance of the optics of the ESO New Technology Telescope (NTT) in the observatory," J. Mod. Opt. **38**, 219–243 (1991).
4. L. Stepp, E. Huang, and M. Cho, "Gemini primary mirror support system," Proc. SPIE **2199**, 223–238 (1994).
5. M. Iye and K. Kodaira, "Primary mirror support system for the SUBARU telescope," Proc. SPIE **2199**, 762–772 (1994).
6. H. M. Martin, S. P. Callahan, B. Cuerden, W. B. Davison, S. T. DeRigne, L. R. Dettmann, G. Parodi, T. J. Trebisky, S. C. West, and J. T. Williams, "Active supports and force optimization for the MMT primary mirror," Proc. SPIE **3352**, 412–423 (1998).
7. P. L. Schechter, G. Burley, C. Hull, M. Johns, B. Martin, S. Schaller, S. A. Shectman, and S. C. West, "Active optics on the Baade 6.5 m (Magellan I) telescope," Proc. SPIE **4837**, 619–627 (2003).
8. H. M. Martin, B. Cuerden, L. R. Dettmann, and J. M. Hill, "Active optics and force optimization for the first 8.4 m LBT mirror," Proc. SPIE **5489**, 826–837 (2004).
9. R. C. Jared, A. A. Arthur, S. Andreae, A. Biocca, R. W. Cohen, J. M. Fuertes, J. Franck, G. Gabor, J. Liacer, T. Mast, J. Meng, T. Merrick, R. Minor, J. Nelson, M. Orayani, P. Salz, B. Schaefer, and C. Witebsky, "The W. M. Keck telescope segmented primary mirror active control system," Proc. SPIE **1236**, 996–1008 (1994).
10. B. Lefort and J. Castro, "The GTC primary mirror control system," Proc. SPIE **7019**, 70190I (2008).
11. M. Sarazin and F. Roddier, "The ESO differential image motion monitor," Astron. Astrophys. **227**, 294–300 (1990).
12. S. A. Potanin, "Shack–Hartmann wavefront sensor for testing the quality of the optics of the 2.5 m SAI Telescope," Astronomy Reports **53**, 703–709 (2009).
13. M. Hartung, A. Blanc, T. Fusco, F. Lacombe, L. M. Mugnier, G. Rousset, and R. Lenzen, "Calibration of NAOS and CONICA static aberrations," Astron. Astrophys. **399**, 385–394 (2003).
14. M. Capaccioli and P. Schipani, "The VLT Survey Telescope opens to the sky: history of a commissioning," The Messenger **146**, 2–6 (2011).
15. P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, L. Ferragina, L. Marty, C. Molfese, and F. Perrotta, "Active optics primary mirror support system for the 2.6 m VST telescope," Appl. Opt. **49**, 1234–1241 (2010).
16. P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, and L. Marty, "Active optics control of the VST telescope secondary mirror," Appl. Opt. **49**, 3199–3207 (2010).
17. K. Kuijken, "OmegaCAM: ESO's newest imager," The Messenger **146**, 8–11 (2011).
18. P. Schipani, M. Brescia, and L. Marty, "The active optics control software for the VST Telescope," Proc. SPIE **6274**, 627417 (2006).
19. P. Schipani, F. Perrotta, and L. Marty, "Active optics correction forces for the VST 2.6 m primary mirror," Proc. SPIE **6273**, 62733A (2006).
20. P. Schipani and L. Marty, "Stewart platform kinematics and secondary mirror aberration control," Proc. SPIE **6273**, 62733B (2006).
21. P. Schipani and F. Perrotta, "The image quality error budget for the VST telescope," Proc. SPIE **7017**, 70171H (2008).
22. P. Schipani, F. Perrotta, C. Molfese, O. Caputi, L. Ferragina, L. Marty, M. Capaccioli, D. Gallieni, P. Fumi, E. Anaclerio, P. Lazzarini, and G. De Paris, "The VST secondary mirror support system," Proc. SPIE **7018**, 701845 (2008).
23. P. Schipani, M. Capaccioli, S. D'Orsi, L. Ferragina, L. Marty, C. Molfese, F. Perrotta, G. De Paris, D. Fierro, R. Tomelleri, P. Rossettini, F. Perina, S. Recchia, and D. Magrin, "The VST active primary mirror support system," Proc. SPIE **7739**, 77393 (2010).
24. P. Schipani, S. D'Orsi, L. Ferragina, D. Fierro, L. Marty, F. Perrotta, and C. Arcidiacono, "Performance of the VST secondary mirror support system," Proc. SPIE **7739**, 773932 (2010).
25. P. Schipani, L. Marty, F. Perrotta, D. Magrin, and S. D'Orsi, "The primary mirror system control software for the VST," Proc. SPIE **7740**, 774037 (2010).
26. F. Perrotta and P. Schipani, "A simulation model for a telescope earthquake analysis: the VST primary mirror safety system," Exp. Astron. **29**, 189–206 (2011).
27. R. Shack and K. Thompson, "Influence of alignment errors of a telescope system on its aberration field," Proc. SPIE **251**, 146–153 (1980).
28. B. A. McLeod, "Collimation of fast wide-field telescopes," Publ. Astron. Soc. Pac. **108**, 217–219 (1996).
29. R. Wilson and B. Delabre, "Concerning the alignment of modern telescopes: theory, practice, and tolerances illustrated by the ESO NTT," Publ. Astron. Soc. Pac. **109**, 53–60 (1997).
30. P. Gitton and L. Noethe, "Tuning of the NTT alignment," The Messenger **92**, 15–18 (1998).
31. L. Noethe and S. Guisard, "Analytical expressions for field astigmatism in decentered two mirror telescopes and application to the collimation of the ESO VLT," Astron. Astrophys. Suppl. Ser. **144**, 157–167 (2000).
32. L. Noethe and S. Guisard, "Final Alignment of the VLT," Proc. SPIE. **4003**, 382–390 (2000).
33. A. Rakich, J. M. Hill, C. J. Biddick, D. L. Miller, and T. Leibold, "Use of field aberrations in the alignment of the Large Binocular Telescope Optics," Proc. SPIE **7012**, 70121L (2008).
34. D. Terrett and W. J. Sutherland, "The interaction between pointing and active optics on the VISTA telescope," Proc. SPIE **7740**, 7743A (2010).
35. T. Schmid, K. Thompson, and J. Rolland, "A unique astigmatic nodal property in misaligned Ritchey-Chrétien telescopes with misalignment coma removed," Opt. Express **18**, 5282–5288 (2010).
36. T. Schmid, J. Rolland, A. Rakich, and K. Thompson, "Separation of the effects of astigmatic figure error from misalignments using Nodal Aberration Therory (NAT)," Opt. Express **18**, 17433–17447 (2010).
37. T. Schmid, K. Thompson, and J. Rolland, "Misalignment induced nodal aberration fields in two-mirror astronomical telescopes," Appl. Opt. **49**, D131–D144 (2010).
38. C. Arcidiacono, R. Ragazzoni, J. Farinato, G. Umbriaco, and D. Magrin, "The opto-mechanical alignment procedure of the VLT Survey Telescope," Proc. SPIE **7733**, 773357 (2010).
39. R. Noll, "Zernike polynomials and atmospheric turbulence," J. Opt. Soc. Am. **66**, 207–211 (1976).

193.206.244.116 [ts 2016-09-25 12:51:11]

IOPscience iopscience.iop.org

Home Search Collections Journals About Contact us My IOPscience

Software and control system for the VLT Survey Telescope

This content has been downloaded from IOPscience. Please scroll down to see the full text.

2013 JINST 8 P05013

(http://iopscience.iop.org/1748-0221/8/05/P05013)

View the table of contents for this issue, or go to the journal homepage for more

Download details:

IP Address: 79.36.70.145
This content was downloaded on 25/09/2016 at 18:00

Please note that terms and conditions apply.

You may also be interested in:

The Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST)
Xiang-Qun Cui, Yong-Heng Zhao, Yao-Quan Chu et al.

Progress in ground-based optical telescopes
Daniel Énard, André Maréchal and Jean Espiard

Design and operation of FACT – the first G-APD Cherenkov telescope
H Anderhub, M Backes, A Biland et al.

Virgo: a laser interferometer to detect gravitational waves
T Accadia, F Acernese, M Alshourbagy et al.

THE MULTI-OBJECT, FIBER-FED SPECTROGRAPHS FOR THE SLOAN DIGITAL SKY SURVEY AND THE BARYON OSCILLATION SPECTROSCOPIC SURVEY
Stephen A. Smee, James E. Gunn, Alan Uomoto et al.

The European Southern Observatory Very Large Telescope
D Enard

Active support system for 1-m SONG primary mirror
Dongsheng Niu, Guomin Wang and Bozhong Gu

PUBLISHED BY IOP PUBLISHING FOR SISSA MEDIALAB

RECEIVED: *March 15, 2013*
REVISED: *April 22, 2013*
ACCEPTED: *April 28, 2013*
PUBLISHED: *May 23, 2013*

Software and control system for the VLT Survey Telescope

P. Schipani,[a,1] **L. Marty,**[a] **J. Argomedo,**[b] **C. Arcidiacono,**[c] **M. Dall'Ora,**[a] **S. D'Orsi,**[a] **J. Farinato,**[d] **D. Magrin,**[d] **R. Ragazzoni**[d] **and G. Umbriaco**[e]

[a] *INAF – Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Salita Moiariello 16, I-80131 Naples, Italy*
[b] *European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str.2, D-85748 Garching bei München, Germany*
[c] *INAF – Osservatorio Astronomico di Bologna, Via Ranzani 1, I-40127 Bologna, Italy*
[d] *INAF – Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padua, Italy*
[e] *University of Padua, Vicolo dell'Osservatorio 3, I-35122 Padua, Italy*

E-mail: pietro.schipani@oacn.inaf.it

ABSTRACT: The VLT Survey Telescope (VST) has started the regular operations in 2011 after a successful commissioning at Cerro Paranal (Chile), the site which hosts the best facilities for optical astronomy operated by the European Southern Observatory (ESO). After a short description of the instrument, this paper mainly focuses on the telescope control software, which is in charge of the real-time control of the hardware and of the overall coordination of the operations, including pointing and tracking, active optics and presets. We describe the main features of the software implementation in the context of the ESO observatory standards, and the goals reached during the commissioning phase and in the first year of operations.

KEYWORDS: Software Engineering; Control systems; Instrument optimisation

[1] Corresponding author.

© 2013 IOP Publishing Ltd and Sissa Medialab srl
doi:10.1088/1748-0221/8/05/P05013

Contents

1 Introduction **1**

2 The telescope **2**

3 Control system **3**
- 3.1 Axes control 3
- 3.2 Autoguiding 5
- 3.3 Active optics 6
- 3.4 Atmospheric Dispersion Corrector 7

4 Control network **8**

5 Software environment **9**
- 5.1 Programming tools 9
- 5.2 Environments 10
- 5.3 Modules 10

6 VST package **11**
- 6.1 Axes control software 12
- 6.2 Autoguiding control software 12
- 6.3 Active optics software 13
- 6.4 Atmospheric Dispersion Corrector software 14
- 6.5 Auxiliary systems software 14
- 6.6 Coordination software 15

7 Configuration control **15**

8 Software commissioning **15**

9 Conclusions **15**

2013 JINST 8 P05013

1 Introduction

After its commissioning in 2011 [1, 2], the VST has become one of the operational telescopes at the ESO Paranal observatory (figure 1), where software engineering methods are applied as standard rules [3] and all telescopes and instruments must share the same principles (e.g. see [4]). The application of software engineering has been helpful along the whole life cycle of the project, from design to implementation, test and maintenance.



Figure 1. The ESO Paranal observatory. The VST is hosted in the farthest enclosure (the second from the right side).

The control system of a telescope like VST, based on active optics, is highly distributed. A large number of subsystems and physical devices shall be controlled and coordinated, and many operating conditions must be handled: night observations, system and subsystems test, telescope maintenance. Therefore, the development of the software has been driven by many requirements of different nature: performance, functionalities, necessity of testing and maintenance capabilities. Usually, the time for development is another important driver which can generate sub-optimal solutions, because sometimes patching a part of existing code is quicker, and may be considered more attractive than restructuring the software in the most effective way. In our specific project, the appropriate trade-offs have been considered case by case.

The specific implementation of the VST control software is discussed in this paper, that is structured as follows. Section 2 provides an overview of the telescope. Section 3 describes the main subsystems for the telescope control, in terms of functional blocks. Section 4 gives details on the control network and the adopted hardware. Section 5 discusses the software environment used in the project, in terms of programming tools and basic terminology. Section 6 describes the software package, that is the result of the overall effort. Section 7 discusses the configuration control methodology adopted along the software project. Section 8 tells about the commissioning of the software and section 9 concludes the paper.

2 The telescope

The VST (figure 2) is currently the largest telescope in the world specially designed for surveying the sky in visible light. It is the ESO work-horse totally dedicated to visible survey programmes, supporting the Very Large Telescope (VLT) with wide-angle imaging by detecting and pre-characterising sources, which the four VLT Unit Telescopes can then observe further. The telescope is a F/5.5 with an alt-azimuth mount, equipped with an active optics system using a

2013 JINST 8 P05013

Shack-Hartmann wavefront sensor. Its optics includes a field corrector which is required to deliver a good optical quality over a wide field of view of $1^\circ \times 1^\circ$, composed of three lenses, two hosted in the telescope and one within the camera. The primary mirror is a concave 2.6-m hyperbolic meniscus, axially supported by 84 active supports located on four rings and laterally supported by passive astatic levers [5–8]. It can be tilted for alignment purposes by modifying the positions of three fixed points on the third ring at angles of 120°. The rigid-body position of the convex hyperbolic secondary mirror can be controlled by a hexapod in 5 degrees of freedom [9–12]. Additional details on the active optics system can be found in [13–16].

The 268 Mpix OmegaCAM camera [17] with a pixel scale of 0.21 arc seconds/pixel and a pixel size of 15 μm is the sole focal plane instrument, composed of a mosaic of 32 2 K$\times$4 K scientific CCDs arranged in a square 16 K$\times$16 K matrix. The camera provides an alternative curvature wavefront sensor and a guiding system based on four additional CCDs, located at the outer edge of the mosaic.

Both VST and OmegaCAM have been designed specifically to have image quality as one of the major scientific strengths (for the telescope image quality error budget see [18]). Figure 3 is representative of the VST wide field imaging capabilities: the globular cluster Omega Centauri is enclosed in a single image containing millions of stars shown in fine details, that is considered probably the best picture of one of the most popular sky objects. The telescope is able to deliver images limited only by the atmospheric turbulence with no contribution from instrument imperfections ("seeing limited" images); therefore it is an ideal instrument to fully exploit the extreme sharpness of the Chilean sky.

3 Control system

The telescope software controls many physical devices, which can be logically grouped in the main subsystems described in the following sections, i.e. axes control, autoguiding, active optics and atmospheric dispersion corrector. The software takes care of the hardware control and provides the coordination of all the subsystems.

3.1 Axes control

As the VST is an alt-azimuthal telescope, it has three tracking axes (azimuth, altitude and instrument rotator), that share the same control engineering concepts.

The servo system of each axis minimizes the difference between the desired reference trajectory and the encoder feedback. This task is accomplished by appropriate servo controllers, implemented within the control software. Nevertheless, as the position encoders indeed do not measure the orientation of the beam and no telescope mount is ideal, as a matter of fact even a perfect servo control cannot stabilize perfectly the image on the detector. Unavoidably, there are discrepancies due to imperfections and deformations of the mechanical construction, like the non-exact alignment of the axes, the deformation of the telescope structure, the non-perpendicularity of the axes and the zero point offsets. These imperfections are taken into account in a pointing model, which is included in the generation of the reference positions for the axes servo control. The parameters of the pointing model are computed fitting pointing errors data, collected off-line.

The position feedback is provided by glass discs incremental encoders with a circular scale, equipped with distance-coded reference marks, four reading heads and a dedicated electronics. The

2013 JINST 8 P05013

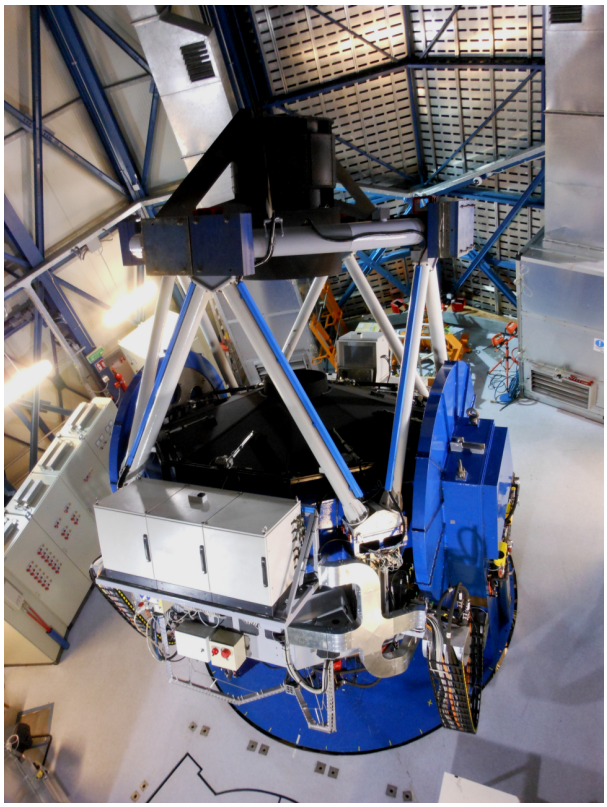


Figure 2. The telescope within the enclosure.

absolute position is established during the initialization procedure, traversing two adjacent reference marks; this is possible because the relative distance of two reference marks is never identical, i.e. these distances are the absolute codes. The velocity feedback is obtained by differentiating the encoder readings.

Both position and speed loop controllers are implemented within the control software running on Local Control Units (LCU), that are computers based on the VersaModule Eurocard (VME) bus. This choice gives much more versatility in the servo controllers design.

The axes are moved by commercial brushless servomotors powered by appropriate drives. The motors transmit the motion to gear wheels; four motors are installed for azimuth and altitude, only two for the rotator. The motor drives are configured to behave just as power amplifiers.

The gear transmission might cause a backlash clearance at pinions: this potential problem is prevented by the application of a constant torque bias to the motors. Thus, there is no possibility that all motors go simultaneously in the backlash area between the gear teeth. Similar torque bias solutions were adopted for other optical telescopes like TNG [19] and for DSN antennas [20]. Therefore, the output of the speed controller is filtered by a torque bias control code, which computes the individual torque commands to the motors.

A hydrostatic bearing system supports the telescope allowing a frictionless rotation around the azimuth axis: the LCU software controls it through a digital I/O board and a CAN (Controller Area Network) Bus interface that communicates with local boards based on microcontrollers.

2013 JINST 8 P05013

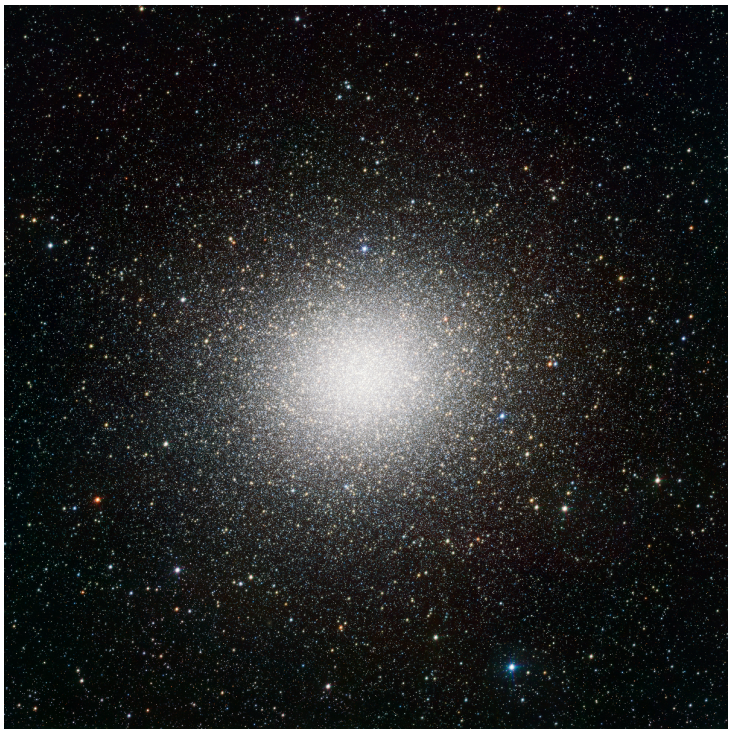


Figure 3. The globular star cluster Omega Centauri imaged by VST (Credits: ESO/INAF-VST/OmegaCAM. Acknowledgement: INAF-Capodimonte Astronomical Observatory).

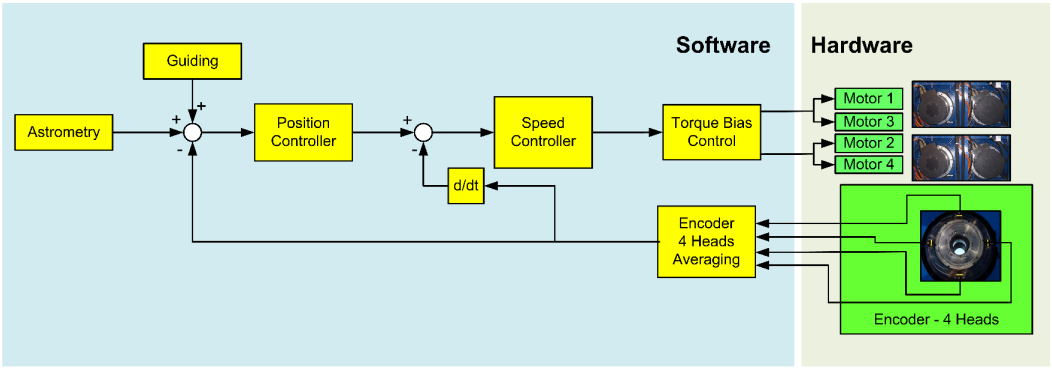


Figure 4. Architecture of the main axes control system.

The block diagram for the control of each of the main axes is shown in figure 4. The axes control and tracking performance are discussed more extensively in [21–23].

3.2 Autoguiding

The telescope autoguider is based on a probe system which takes the light from an off-axis star and sends it to a guide camera, where the image is recorded on a technical CCD. The software must read the CCD image, compute the movement of the centroid and remove it, sending appropriate corrections to the telescope axes. A pick-up mirror, that is positioned around the science object

2013 JINST 8 P05013

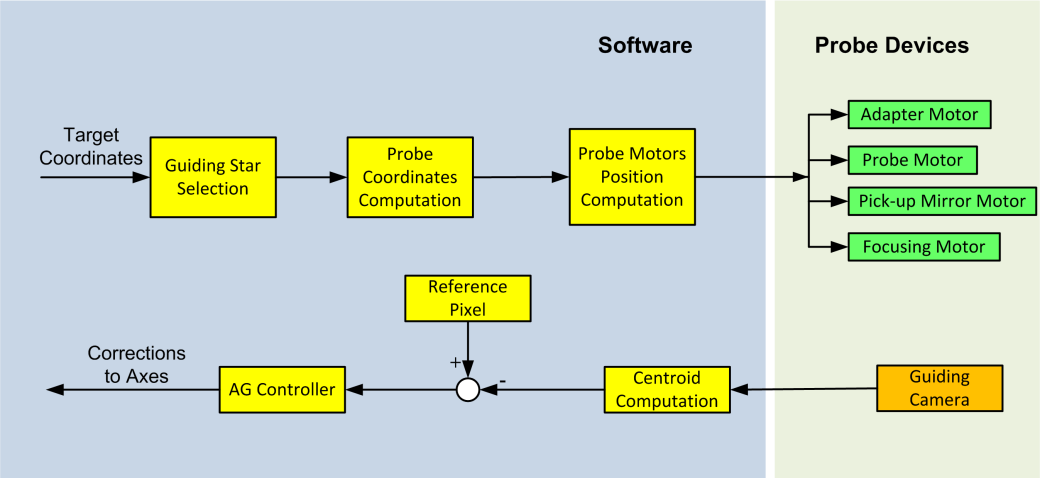


Figure 5. Simplified architecture of the autoguiding software.

in (r, θ) coordinates with two dedicated radial and angular mechanisms, deflects the light to the guiding camera composed by lenses and the technical CCD. Because of the field curvature, the inclination of the pick-up mirror depends on the distance from the center, thus it is also servo controlled. Furthermore, the guiding camera best focus is also dependent on the position in the field and is adjusted with an additional servo mechanism. Therefore anytime a guide star has to be captured, four servo mechanisms are activated in parallel. The table of the four mechanisms positions as a function of the (r, θ) field coordinates were computed off-line using ZEMAX^{TM} ray-tracing software and the results were implemented and validated successfully on the sky.

The image on the CCD is maintained stable with respect to the reference position, filtering the position error with a PII (proportional — double integral) controller [24] and applying the computed corrections to the telescope axes. Figure 5 is a sketch of the telescope autoguiding control system, showing the probe devices that are controlled by the telescope software.

3.3 Active optics

Active optics [25] is a technique to keep the optics of the telescope close to its prescription also during operation, correcting the slowly varying wavefront errors that are generated by variations of the temperature and the inclination of the telescope tube, as well as temporally constant errors. The active optics system requires a wavefront analyzer and correcting devices, that are actuators for modifying the shape of the primary mirror and for the positioning of the secondary mirror.

The VST active optics software supports different possible operating modes. The common part is the actuation system, composed by a Stewart platform which moves the secondary mirror and four rings of force actuators which modify the shape of the primary, which is also protected by a safety system [26] from possible damages caused by earthquakes. The operating modes differs in the command part, which can be an online computation of corrections coming from one of the two wavefront sensors installed in the telescope and camera, or an interpolation of a look-up table containing calibrated values, with a dependence on the zenith angle and on the temperature. The telescope wavefront sensor is a Shack-Hartmann: a matrix of star spots is formed on a technical

2013 JINST 8 P05013

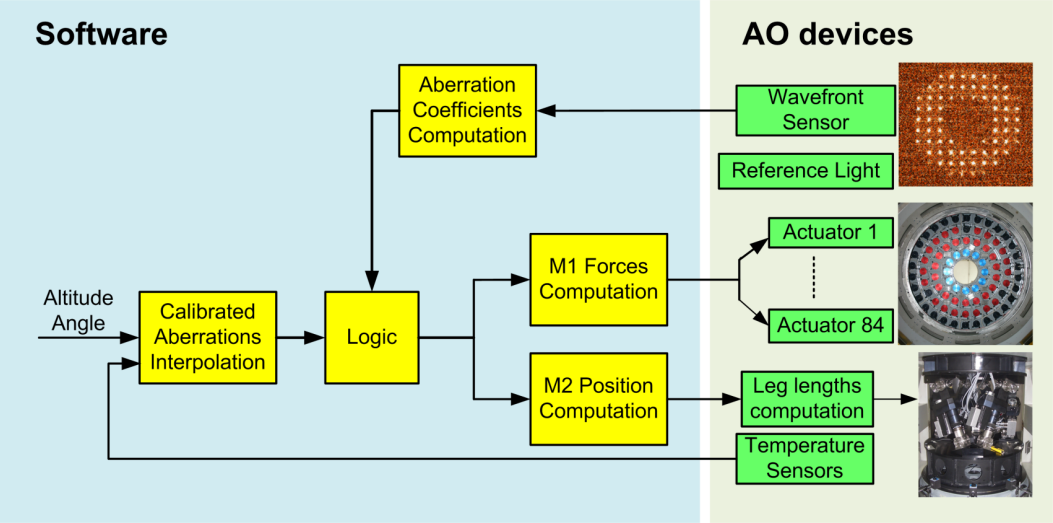


Figure 6. Simplified architecture of the active optics control system.

CCD and compared by software with a reference matrix recorded using an artificial light. Afterward, the differences are used to compute the coefficients of the aberration modes. A functional diagram of the active optics system is shown in figure 6; the telescope software controls all the devices grouped in the right side of the picture.

3.4 Atmospheric Dispersion Corrector

The atmospheric refraction is the bending of light due to the earth's atmosphere, making the source appear higher in the sky than it actually is. It is a consequence of the wavelength-dependent index of refraction of the atmosphere. As the refraction depends on the wavelength, the effect is a deviation of the light beam from its original direction and also a spectral widening of the beam, with shorter wavelengths (blue light) being more refracted than longer ones (red light). The effect depends on the tangent of the zenith angle and on temperature, barometric pressure, relative humidity and wavelengths; at large zenith angles, the differential refraction between red and blue can be several arc seconds.

The VST device that compensates for this effect is called Atmospheric Dispersion Corrector (ADC) [27]. The image of a star with a ground-based telescope without an ADC is a vertical spectrum, especially noticeable at large zenith angles. With an ideal ADC the same image shows no dispersion. Since this dispersion varies with the zenith angle, the correction is implemented by installing two counter-rotating doublet pairs of prisms to adjust the total refraction angle. The angular command to the prisms is computed knowing the zenith angle and the metereological data. In case the user decides to observe with the ADC, the software handles its insertion in the optical path and the appropriate rotation of the prisms. The functional scheme of the Atmospheric Dispersion Control is shown in figure 7. Additional details on the computation of atmospheric dispersion at VST are available in [28].

2013 JINST 8 P05013

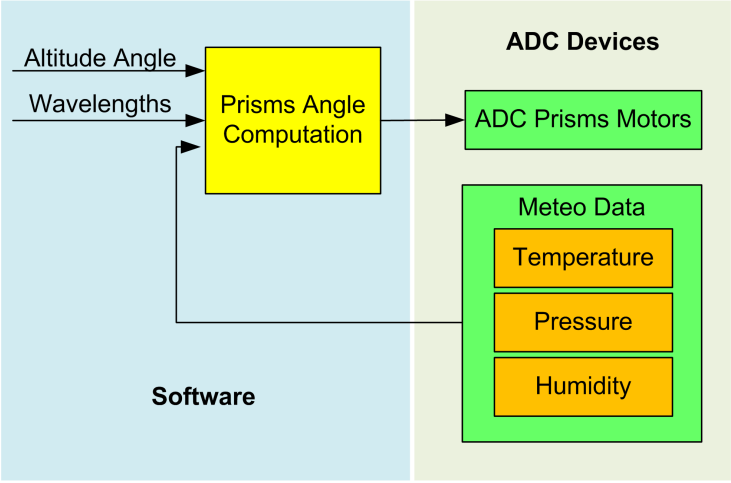


Figure 7. Functional scheme of the Atmospheric Dispersion Corrector system.

4 Control network

The telescope local area network (LAN) is composed of a coordinating workstation running Scientific Linux operating system, and a number of Local Control Units with related control electronics and application software, working with VxWorks real-time operating system. The only exception to this scheme is the Hexapod Control Unit (HCU) provided by ADS International company, that is based on a Programmable Logic Controller (PLC) and is considered a Line Replaceable Unit.

Table 1 reports the list of machines in the telescope network, in association with the subsystems controlled by each; the machine names are coded using a common prefix assigned to VST computers in the overall observatory network. Figure 8 shows the network devices within the telescope control LAN.

All the graphic capabilities and the user interfaces reside on the telescope workstation. The LCUs are hosted in electrical cabinets and interface with the electronics through several electronic boards. In order to use as much as possible commercial electronics and simplify maintenance activities, the same standard boards have been used wherever the same functionality was needed. Thus, in all subsystems there is one only type of CPU board, of motion control board, of digital I/O board and so on. In particular VST uses the following standards for VME boards, widely adopted in the ESO observatory of Cerro Paranal:

- Motorola PowerPC CPU board
- Acromag digital I/O board to control any kind of digital input and output device
- VMIC analog I/O boards to read tachometers and write torque signals to power amplifiers
- MACCON motion control boards for all motorized devices based on DC or stepper motors, used in the probe and ADC systems
- ISER serial communication boards for any kind of RS232 interface

2013 JINST 8 P05013

Table 1. Machines in the telescope LAN.

Type	Name	Controlled systems
WS	wtvst	Whole telescope
LCU	ltvaz	Azimuth
LCU	ltvalt	Altitude
LCU	ltvadc	Rotator Probe Co-rotator Atmospheric Dispersion Corrector Reference light Primary mirror cover
LCU	ltvag	Autoguider Autoguiding Technical CCD
LCU	ltviac	Wavefront sensor Image Analysis Technical CCD
LCU	ltvhb	Azimuth Hydrostatic Bearing System Temperature sensors
LCU	ltvm12	Primary mirror support system Secondary mirror support System
LCU	ltvecs	Rotating enclosure
PLC	hcu	Hexapod

- Heidenhain encoder interpolation boards for the position feedback of azimuth, altitude and rotator axes
- ESO array control electronics (ACE) for the technical CCD cameras used for the autoguiding system and the wavefront sensor
- ESO time bus interface boards for the synchronization with Global Positioning System (GPS) time.

5 Software environment

5.1 Programming tools

The programming environment is the same adopted by ESO in all similar telescope and instrumentation projects, that is periodically updated through the annual releases of the VLT Common Software. The programming practices must follow the standards that define the programming style, the naming conventions for software modules and files, the directory structure for software modules, the use of standard Makefile for modules compilation and installation. The supported languages are ANSI-C for LCU modules, C++ for workstation modules and Tcl/Tk for user interfaces. The GNU basic development tools (emacs, make) are widely adopted.

2013 JINST 8 P05013

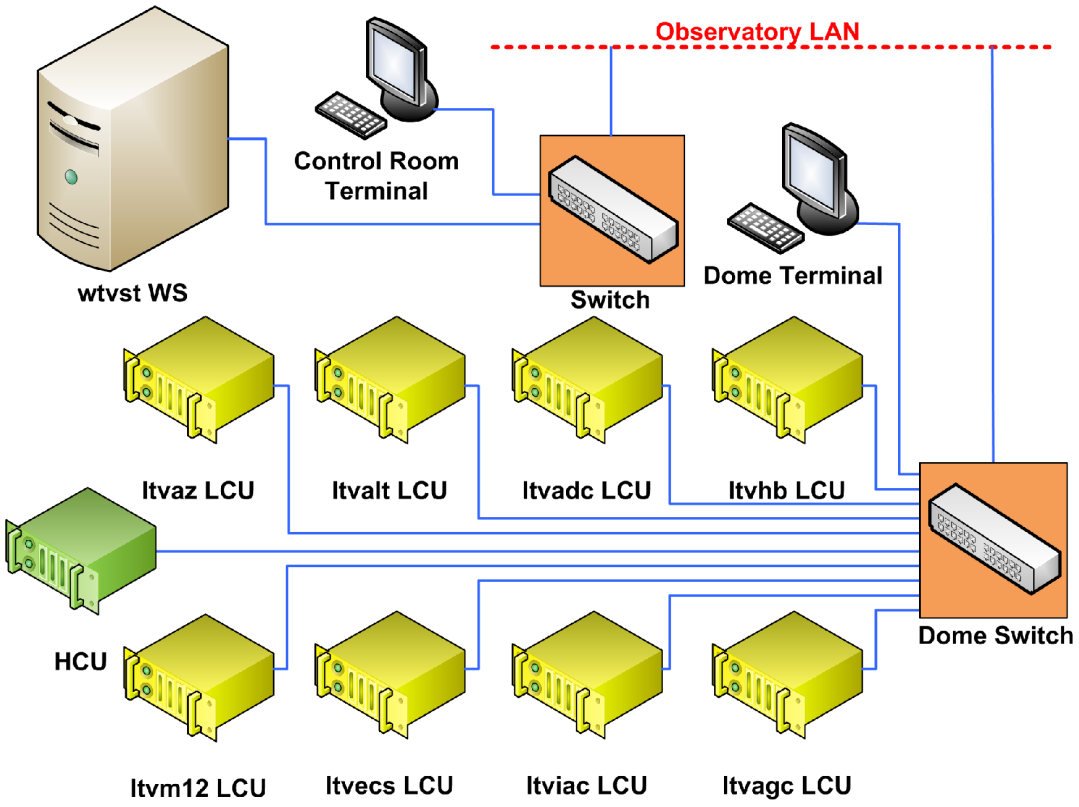


Figure 8. The telescope Local Area Network.

5.2 Environments

Each machine in the telescope network runs a "software environment", that is basically composed by the runtime processes and the overall machine configuration. A key feature of each software environment is the presence of an online database that can be accessed by all the runtime processes for input and output of data. Very usefully, it is also accessible by external software tools, allowing the user:

- to change online any configuration parameter without recompiling the code and rebooting the machines;
- to monitor the output of specific processes in text or graphical form.

Thus, the online database highly simplifies operations like the debug of code and the tuning of control loops.

5.3 Modules

The telescope control software for all ESO telescopes and instruments is organized in "software modules". A single software module does not necessarily correspond to a software process. In fact, the runtime processes can be entities created from code contained in one or more modules. Thus, the software modules are just organizational units with a standard directory structure, defined

2013 JINST 8 P05013

Table 2. Telescope Control Software statistics.

Symbol	Count	Definition
Modules	61	Software Modules
Source Files	4682	Source Files
LOC	1089563	Lines of Code
CLOC	289473	Comment Only Lines of Code

to simplify the software management. They can correspond to a server, a library, a collection of graphical user interfaces, and so on. Also, a single module can have a workstation and a LCU distinct parts. All the processes have a Command Definition table (CDT), that defines the interfaces for the external commands. Each machine in the telescope control network runs generally many processes, spawned during the bootstrap of the machines to handle the needs of a subsystem. The LCU processes has also a Command Interpretation table (CIT) used by the software to route commands to the appropriate task or function.

6 VST package

The VST telescope control software is composed by 61 modules concurrently working on the telescope workstation and on the eight Local Control Units. The order of magnitude of this complex software package is represented by the data in table 2; the number of lines of code are slightly more than 1 million, with more than 200K lines of comments (computed through the LocMetrics Source Code Line Counting Tool).

About 80% of the modules were written from scratch or modified starting from a similar module of the VLT package. One of the reasons for the modifications was that VST is equipped with a different hardware, although the choice of components was based as much as possible on the ESO standards. But also the operational scheme is partially different: for instance the active optics and the auto-guiding systems are handled in a different way. The 20% remaining modules were recycled from VLT software; nevertheless, thinking in terms of functionalities rather than of software modules, this did not mean there was no change in the software subsystems and in the runtime processes. In fact, using an object-oriented paradigm, sometimes the modules have been overwritten, inheriting the original code.

In general, the graphical user interfaces have been developed to be similar to the ones which were already familiar to the operational and maintenance staff, sometimes hiding deep differences in the code; two examples are shown in figure 9 and figure 10. This choice has considerably helped the development of the project and the final delivery of the telescope. The telescope operators in Paranal, who were used to work with the other ESO telescopes, were immediately operative on the new instrument from their first night of work; this has been a considerable advantage for the telescope operability.

The whole package is installed automatically on all the machines by an ESO proprietary installation utility, which compiles the modules, builds the software environments and creates the appropriate links between them.

Additional details on the software implementation are given in the following subsections.

2013 JINST 8 P05013

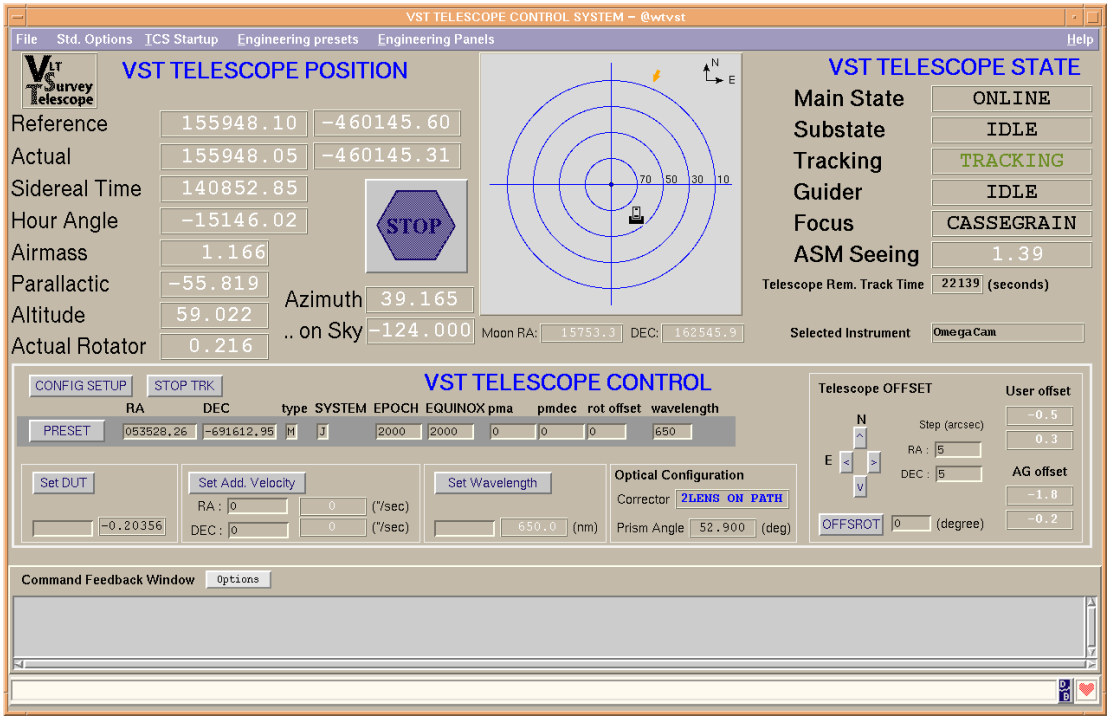


Figure 9. The telescope control software main graphical interface.

6.1 Axes control software

The axes control software is logically divided into parts depending on hardware and others that are independent. The hardware independent module provides the overall coordination and is based on a state machine. It includes a variable structure control law, that has been implemented to make the system more robust against the disturbance given by repetitive offsets, which are a common condition in the operation mode of a survey telescope.

The handling of power amplifiers is embedded in the hardware dependent module, using the analog I/O boards drivers. The handling of the encoders is implemented through their specific driver and a higher layer of software that manages all configurations and settings.

The velocity feedback comes from a hardware tacho signal read through the analog I/O boards, used only during the initialization of the encoders, and a software tacho, used during normal operations. While the hardware tacho is a real physical tachometer, the software tacho is obtained by differentiating the encoder signal within the software. The two modes have a different set of control parameters stored in the online database, which are switched automatically by the software.

6.2 Autoguiding control software

The control of the probe, used for autoguiding and active optics, is based on the software handling of four motorized functions:

- azimuthal position of the probe
- radial position of the probe

2013 JINST 8 P05013

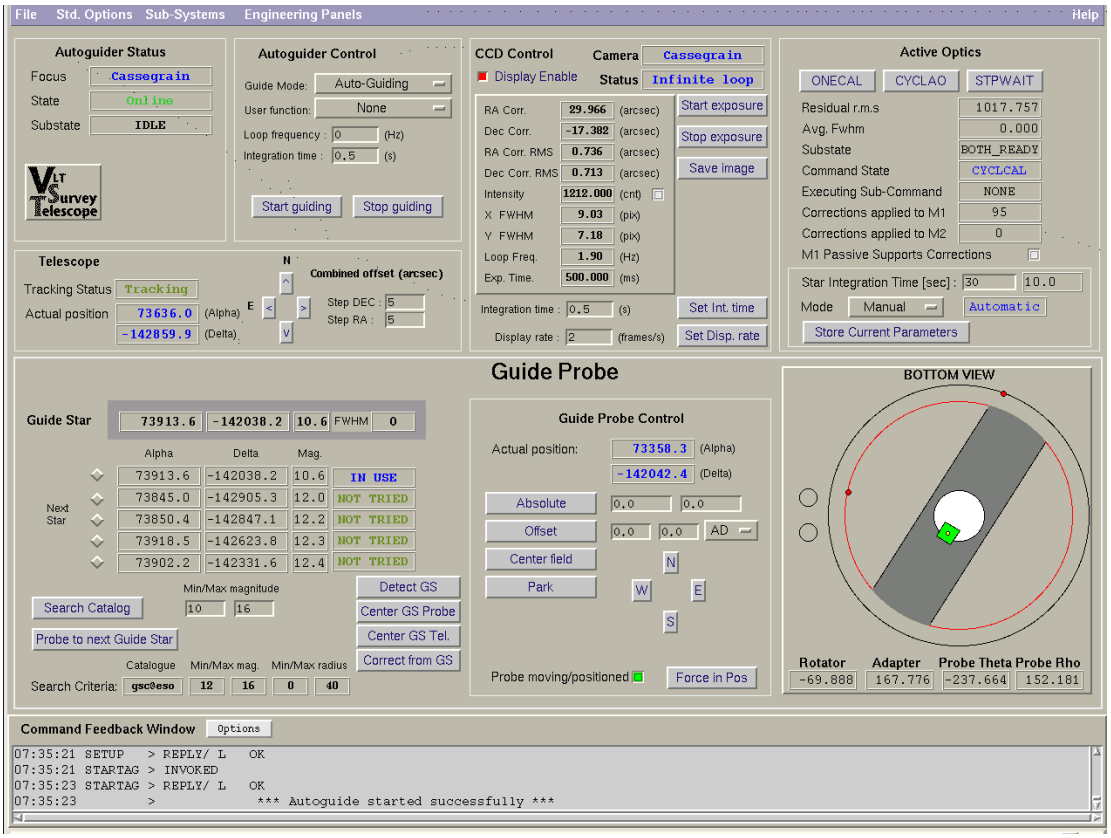


Figure 10. The autoguiding graphical user interface.

- angle of the pickup mirror
- focusing device

The motor control is implemented using a common platform included in the VLT Common Software distribution for the creation of LCU server applications; both DC (Direct Current) and stepper motors are supported. A higher software layer handles the coordination of the probe with the autoguiding software, that is implemented sending the computed corrections to the telescope axes; the direction of corrections was tuned during the telescope commissioning.

6.3 Active optics software

The active optics is the software subsystem which needed more development. It is composed by wavefront sensing, primary mirror system, secondary mirror system and coordination software. In order to verify the effectiveness of the implementations, parallel computations were frequently implemented in Matlab for a cross-check. Learning all the details of the active optics theory was of course essential.

The secondary mirror control implements the three basic commands reported in table 3 for defocus, coma and linear astigmatism corrections.

2013 JINST 8 P05013

Table 3. Secondary mirror basic commands.

Correction	Command	Implementation
Defocus	FOCPOS	Movement along the optical axis
Coma	CENTPOS	Rotation around the center of curvature
Linear Astigmatism	TILTPOS	Rotation around the coma-free point

The primary mirror control software is based on a communication through CAN bus between the LCU, the 84 axial supports, the position reading system and the lateral fixed points. A monitoring task continuously updates the online database values, and commands are sent to the active elements by the active optics coordination module. Both absolute and relative corrections are supported, in order to change the shape of the mirror.

A background task running every 30 seconds regulates the weight on the active supports, loading or unloading appropriately the three axial fixed points in order to prevent the system from trefoil aberration. This task runs when the telescope is observing.

The coordination of the active optics activities is done at workstation level. There, the recalculation of the aberration coefficients is implemented, i.e. the raw coefficients, computed in the technical CCD coordinate system at a given position of the probe in the field, are converted into values in the telescope reference system. The change of coordinates is implemented taking into account the geometry of the probe.

The field aberrations are also subtracted, considering that the telescope does not strictly belong to any classical category of telescopes like the Cassegrain or the Ritchey-Chretien. Thus, the field aberrations were computed by ray-tracing and are removed from the wavefront sensor measure by software.

Also, the software subtracts the static aberrations measured in the Shack-Hartmann system during the telescope commissioning [16], in the section which recalculates the coefficients of the aberration modes.

6.4 Atmospheric Dispersion Corrector software

The software controls two axes to implement the counter-rotation of the prisms doublets. Their position depends on zenith angle, relative humidity, temperature, atmospheric pressure, which are read from the online database. The ADC software can also update continuously the prisms position to fine tune the correction during long exposures.

6.5 Auxiliary systems software

Some auxiliary subsystems are controlled with dedicated software applications.

- Primary mirror cover: it is controlled through a digital I/O board.
- Hydrostatic bearing system of azimuth axis: it is controlled by a digital I/O board and a CAN Bus interface to communicate with microcontroller boards.
- Temperature sensors: they are read through a CAN Bus interface that communicates with dedicated microcontroller boards.

2013 JINST 8 P05013

- Co-rotator: it follows the rotation of the instrument rotator, carrying cables and electronic cabinets. It is controlled through a serial RS-232 interface module.

6.6 Coordination software

In the ESO framework the Telescope Control Software is considered one of the subsystems of the Observation Software (the others are the Instrument Control Software and the Detector Control Software). Therefore, although the telescope can be fully operated autonomously by the Telescope Control Software, it also implements an interface with the external world that allows to receive commands.

The most typical command is a "Preset": the telescope receives new target coordinates with a complete set of information on the autoguiding, active optics, ADC configurations. All the telescope subsystems are appropriately activated, in parallel whenever this is possible or in sequence; when the preset is ended the telescope is ready to take images.

7 Configuration control

In a distributed and complex environment like the VST control system, the software developers run always the risk to implement successful modifications which can be lost after a reinstallation, if a proper control of the configuration is not strictly implemented. Therefore the software has always been taken under configuration control, using an ESO proprietary tool for most of the project, and then switching to the open source tool Subversion (SVN) for software version control. Besides the archiving of all versions of a single module, a particular care has been given to the overall installation module, which contains all the configuration files to rebuild correctly each machine environment from scratch. Also, the control of the configuration has always been implemented at level of the whole software package rather than simply of the single modules. The strict implementation of configuration control practices has indeed removed almost completely the loss of good and tested code.

8 Software commissioning

The commissioning of the software has been done in parallel with the commissioning of the telescope. Before this phase, all the software modules associated to subsystems (e.g. the primary and secondary mirror systems, the tracking axes and so on) had been already extensively debugged, and the coordination at system level had also been tested with real hardware or at least in simulation mode, in case the hardware was not available. This preparatory work allowed the staff to perform the telescope commissioning with no time lost for software problems. Nevertheless, many important details were modified in the software of all the telescope subsystems. The developers could start from a stable environment and implement more easily the modifications that were deemed necessary during the commissioning.

9 Conclusions

We described the design and implementation of the VST telescope control software, that has been delivered in 2011 at the end of the telescope commissioning. Since then, the only intervention

2013 JINST 8 P05013

has been the upgrade to the last release of the ESO VLT Common Software. Thus, after more than one year of work in operational conditions it can be considered a mature and stable software package. The ease of use for the telescope operators has been guaranteed by the strict similarity of the user interfaces to the other ESO telescopes, that has been considered as a requirement along the whole duration of the project; in fact, the learning curve of the operators has been very short. Summarizing the results, the telescope software regularly allows a smooth control of the instrument and can be maintained with minimum efforts by the local staff.

References

[1] M. Capaccioli and P. Schipani, *The VLT Survey Telescope opens to the sky: history of a commissioning*, *The Messenger* **146** (2011) 2.

[2] P. Schipani et al., *VST: from commissioning to science*, *Proc. SPIE* **8444** (2012) 84441C.

[3] K. Wirenstrand, *VLT telescope control software – an overview*, *Proc. SPIE* **2479** (1995) 129.

[4] A. Longinotti et al., *The VINCI instrument software in the Very Large Telescope Evironment*, *IEEE Trans. Nucl. Sci* **49** (2002) 483.

[5] P. Schipani, F. Perrotta and L. Marty, *Active optics correction forces for the VST 2.6-m primary mirror*, *Proc. SPIE* **6273** (2006) 1014.

[6] P. Schipani et al., *The VST active primary mirror support system*, *Proc. SPIE* **7739** (2010) 773931.

[7] P. Schipani, L. Marty, F. Perrotta, D. Magrin and S. D'Orsi, *The primary mirror system control software for the VST*, *Proc. SPIE* **7740** (2010) 774037.

[8] P. Schipani et al., *Active Optics Primary Mirror Support System for the 2.6-m VST Telescope*, *Appl. Opt.* **49** (2010) 1234.

[9] P. Schipani and L. Marty, *Stewart platform kinematics and secondary mirror aberration control*, *Proc. SPIE* **6273** (2006) 1026.

[10] P. Schipani et al., *The VST secondary mirror support system*, *Proc. SPIE* **7018** (2008) 701845.

[11] P. Schipani et al., *Performance of the VST secondary mirror support system*, *Proc. SPIE* **7739** (2010) 773932.

[12] P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro and L. Marty, *Active Optics Control of VST Secondary Mirror*, *Appl. Opt.* **49** (2010) 3199.

[13] P. Schipani, F. Perrotta and L. Marty, *Integrated modeling approach for an active optics system*, *Proc. SPIE* **6271** (2006) 418.

[14] P. Schipani et al., *The active optics system of the VST: concepts and results*, *Proc. SPIE* **8444** (2012) 84444Z.

[15] P. Schipani et al., *The VST alignment: strategy and results*, *Proc. SPIE* **8444** (2012) 844456.

[16] P. Schipani et al., *Removing static aberrations from the active optics system of a wide-field telescope*, *J. Opt. Soc. Am.* **A 29** (2012) 1359.

[17] K. Kuijken, *OmegaCAM: ESO's newest imager*, *The Messenger* **146** (2011) 8.

[18] P. Schipani and F. Perrotta, *The image quality error budget for the VST telescope*, *Proc. SPIE* **7017** (2008) 70171H.

[19] D. Mancini, E. Cascone and P. Schipani, *Italian National Galileo Telescope (TNG) system description and tracking performance in the workshop*, *Proc. SPIE* **3086** (1997) 85.

[20] W. Gawronski, J.J. Brandt, H.G. Ahlstrom Jr. and E. Maneri, *Torque-bias profile for improved tracking of the deep space network antennas*, *IEEE Antennas Propag. Mag.* **42** (2000) 35.

2013 JINST 8 P05013

[21] P. Schipani, M. Brescia, S. Sandrock and T. Erm, *The VST tracking system and its preliminary performance*, *Proc. SPIE* **7018** (2008) 701844.

[22] P. Schipani et al., *Pointing and tracking results of the VST telescope*, *Proc. SPIE* **8444** (2012) 84445R.

[23] P. Schipani et al., *The tracking control system of the VLT Survey Telescope*, *Rev. Sci. Instrum.* **83** (2012) 094501.

[24] T. Erm, *A guide to better autoguiding*, *Proc. SPIE* **4004** (2000) 517.

[25] L. Noethe, *Active optics in modern, large optical telescopes*, *Progress in Optics* **43** (2002) 3.

[26] F. Perrotta and P. Schipani, *A simulation model for a telescope earthquake analysis: the VST primary mirror safety system*, *Exp. Astron.* **29** (2011) 189.

[27] C.G. Wynne and S.P. Worswick, *Atmospheric dispersion corrector at the Cassegrain focus*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **220** (1986) 657.

[28] P. Schipani et al., *The ADC for the VST telescope: theory and preliminary test of the electromechanical system*, *Proc. SPIE* **7739** (2010) 773948.

2013 JINST 8 P05013

AIP | Review of Scientific Instruments

The tracking control system of the VLT Survey Telescope

P. Schipani, C. Arcidiacono, J. Argomedo, M. Dall'Ora, S. D'Orsi, J. Farinato, D. Magrin, L. Marty, R. Ragazzoni, and G. Umbriaco

Citation: Review of Scientific Instruments **83**, 094501 (2012); doi: 10.1063/1.4754128
View online: http://dx.doi.org/10.1063/1.4754128
View Table of Contents: http://scitation.aip.org/content/aip/journal/rsi/83/9?ver=pdfcov
Published by the AIP Publishing

Articles you may be interested in

Development of the control system for three-axis ultraprecision compact micromilling machine
J. Vac. Sci. Technol. B **27**, 1285 (2009); 10.1116/1.3110007

A cryogenic measurement setup for microelectromechanical systems used in space applications
Rev. Sci. Instrum. **76**, 045105 (2005); 10.1063/1.1884192

Automatic system to control the operation of an extended cavity diode laser
Rev. Sci. Instrum. **75**, 54 (2004); 10.1063/1.1634359

Attitude control system for balloon-borne experiments
AIP Conf. Proc. **616**, 56 (2002); 10.1063/1.1475603

An active telescope secondary mirror control system
Rev. Sci. Instrum. **70**, 2856 (1999); 10.1063/1.1149807

SHIMADZU Excellence in Science
Powerful, Multi-functional UV-Vis-NIR and FTIR Spectrophotometers
Providing the utmost in sensitivity, accuracy and resolution for applications in materials characterization and science
• Photovoltaics • Ceramics • DNA film structures
• Polymers • Thin films • Packaging materials
• Coatings • Inks • Nanotechnology
• Paints
Click here for accurate, cost-effective laboratory solutions



Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

The tracking control system of the VLT Survey Telescope

P. Schipani,[1] C. Arcidiacono,[2,3] J. Argomedo,[4] M. Dall'Ora,[1] S. D'Orsi,[1] J. Farinato,[5] D. Magrin,[5] L. Marty,[1] R. Ragazzoni,[5] and G. Umbriaco[6]
[1]*Istituto Nazionale di Astrofisica – Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Salita Moiariello 16, I-80131 Naples, Italy*
[2]*Istituto Nazionale di Astrofisica – Osservatorio Astronomico di Bologna, Via Ranzani 1, I-40127 Bologna, Italy*
[3]*Istituto Nazionale di Astrofisica – Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Largo Enrico Fermi 5, I-50125 Florence, Italy*
[4]*European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str.2, D-85748 Garching bei München, Germany*
[5]*Istituto Nazionale di Astrofisica – Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padua, Italy*
[6]*University of Padua, Vicolo dell'Osservatorio 3, I-35122 Padua, Italy*

(Received 31 July 2012; accepted 6 September 2012; published online 27 September 2012)

The VLT survey telescope is the latest telescope installed at European Southern Observatory's Paranal observatory that is considered one of the best sites for optical astronomy for the excellent seeing conditions. The exceptional quality of the site imposes tight requirements for the telescope tracking system that shall perform very well to fully exploit the extreme sharpness of the Chilean sky. We describe the specific solutions adopted for pointing, servo and guiding systems and the results obtained during the commissioning of the telescope. The hardware implementation relies on industry components and the control solutions privilege both the performance and the future maintainability of the system. © *2012 American Institute of Physics*. [http://dx.doi.org/10.1063/1.4754128]

I. INTRODUCTION

The control of telescope axes has been implemented with different hardware and control solutions in previous telescopes and antennas projects. For a good review and discussion of possible implementations see Ref. 1. Specific solutions are discussed for optical telescopes, e.g., in Refs. 2 and 3 for the 8.2-m Very Large Telescope (VLT), in Ref. 4 for the 10-m Gran Telescopio Canarias, in Refs. 5 and 6 for the 3.5-m Telescopio Nazionale Galileo (TNG); examples of similar applications are described in Ref. 7 for the 17-m major atmospheric gamma-ray imaging Cherenkov telescopes, in Ref. 8 for the 50-m large millimeter telescope radiotelescope, in Ref. 9 for the 34-m and 70-m antennas of the NASA deep space network (DSN).

The tracking system of an optical telescope must stabilize very accurately the position of the image on the scientific detector. This is a critical task with a direct influence on the performance of the whole instrument. The mission can be accomplished only through good performance of the pointing, servo and guiding systems. These three systems cooperate in complementary ways. The servo control system is designed to minimize the difference between the desired reference trajectory and the encoder feedback. But even if this task is perfectly accomplished and the error is virtually zero, still the image can significantly drift on the detector; this happens because the encoders do not measure the orientation of the beam and no telescope mount can be ideal. Therefore, the axes encoders cannot be the ultimate feedback that shall come unavoidably from the movement of the image on the detector. The discrepancies are due to imperfections and deformations of the mechanical construction: typical errors are the non-exact alignment of the axes, the deformation of the telescope structure, the non-perpendicularity of the axes, and the zero point offsets. These imperfections are taken into account in the pointing model, which is included in the generation of the reference positions for the axes servo control. Therefore, a good pointing model does not improve just the "pointing" itself but also contributes to stabilize the image on the detector, removing most of the star drift. The residual drift is removed by the auto-guiding system, using an outer control loop where the controlled variable is the position of the star on the detector. The specific and in some cases innovative solutions adopted for the VLT Survey Telescope (VST) are discussed below.

II. OVERVIEW OF THE TELESCOPE

The VST[10] (Fig. 1) is a wide-field optical imaging telescope with a 2.6-m aperture, operating from the ultraviolet to the near-infrared (z′-band) with a corrected field of view of $1^\circ \times 1^\circ$. It is currently the largest telescope in the world designed specifically for surveying the sky in visible light. The telescope is equipped with an active optics system based on a Shack-Hartmann wavefront sensor. Conceived for the superb environment of the Paranal Observatory (Chile), it features an f/5.5 modified Ritchey-Chretien optical layout, a two lens wide-field corrector with the dewar window acting as a third lens or, alternatively, an atmospheric dispersion compensator coupled with a single lens wide-field corrector plus the dewar window, an active primary mirror, a hexapod driven secondary mirror, and an alt-azimuthal mounting. Its single focal plane instrument, OmegaCAM,[11,12] is a large format (16k×16k pixels) CCD camera contributed by the OmegaCAM consortium (Netherlands, Germany, Italy, ESO), composed by a mosaic of 32 2K×4K scientific CCDs arranged in an 8 × 4 matrix. The camera provides an alternative curvature wavefront sensor and guiding system based on four

 © 2012 American Institute of Physics

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

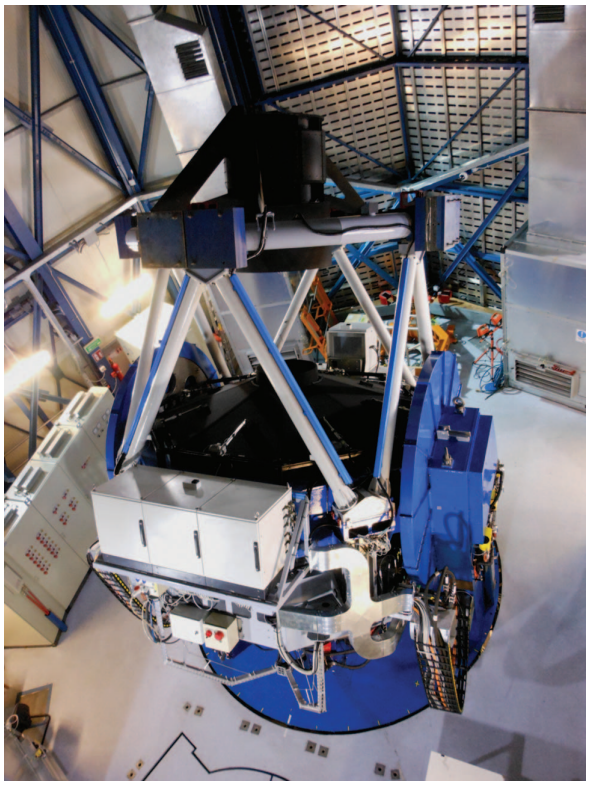


FIG. 1. The VST telescope at Paranal observatory.

additional CCDs at the outer edge of the mosaic that are outside the scope of this paper.

The VST is the result of a joint venture between ESO (European Southern Observatory) and the INAF-Capodimonte Astronomical Observatory in Naples, formerly an independent institution and since 2002 a structure of the Italian National Institute for Astrophysics (INAF). The telescope has officially started the operations in Paranal in the second half of 2011. Further details on the telescope subsystems are discussed in Ref. 13 for the image quality error budget,[14–19] for the primary mirror support and safety system,[20–23] for the secondary mirror support system,[24,25] for the control simulations,[26–28] for the preliminary activities on axes control,[29,30] for the adapter-rotator and the atmospheric dispersion corrector,[31] and for the alignment.

III. TELESCOPE TRACKING

The scheme of the VST tracking system is shown in Fig. 2, whose details are further discussed below. The telescope has an alt-azimuth mount, thus the field rotation has to be compensated by the rotation of the instrument; consequently, the tracking axes are three: azimuth, altitude, and rotator. Their errors contribute to the image displacement in different ways. The altitude oscillations are directly transmitted to the image and are usually the most dangerous, because the wind disturbance mainly affects the altitude axis. On the contrary, the azimuth oscillations are scaled by the cosine of the altitude angle, a factor which reduces the azimuth contribution to the effect on the image, especially when the telescope is near the zenith. Finally, the effect of the rotation error on the image quality is proportional to the image scale I_s and to the physical distance r from the centre of rotation, that is normally rather small. The maximum error e_M occurs at the maximum distance r_M from the centre:

$$e_M = e_{ROT} r_M I_s. \quad (1)$$

The VST detector is the OmegaCAM square mosaic of CCDs, of about 24 cm side. Although it is much larger than the detectors of the traditional telescopes, still Eq. (1) gives $e_M \approx 0.01 e_{ROT}$, i.e., the tolerable rotator error is two orders of magnitudes greater than for altitude and azimuth, relaxing the servo requirements.

The basic tracking specification was set on the stability of the image as seen on the guide probe, with autoguiding system active: the root mean square (RMS) error should not exceed 0.1 arc sec. This specification imposes tight requirements on the individual axes servo errors, which should consequently be of the order of some 0.01 arc sec RMS for azimuth and altitude, and of some arc sec for the rotator.

IV. FUNCTIONAL REQUIREMENTS

Although the performance in terms of image stability is the most important specification for the control system, there are also other essential functional requirements, e.g.:

- the slewing of the axes shall be reasonably quick;
- the system shall always converge to tracking phase after the application of offsets;
- the tracking system shall be able to reject the wind disturbance, respecting the environmental requirements (e.g., the telescopes shall be able to work in Paranal with wind speed v $\leq$18m/s);
- the system behavior shall be reliably the same in any position of the telescope in the operating range;
- the system shall be safe to avoid damages to the telescope and the people;
- the reliability shall be assessed to minimize the technical downtime;
- the hardware and software shall be easily maintainable by the local staff.

These requirements need sometimes contrasting solutions, but the control system must fulfill all of them through the appropriate trade-offs.

V. SERVO SOLUTIONS

A. Position feedback

The position feedback is provided by high quality incremental encoders equipped with distance-coded reference marks, which convert a rotation into signals. They are glass discs with a circular scale (72 000 lines), with radial grating and reference marks, produced by Heidenhain GmbH. The absolute position is established during the initialization procedure, traversing two adjacent reference marks; this is possible because the relative distance of two reference marks is never

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

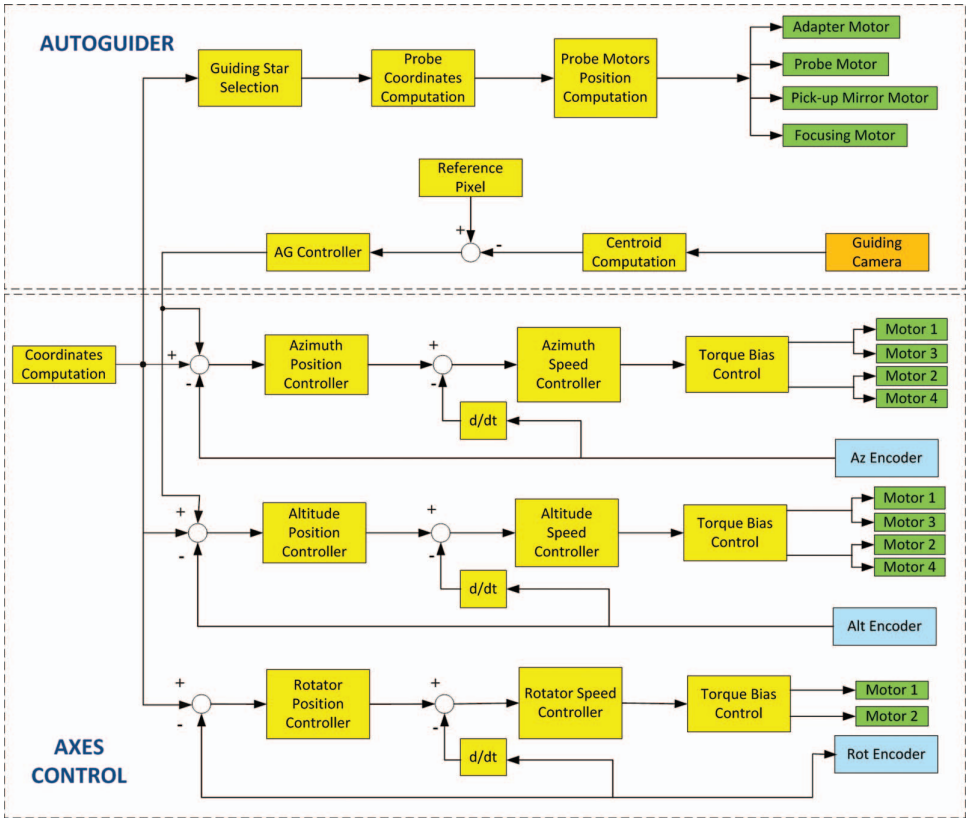


FIG. 2. Control system diagram.

identical, i.e., the distances are the absolute codes. Four scanning units, offset to each other by 90°, are attached to the circular scale. Each scanning field illuminates the circular scale using the transmitted light method. The resulting light-dark modulation is converted into electrical signals by a photodetector; then the encoder electronics further subdivides the signal periods 4096-fold. Eccentricity and deformation errors are removed by computing the mean values of the respective output signals of the four scanning units. The overall resolution of the encoder system, averaging the four scanning heads, is about 0.001 arc sec, i.e., one order of magnitude lower than the precision that is required to the control system.

B. Velocity feedback

The motors are provided with tachometers, but normally the velocity feedback is obtained by differentiating the encoder readings, because this method has provided experimentally a less noisy signal. The tachometers are used only in the initialization phase, when the axes shall be moved at a constant speed for a few degrees in order to identify their absolute position, traversing two adjacent distance coded reference marks. In this phase, the encoder readings are not available yet, thus the tachometers are the only possible feedback.

C. Motors and torque handling

The axes motors and their drives are Moog Inc. commercial components. The brushless servomotors transmit the motion to gear wheels; four motors are installed for azimuth and altitude, and only two are installed for the rotator. Although the motor drives could be used to close also the control loops, connecting analogue feedback signals, this capability is not used and they are configured to behave just as power amplifiers. Both position and speed control loops are implemented digitally within the software running on local control units, based on the VERSAModule Eurocard (VME) bus: this choice gives total freedom in the controllers design. Indeed, all the axes are equipped by pairs of motors. In case of altitude axis, two pairs of motors are physically coupled to two separate gear wheels, located on opposite sides of the telescope; on the contrary azimuth has two pairs of motors acting on a single gear, while the rotator has just one pair of motors on one gear. The gear transmission might cause the well-known problem of backlash clearance at pinions. This potential problem is prevented by the application of a constant torque bias to the motors, i.e., the motor torques are computed according to Eqs. (2) and (3):

$$\tau_1 = \tau_3 = \frac{\tau}{N} + \tau_p, \tag{2}$$

$$\tau_2 = \tau_4 = \frac{\tau}{N} - \tau_p, \tag{3}$$

where τ is the overall torque (output from the speed controller), τ_p is the preload torque, and N is the number of motors (N = 4 for azimuth and altitude; N = 2 for the rotator). Figure 3 shows graphically the sharing of torque between the motors using a torque bias. According to Eqs. (2) and (3),

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

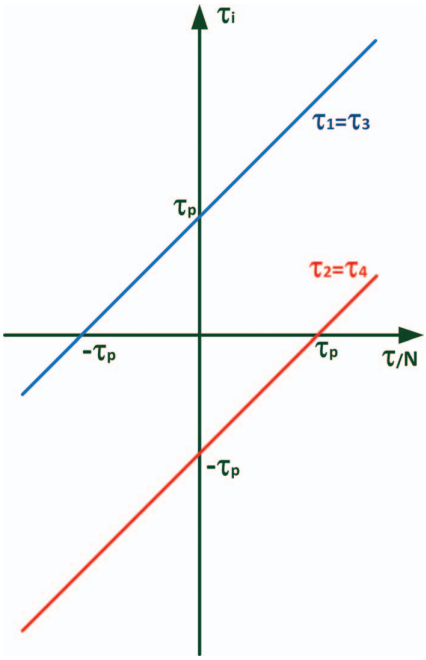


FIG. 3. Application of a torque bias.

when the sign of τ changes, there shall be always half of the motors still pushing in the opposite direction: therefore, for each pair of motors, only one of the pinions loses the contact with the gear, going in the backlash clearance. Thus, there is no possibility that all motors go simultaneously in the backlash area between the gear teeth. The effectiveness of the approach depends on the amount of torque bias: the counter-torque τ_p shall come from a trade-off, because it must be large enough to lead the axis through the gap, but also small enough to prevent excessive friction. Similar torque bias solutions were adopted for other optical telescopes like TNG[5] and for DSN antennas.[32]

The advantage from the application of the preload torque is especially perceptible when the axis moves at almost zero speed and reverses its direction. In the altitude case this is a common condition that happens when the meridian is crossed; in the azimuth case it happens for circumpolar objects.

VI. BALANCING

An obvious prerequisite to the servo control work is the mechanical balancing of the telescope. In the case study it is hard to reach the ideal balancing because the telescope has several moving parts that are not inherently symmetric. This is especially true for the bottom side, where the rotation of the instrument with its electronic cabinets generates significant balancing differences (Fig. 4). This had some tricky consequences during the commissioning of the telescope: the cause of a sporadic problem on altitude was ascribed, rather surprisingly, to the unbalancing of the rotating cabinets of the instrument electronics, which had been previously considered negligible because it had no effect on the rotation of its own axis. The solution was smooth: the rotating flange carrying

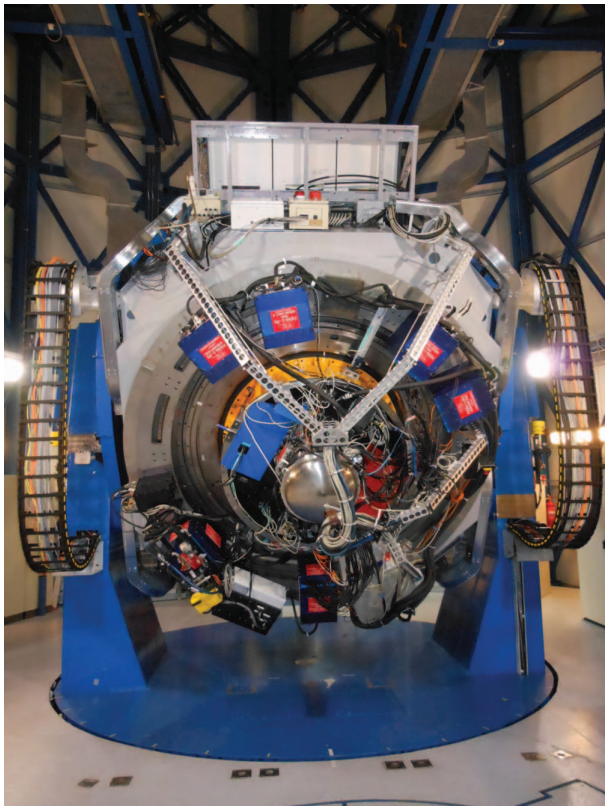


FIG. 4. The telescope seen from the instrument side.

the electronics was better balanced and the maximum torque available for altitude was increased. Thus, the step before the control parameters tuning was mandatorily an accurate balancing of altitude and rotator axes that were fully validated in any telescope position and operating condition.

VII. SERVO CONTROL

Once the telescope axes are balanced and supplied with a sufficient torque, usually the cross-disturbances are negligible. This is also the case in VST: during the tracking phase the three axes can be considered independently. A small interaction can be observed only during the preset phase, when one axis has just switched to the tracking phase and the others are still slewing faster to the target position; however, this little effect has no consequence on the image quality and can be neglected, with no loss of accuracy and functionality. Therefore, the control of the three axes could be designed independently, although sharing the same structure: the three axes are controlled with two nested positions and speed control loops (Fig. 2).

In a telescope, the two phases of slewing and tracking are rather different by the control point of view, because the tracking is almost static and shall have very small trajectory following errors, while the slewing is much faster. Therefore, a conventional controller with a static structure and constant parameters should be designed as a trade-off between contrasting necessities and would not be optimal. Thus, in VST

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

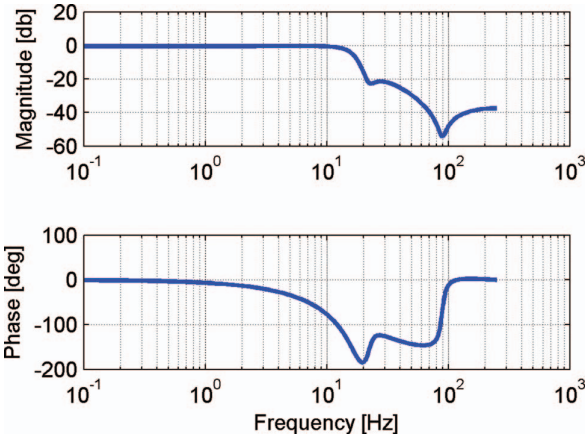


FIG. 5. Bode diagram of altitude axis speed controller zero-pole filter.

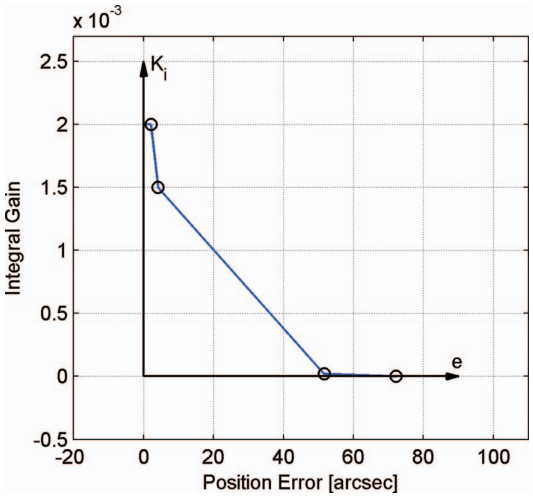


FIG. 6. Variable integral gain. The coordinates of the points are: $(0, 2 \times 10^{-3})$, $(2, 2 \times 10^{-3})$, $(4, 1.5 \times 10^{-3})$, $(52, 2 \times 10^{-5})$, (72,0).

the controllers have been implemented with a variable structure to self-adapt to the different needs during the different phases of slewing and tracking.

Furthermore, as the telescope is operated in a remote desert environment, a special care was given to its maintainability, also in the control solutions. Therefore, the controllers have been designed starting from the solutions already implemented at the VLT,[33] because it was decided to keep a control structure well known to the local maintenance staff. However, the original controller structure has been modified during the commissioning of the telescope, introducing some necessary improvements, described in Secs. VII A–VII C.

A. Velocity controller

The velocity controller is a cascade of a PI (proportional-integral) controller and a 4th order zero-pole filter described by Eq. (4):

$$C_v(z) = \frac{b_4 z^4 + b_3 z^3 + b_2 z^2 + b_1 z + b_0}{z^4 + a_3 z^3 + a_2 z^2 + a_1 z + a_0}. \quad (4)$$

Notch filters might also be added to attenuate resonances at specific frequencies. The parameters of Eq. (4) in the Z-domain have been computed starting from the continuous time form of the filter with a Tustin conversion, taking into account the sampling period T = 2 ms. The filter C_v has been designed starting from the system identification of the transfer function between the torque command and the velocity feedback[27] that proved to be in reasonable agreement with the simulations done at the beginning of the project.[24,25] Figure 5 shows the Bode diagram of the altitude axis filter, which is basically a low-pass filter with a larger attenuation on two specific frequencies.

B. Position controller

The structure of the position controller is variable, as it changes as a function of the position error. Basically, three controller structures are defined, for small, medium, and large errors, with configurable thresholds. The "small errors" controller is a PI filter that shall provide optimal performance during tracking. The "large errors" controller is active during slewing and provides a speed reference that is proportional to the square root of the position error:

$$v_R = K_b \sqrt{e}. \quad (5)$$

For "medium errors," an interpolation between the large and small error controllers is needed. The VLT controller structure interpolated just the proportional action of the controller, but this solution was not optimal in the VST case: e.g., the application of repetitive small offsets, which for this survey telescope can be frequent, sometimes caused the position error to hang indefinitely in the "medium errors" range. No way was identified to remove this defect with a pure proportional controller, therefore, we introduced the novelty of interpolating the integral gain too, creating a variable integral action operating in a much wider error range. This solution allowed to boost the "medium errors" controller and ensured a reliable convergence of the position error to zero, in any condition.

The shape of the integral gain dependence of the error has been obtained by a linear interpolation of points (e.g., see Fig. 6, where the function is composed by five straight lines intersecting in intermediate points). This method allows an easy tuning of the controller, generating any possible function with a straightforward implementation.

In the end, the variable structure controller implemented for VST has been a mixed evolution of the solutions adopted in VLT[33] and TNG,[6] another project that provided a heritage to this work, and the adopted solution was effective for both performance and maintenance aspects.

C. Performance

The servo control has to demonstrate to maintain an optimal level of performance in any possible condition. Therefore, it is necessary to perform a comprehensive set of tests,

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

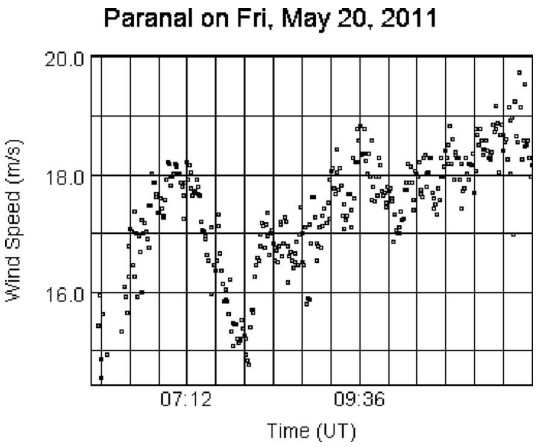


FIG. 7. Wind speed during tests.

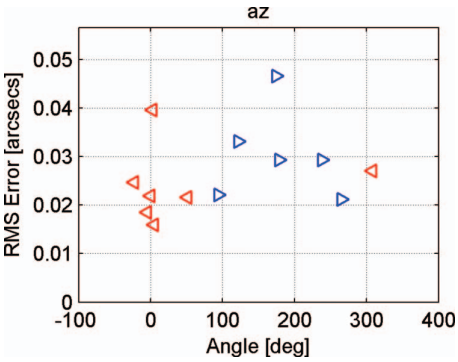


FIG. 9. Azimuth tracking map results.

including all the possible conditions for axes positions and speeds. A predetermined set of sky coordinates was selected to simulate coverage of the whole sky, including potentially critical conditions as the crossing of meridian, where altitude inverts its motion direction. This test case was always the same, allowing a direct comparison between data collected in different conditions in terms of controller structures, wind speeds, enclosure settings (observing slit open/closed, ventilation doors open/closed, wind-screen up/down). Data were collected considering the position errors in terms of deviations between the reference coordinates and the encoder values.

During some nights with wind speeds around the maximum operational limit, the robustness of the system against the external disturbance of the wind was verified too. Provided that the ventilation doors were closed and the wind-screen was raised to its upper position, the telescope servo system proved to be unaffected by the most severe wind conditions allowed by the environmental specifications, obtaining identical results with respect to the same test executed with no wind (i.e., with the enclosure totally closed). The results described hereafter were obtained in the conditions of Fig. 7, i.e., with a wind speed ranging from 15 to 20 m/s.

Figures 8–10 show the results of the test in terms of RMS errors, respectively, for altitude, azimuth, and rotator; the arrows point toward the motion direction, demonstrating there is no degradation in any of the two directions.

In Fig. 11 the raw servo errors of the three axes are superimposed; this direct comparison shows the rotator has the largest servo error, while the azimuth and altitude ones are comparable. Although the rotator error is the largest of the three, it has to be noted it is still more than one order of magnitude better than needed, because of Eq. (1). The slight difference between azimuth and altitude is mainly caused by the different speed ranges of the two axes: the maximum altitude speed at the latitude of Paranal is about 13 arc sec/s, i.e., rather moderate, while on the contrary the maximum azimuth speed becomes much larger going near the blind spot and is theoretically infinite at zenith. Summarizing, in most of the cases the azimuth travels faster than altitude and consequently it is foreseeable that the trajectory is followed with a little loss of accuracy. The rotator shares with azimuth the same considerations: the speed range is wide, thus the velocity is again typically much larger than the altitude one. Figures 12 (altitude), 13 (azimuth), and 14 (rotator) show the position errors during a typical tracking data collection of 3 min.

Comparing the commissioning results with the data previously collected during the preliminary tests in Italy,[28] a significant improvement can be observed: roughly azimuth is two times better, altitude is three times better, the rotator is more than ten times better. The reasons for the improvements are the new accurate setting of the controllers during the telescope commissioning, and the mechanical maintenance of

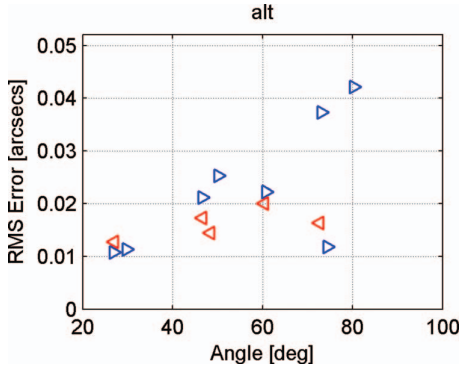


FIG. 8. Altitude tracking map results.

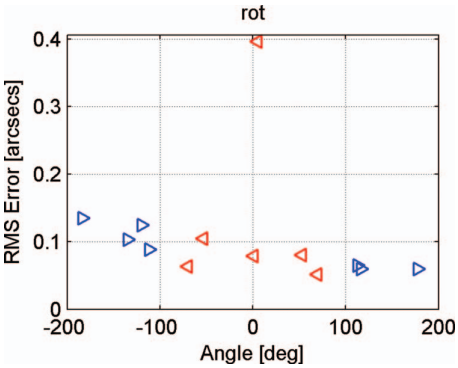


FIG. 10. Rotator tracking map results.

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

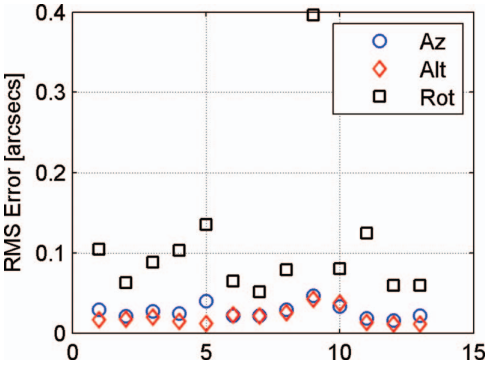


FIG. 11. Tracking map results (az, alt, rot). The x-axis shows the numbering of the tests.

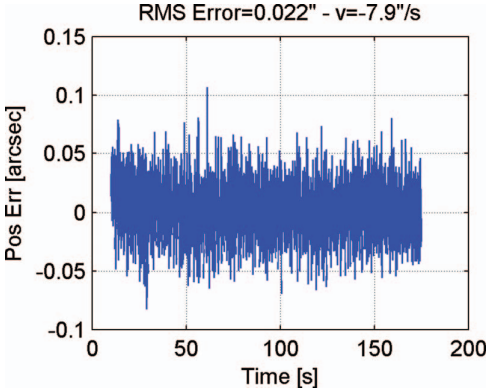


FIG. 13. Azimuth tracking error vs time.

some components, as the rotator bearing which had presented friction problems at earlier stages in Italy.

The overall effect of the servo error on the image can be deducted from the individual axes errors: the rotator contribution is negligible, because the small values of Fig. 10 are further decreased by two orders of magnitudes by the application of Eq. (1); furthermore, the azimuth error contribution is lessened by the cos(ALT) factor. Taking into account these considerations, Fig. 15 shows the same altitude data of Fig. 8, while the azimuth data are multiplied by cos(ALT) and the rotator data are neglected; within these approximations, the overall effect of the servo error on the image (shown with stars in Fig. 15) is estimated as

$$e = \sqrt{[e_{AZ}\cos(ALT)]^2 + e_{ALT}^2}. \quad (6)$$

Using Eq. (6), the estimate of the RMS servo error effect on the image gives an average value of 0.025 arc sec and a maximum value of about 0.04 arc sec.

VIII. POINTING MODEL

The VST tracking software adopts an analytical pointing model based on TPOINT^{TM} software, as most of the advanced medium and large telescopes, which corrects the mechanical deviations from the ideal telescope. The pointing model parameters are calibrated by a set of pointing error measurements, collected in a set of different sky positions representative of the whole sky. Templates of about 20, 40, and 60 stars have been executed, with an automatic procedure which allows to complete the acquisition in a reasonably short time (e.g., about 1 h for the 40 stars template). A new pointing model is applied immediately to the telescope tracking software, just sending a command.

Indeed, although the measurement method is absolute, the quality of the results is incremental: starting from a bad model, or from no model, the errors are large and the final fit will likely be slightly inaccurate; a further iteration allows to improve the precision of the results. Therefore, the building of the model is an incremental process that always involves several steps, anytime the configuration of the telescope is changed, e.g., for alignment purposes. Sometimes, the model has been built exclusively to check its stability over time.

The TPOINT^{TM} software allows to fit a huge number of parameters; the most commonly used are the six purely geometric terms that affect any alt-azimuth mount, and the tube flexure, described in Table I. Many other terms can be used to model cyclic errors but, although fitting more terms produces a better mathematical result in terms of a lower RMS error of the fit, this does not necessarily correspond to a real positive effect, i.e., maybe the additional terms fit just the noise of the single set of measurements. Thus, unless some of these

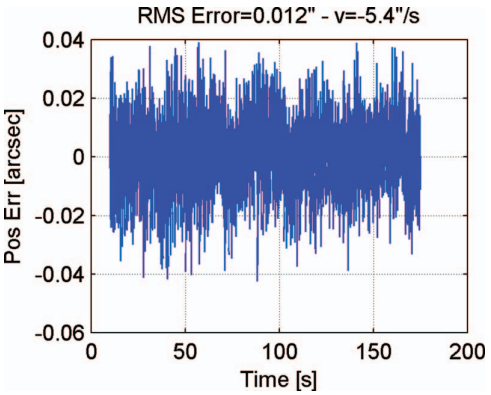


FIG. 12. Altitude tracking error vs time.

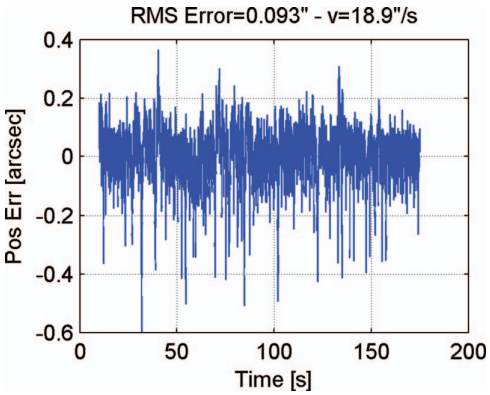


FIG. 14. Rotator tracking error vs time.

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

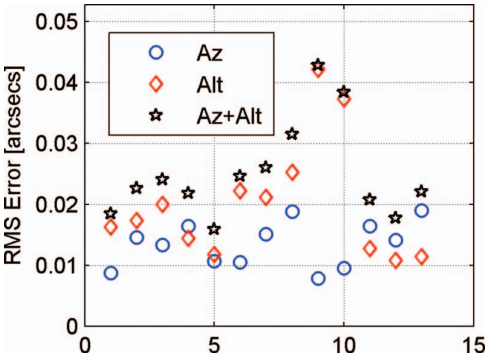


FIG. 15. Effect of combined error. The x-axis shows the numbering of the tests.

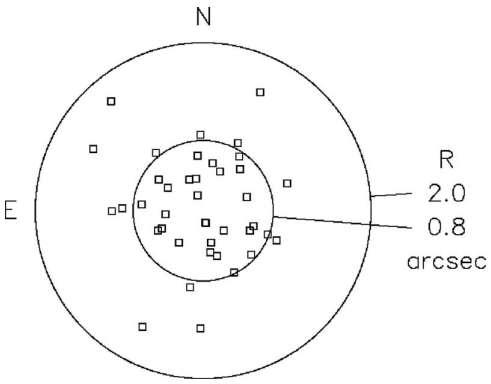


FIG. 16. Results of a pointing modeling session.

additional terms have been identified very clearly, they have been removed from the fit.

The quality of the model is expressed by the RMS value of the fit in arc sec units. In the VST case this value is about 1 arc sec, with a range of results during the telescope commissioning typically between 0.8 and 1.2 arc sec. The graphical representation of a pointing modeling session is shown in Fig. 16 for a set of 40 stars. All the stars are enclosed in a 2 arc sec circle, while the inner circle of 0.8 arc sec represents the RMS error. These values are better than specifications (for this wide-field imaging telescope the requirement was a RMS error not greater than 5 arc seconds) and comparable with the other telescopes in Paranal (e.g., see Ref. 34 for the ESO Auxiliary Telescopes (ATs) pointing performance).

The good quality of the telescope pointing relaxes the auto-guiding system job, because the image remains rather stable during the typical VST exposure times of few minutes, even without auto-guider.

IX. AUTOGUIDING

The telescope autoguider is based on a probe system which takes the light from an off-axis star and sends it to a guide camera, where the image is recorded on a CCD; the movement of the centroid is removed sending appropriate corrections to the telescope axes (see upper part of Fig. 2). In the VST probe system a pick-up mirror that can be positioned around the science object in (r,θ) coordinates deflects the light to a guiding camera composed by lenses and a technical CCD. Indeed, the light is split in two orthogonal arms by a dichroic that feeds also the wavefront sensor arm (Fig. 17). The inclination of the pick-up mirror depends on the distance from the center, because of the field curvature. The guiding camera best focus is also dependent on the position in the field, and can be adjusted with an additional servo mechanism. Therefore, anytime a guide star has to be captured, four servo mechanisms are activated in parallel: two for the positioning of the probe in polar coordinates, one for the angle of the pick-up mirror, and one for the focusing device (Fig. 2). The system is theory-based, as all the positions of the four motorized functions have been computed off-line using ZEMAX^{TM} ray-tracing software and the results have been implemented in the telescope control software for the generation of the mechanisms reference positions: the theoretical look up tables were validated successfully on the sky.

The image on the CCD is maintained stable with respect to the reference position, filtering the position error with a PII (proportional–double integral) controller,[35] and applying the computed corrections to the telescope axes. With a star magnitude m = 12, the sensitivity of the system allows to operate at a frequency of approximately 1 Hz.

Some results are shown in Fig. 18. The size of the figure is 1 × 1 pixel; the circles represent the RMS errors measured on the guide probe without autoguider and the squares are the RMS errors with active guiding, during 10 min acquisitions.

TABLE I. Pointing model main terms.

Term	Description
IA	Azimuth index error (zero point correction)
IE	Elevation index error (zero point correction)
AN	Azimuth axis North-South misalignment (rotations around East-West axes)
AW	Azimuth axis East-West misalignment (rotations around North-South axes)
NPAE	Non-perpendicularity of azimuth and elevation
CA	Collimation error (non-perpendicularity between pointing direction and the elevation axis)
TF	Tube flexure

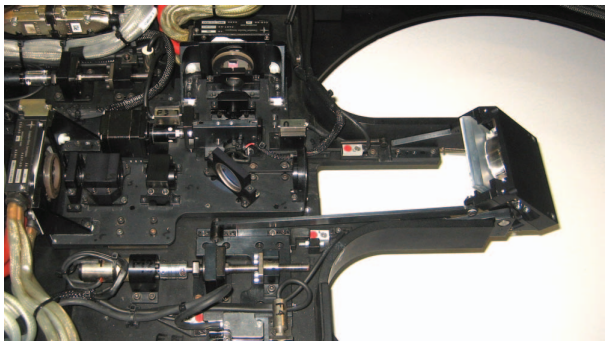


FIG. 17. Probe arm.

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

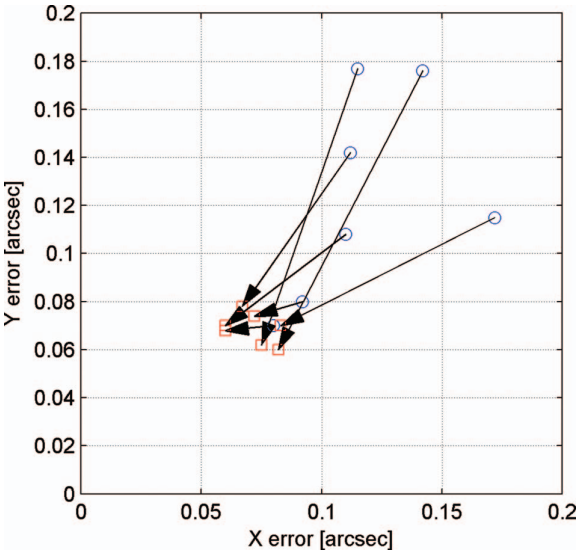


FIG. 18. Effect of the autoguider corrections.

Activating the autoguiding system, the image motion is bounded within 0.1 arc sec, as desired from specifications.

X. CONCLUSIONS

We have presented the servo, pointing and guiding system of the VST. The pointing accuracy is at the level of 1 arc sec RMS, with a best score so far of 0.8 arc sec. The tracking axes have a blind tracking error against own encoders of the order of a few × 0.01 arc sec RMS. The guiding system enables an image centroid error on the guide probe smaller than 0.1 arc sec. Good performance has been measured also with wind speed up to 18 m/s, by closing the ventilation doors and using the wind-screen. Summarizing, the pointing, servo and guiding systems have been successfully designed and tuned, outperforming the specifications and reaching a level of performance comparable to the outstanding ESO telescopes installed on the same platform of Cerro Paranal.

[1]W. Gawronski, IEEE Trans. Control Syst. Technol. **15**, 276–289 (2007).
[2]M. Ravensbergen, Proc. SPIE **2199**, 997–1005 (1994).
[3]T. Erm and P. Gutierrez, Proc. SPIE **4004**, 490–499 (2000).
[4]M. Suarez, J. Rosich, J. Ortega, and A. Pazos, Proc. SPIE **7019**, 70190J (2008).
[5]D. Mancini, E. Cascone, and P. Schipani, Proc. SPIE **3086**, 85–95 (1997).
[6]D. Mancini, E. Cascone, and P. Schipani, Proc. SPIE **3351**, 331–341 (1997).
[7]T. Bretz, D. Dorner, R. M. Wagner, and P. Sawallisch, Astropart. Phys. **31**, 92–101 (2009).
[8]W. Gawronski and K. Souccar, IEEE Antennas Propag. Mag. **47**, 41–49 (2005).
[9]W. Gawronski, IEEE Antennas Propag. Mag. **49**, 40–46 (2007).
[10]M. Capaccioli and P. Schipani, Messenger **146**, 2–6 (2011).
[11]K. Kuijken, R. Bender, E. Cappellaro, B. Muschielok, A. Baruffolo, E. Cascone, O. Iwert, W. Mitsch, H. Nicklas, E. A. Valentijn, D. Baade, K. G. Begeman, A. Bortolussi, D. Boxhoorn, F. Christen, E. R. Deul, C. Geimer, L. Greggio, R. Harke, R. Häfner, G. Hess, H.-J. Hess, U. Hopp, I. Ilijevski, G. Klink, H. Kravcar, J. L. Lizon, C. E. Magagna, Ph. Müller, R. Niemeczek, L. de Pizzol, H. Poschmann, K. Reif, R. Rengelink, J. Reyes, A. Silber, and W. Wellem, Messenger **110**, 15–19 (2002).
[12]K. Kuijken, Messenger **146**, 8–11 (2011).
[13]P. Schipani and F. Perrotta, Proc. SPIE **7017**, 70171H (2008).
[14]P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, L. Ferragina, L. Marty, C. Molfese, and F. Perrotta, Appl. Opt. **49**, 1234–1241 (2010).
[15]P. Schipani, F. Perrotta, and L. Marty, Proc. SPIE **6273**, 62733A (2006).
[16]P. Schipani, M. Capaccioli, S. D'Orsi, L. Ferragina, L. Marty, C. Molfese, F. Perrotta, G. De Paris, D. Fierro, R. Tomelleri, P. Rossettini, F. Perina, S. Recchia, and D. Magrin, Proc. SPIE **7739**, 77393 (2010).
[17]F. Perrotta and P. Schipani, Exp. Astron. **29**, 189–206 (2011).
[18]P. Schipani, L. Marty, F. Perrotta, D. Magrin, and S. D'Orsi, Proc. SPIE **7740**, 774037 (2010).
[19]P. Schipani, M. Brescia, and L. Marty, Proc. SPIE **6274**, 627417 (2006).
[20]P. Schipani and L. Marty, Proc. SPIE **6273**, 62733B (2006).
[21]P. Schipani, S. D'Orsi, D. Fierro, and L. Marty, Appl. Opt. **49**, 3199–3207 (2010).
[22]P. Schipani, F. Perrotta, C. Molfese, O. Caputi, L. Ferragina, L. Marty, M. Capaccioli, D. Gallieni, P. Fumi, E. Anaclerio, P. Lazzarini, and G. De Paris, Proc. SPIE **7018**, 701845 (2008).
[23]P. Schipani, S. D'Orsi, L. Ferragina, D. Fierro, L. Marty, F. Perrotta, and C. Arcidiacono, Proc. SPIE **7739**, 773932 (2010).
[24]P. Schipani, Proc. SPIE **4837**, 368–378 (2002).
[25]P. Schipani and D. Mancini, *Proceedings of the XV Triennal IFAC World Congress*, Barcelona (2002).
[26]C. Molfese, P. Schipani, M. Capaccioli, G. Sedmak, and S. D'Orsi, Proc. SPIE **7012**, 70123L (2008).
[27]P. Schipani, M. Brescia, M. Capaccioli, D. Mancini, L. Marty, C. Molfese, and F. Perrotta, Proc. SPIE **6719**, 67190D (2007).
[28]P. Schipani, M. Brescia, S. Sandrock, and T. Erm, Proc. SPIE **7018**, 701844 (2008).
[29]J. Farinato, P. Schipani, C. Arcidiacono, A. Capaccioli Da Ronco, G. M. De Paris, S. D'Orsi, L. Ferragina, D. Fierro, D. Magrin, L. Marty, F. Perina, R. Ragazzoni, S. Recchia, P. Rossettini, G. Umbriaco, and R. Tomelleri, Proc. SPIE **7733**, 773359 (2010).
[30]P. Schipani, J. Farinato, C. Arcidiacono, S. D'Orsi, L. Ferragina, D. Fierro, D. Magrin, L. Marty, F. Perrotta, R. Ragazzoni, and G. Umbriaco, Proc. SPIE **7739**, 773948 (2010).
[31]P. Schipani, L. Noethe, C. Arcidiacono, J. Argomedo, M. Dall'Ora, S. D'Orsi, J. Farinato, D. Magrin, L. Marty, R. Ragazzoni, and G. Umbriaco, J. Opt. Soc. Am. A **29**, 1359–1366 (2012).
[32]W. Gawronski, J. J. Brandt, H. G. Ahlstrom, Jr., and E. Maneri, IEEE Antennas Propag. Mag. **42**, 35–45 (2000).
[33]M. Chiesa and S. Sandrock, VLT-TRE-ESO-17130-1211, 2001.
[34]B. Koehler, M. Kraus, J. M. Moresmau, K. Wirenstrand, P. Duhoux, R. Karban, L. Andolfato, and F. Gonte, Proc. SPIE **6268**, 626841 (2004).
[35]T. Erm, Proc. SPIE **4004**, 517–525 (2000).

Reuse of AIP Publishing content is subject to the terms at: https://publishing.aip.org/authors/rights-and-permissions. Download to IP: 193.206.244.116 On: Sun, 25 Sep 2016 16:57:05

Elenco delle figure

1.1 Zona circumpolare della mappa celeste di Dunhuang 6

1.2 (a) distribuzione degli errori di longitudine e (b) delle magnitudini per tutte le stelle del catalogo di Tolomeo 7

1.3 Antico Osservatorio Astronomico di Pechino, sfere armillari del 4° anno del regno dei Ming, (a) armilla equatoriale di Kuo ShouChing (1276) e (b) armilla ridotta, da una parte la porzione azimutale e dall'altra quella equatoriale, montate su un supporto equatoriale. 8

1.4 Dimensioni degli oggetti celesti. (a) È mostrata la distribuzione in tutto il cielo degli oggetti dei due cataloghi NGC2000.0 e ESO/Uppsala. Le dimensioni degli oggetti sono rappresentati con diversi colori. In blu è rappresentata la distribuzione del catalogo Uppsala che copre tutto il cielo australe. (b) Istogramma delle dimensioni degli oggetti stellari e non stellari presenti nei due cataloghi. Le linee tratteggiate corrispondono al campo di vista di vari telescopi, VST copre quasi tutta la molteplicità di dimensioni esistenti. 9

1.5 (a) Configurazione ottica del telescopio di Galileo. (b) Configurazione ottica del telescopio di Keplero. 9

1.6 A sinistra il telescopio fotografico Bruce dell'osservatorio Yerkes, a destra una foto della Via Lattea nella costellazione di Cefeo scattata l'11 settembre 1904 e ottenuta con una posa di 6h40m 11

1.7 Telescopio aplanatico di Schwarzschild con piano focale piatto e aperto a F/3.0. Come si vede il piano focale è interno al telescopio [46]. M_1 è lo specchio primario, M_2 è lo specchio secondario, f' la focale del secondario iperbolico. Il telescopio va a fuoco ad una distanza dallo specchio secondario $L = f'/2$, collocato ad una distanza di $1.25 \cdot f'$ dallo specchio primario 12

1.8 Esempio di paraluce sullo specchio primario e secondario [34]. D_1 è la pupilla di ingresso del telescopio. D_2 l'impronta luminosa della pupilla proiettata sullo specchio secondario dal primario. D_3 il diametro dello specchio secondario illuminato dai raggi con maggior inclinazione. D_4 sono le massime dimensioni del paraluce collocato vicino al secondario e di solito di forma conica. D_8 è il campo di vista desiderato. D_7 non dovrebbe essere più grande di D_4. Il rapporto D_5/D_6 non dovrebbe essere più grande del rapporto D_5/D_6 altrimenti l'estremità posteriore del paraluce del primario creerebbe un'ostruzione centrale e quindi una vignettatura sul campo di vista. Tracciando la linea di vista AA che congiunge l'estremità del campo di vista al bordo del paraluce del secondario, si definiscono le dimensioni dei paraluce L_1 L_2 D_4 D_t. 14
1.9 Studio delle dimensioni dei paraluce in VST. 15
1.10 Posizione della pupilla di entrata in un telescopio ordinario e in uno Schmidt [34] 15
1.11 Il ruolo della lastra correttrice in un telescopio di Schmidt [34] 16
1.12 Sezione longitudinale di una camera di Backer-Nunn, si nota il doppio menisco centrale nello diaframma di apertura e lo specchio sferico 21
1.13 Schema ottico della Halley Multicolor Camera F/7.7, in tratteggio il percorso del fascio ottico all'interno del telescopio, prima del telescopio si nota lo specchio periscopico. A destra l'immagine del nucleo della cometa Halley (HMC 13 marzo 1986) 23
1.14 Schema ottico della camera WAC F/3.2, nel disegno M1, M2 e M3 identificano i tre specchi della camera e D la posizione del rilevatore. A destra una delle prime immagini del nucleo della cometa 67P/Churyumov-Gerasimenko (WAC, 2 novembre 2014) 23
1.15 Disegno ottico di uno dei 34 telescopi che compongono PLATO 24

2.1 Immagine ripresa il 18 ottobre 2010 alle 8:07 dall'aereo partito da Antofagasta per Santigo del Cile. Si distinguono tutti i telescopio ESO e le loro ombre allungate nel deserto. 26
2.2 Domini nello spazio delle osservabili nella definizione della funzione di merito delle survey. Nel grafico, di Djorgovski *e altri* [13], tutti gli assi sono ortogonali tra loro e gli assi principali possono essere raggruppati a formare un sotto insieme nei domini morfologico, temporale, spettroscopico o astrometrico. A destra si può vedere come ogni survey rigurada un certo angolo solido Ω, solo alcune lunghezze d'onda λ o una certa gamma di flussi F 27
2.3 Funzione di merito di VST rispetto alle altre survey nel 1998, anno di inizio del progetto VST (dati da Arnaboldi *e altri* [3]). 29

2.4 Un'immagine reale della camera scientifica OmegaCam costituita da 32 matrici CCD per un totale di 16k x 16k pixel [4] alla quale è sovraposta un'immagine della Luna come apparirebbe nel campo del telescopio. 30

2.5 Pannello dei sistemi da verificare e portare alle massime prestazioni 32

2.6 Pannello delle verifiche funzionali da attuare durante il commissionig 33

2.7 Il gruppo di persone che ha partecipato al commissioning, presentato a Garching il 28 settembre 2010, in cui ero presente in tre gruppi di lavoro. 34

3.1 (a) Disegno ottico longitudinale del telescopio. (b) Dettaglio delle lenti che compongono il correttore. 36

3.2 (a) Disegno ottico longitudinale del telescopio. (b) Dettaglio della posiizone dei prismi che costituiscono il correttore per la disperzione atmosferica (ADC). 36

3.3 Interferogramma dello specchio principale di VST, 2650 mm F/1.8. (a) Prima della lavorazione. (b) Al termine dell'asferizzazione[43]. 38

3.4 Test con sferici di Hindle. (a) La misura della parte centrale dello specchio iperbolico di VST con M2 di Hindle. (b) Viene ruotato lo specchio iperbolico di 180° e utilizzato M3 di Hindle per il test della parte esterna. RMS = 18 nm. 40

3.5 Interferogramma dello specchio secondario di VST, 998 mm F/2.3. (a) Con sfera di Hindle M1. (b) Con sfera di Hindle M2. RMS = 18 nm. 42

3.6 La dispersione atmosferica a Paranal. (a) Si vede come la componente blu è più dispersa di quella rossa, fino a circa 3 volte il valore di seeing medio. (b) I corrispondenti angoli di rotazione dei prismi per compensare la disperiosne atmosferica [**?**] 42

3.7 A sinistra è riportata una visione isometrica del supporto delle lenti correttrici. A destra si vede un'immagine del traslatore con il blocco prismi in fase di allineamento. La terza lente è montata nella camera scientifica. In primo piano si notano i due motori che ruotano i prismi. 42

3.8 Raytracing con ZEMAX: (a) Il diagramma a punti per la configurazione ottica di VST completa. (b) Il grafico della distribuzione dell'energia luminosa su aree quadrate via via più ampie. Si conferma che il disegno ottico permette sempre all'energia raccolta dal telescopio di concentrarsi all'interno di due pixel. 45

3.9 Simulazione raytracing del telescopio VST senza lenti correttrici. (a) Il diagramma a punti per la configurazione ottica di VST composta da soli specchi, l'aberrazione di coma diventa consistente immediatamente fuori asse. (b) Il grafico della curvatura di campo che riappare in modo preponderante. Il correttore è quindi un elemento fondamentale per un telescopio a grande campo come VST. 45
3.10 Visione d'insieme delle componenti del telescopio [29]. 47
3.11 Visione d'insieme del telescopio, in basso a sinistra si vede la console di collaudo allestita al piano del telescopio. In primo piano il supporto di M2, i paraluce e lo specchio adagiato sulla cella. 48
3.12 Visione d'insieme del derotatore e del corotatore 51
3.13 Schema del sensore di fronte d'onda di Shack-Hartmann, f_{col} è la focale della lente collimatrice, f_l è la focale delle microlenti, d_l è il diametro delle microlenti. A destra si vede una immagine di prova del sensore di VST. 51
3.14 Schema ottico e componenti del probe 52
3.15 Foto del probe con indicate le posizioni del ramo Shack-Hartmann e di guida 55
3.16 Schema della posizione del punto di coma neutro, intersezione tra gli assi di M1 e M2. Il centro di curvatura di M2 però non passa per l'asse ottico di M1 e quindi si genera aberrazione di astigmatismo. 55
3.17 A destra immagine dell'esapodo con lo specchio secondario montato, a sinistra un'immagine dell'interno del meccanismo. 56
3.18 Immagine della cella vista frontalmente a sinistra e posteriormente a destra. Si notano i diversi attuatori disposti in aree circolari. I tre attuatori neri sono quelli relativi ai punti fissi. Nell'immagine di destra si vedono anche le leve astatiche e le tre leve più lunghe nei punti fissi laterali. 56
3.19 Inizialmente vengono calcolate le componenti delle forze laterali (a), poi vengono progettate le leve astatiche (b), in foto vediamo la loro installazione sulla cella (c) 57

4.1 Simmetria di rivoluzione: (a) Il raggio incidente lo specchio viene riflesso nel punto P. (b) Una rotazione del raggio per A attorno all'asse ottico descrive un cerchio nello spazio. (c) Sul piano BB' si materializza in proporzione il percorso circolare di AA'. 60
4.2 La simmetria di rivoluzione si propaga per tutte le ottiche simmetriche centrate sull'asse ottico. 61
4.3 Misura del cuscinetto di derotazione. (a) Misura dell'oscillazione radiale dal bordo. (b) Misura dell'inclinazione rotazionale del bordo. 62

4.4 Schema delle quattro operazioni di allineamento dell'asse ottico del telescopio 'Galileo' all'asse meccanico del tamburlano. (a) Centraggio dello specchio primario. (b) Regolazione inclinazione specchio primario. (c) Centraggio dello specchio secondario. (d) Inclinazione dello specchio secondario. 65
4.5 Schema dei movimenti impressi al telescopio per ricercare la collocazione del punto zenitale del top- ting e il centro del cuscinetto del derotatore. X_{M2},Y_{M2}, Z_{M2} sono gli assi di riferimento dell'esapodo e paralleli al sistema di riferimento della montatura Serrurier. 66
4.6 (a) Posizione su M2. (b) Posizione su derotatore. (c) Posizione su pavimento di azimut. (d) Posizione sotto basamento dentro il pilastro di sostegno di VST. 67
4.7 Schema dei movimenti del telescopio per ricercare la collocazione del punto zenitale del top-ting e il centro del cuscinetto del derotatore 69
4.8 (a) Montaggio del supporto a Y attraverso il foro di M1. (b) Il banco ottico BOT con il laser e lo specchio per allineare il centro dell'unità M2, si nota come M1 sia sostituito in questa fase dalla sua sagoma in ferro, identica per forma e peso a M1 di vetro. (c) L'osservazione degli spostamenti di M2 durante la rotazione del derotatore aiutandoci con un binocolo. . . . 70
4.9 Simmetria di rivoluzione: (a) Fase di montaggio del banco ottico. (b) Lo specchio che rinvia il raggio laser sul supporto di M2. (c) Uno dei riflessi sull'anello esterno del supporto di M2 in corrispondenza di un foro. (d) Uno dei riflessi sull'anello esterno del supporto di M2 a 90° rispetto al precedente. 71
4.10 A sinistra: il supporto di M2 con i due nastri per evidenziare il centro meccanico. Al centro la macchia del laser che si materializza sui nastri di carta. A destra la postazione di controllo degli spostamenti di M2 in cupola da dove si osservavano gli spostamenti del punto luminoso con l'aiuto di un binocolo. 72
4.11 Nelle foto si vedono le fasi di realizzazione della flangia 'Ragazzoni', dall'idea realizzata su un foglio di carta, al disegno meccanico, alla lavorazione e montaggio sul supporto di M2. 73
4.12 Foto dei riflessi dalle mire riflettenti di azimut (rossa) e del derotatore (bianca) sovrapposti alle croci di riferimento come sono visibili all'oculare del telescopio di mira. 75
4.13 (a) La fase di montaggio dello specchio primario nella cella. (b) Lo specchio secondario montato sull'unità esapodo con l'anello di decentraggio. (c) Il montaggio e la pulizia delle lenti nel traslatore prima dell'inserimento sotto la cella. . . 76
4.14 Disegno meccanico del supporto a T, (a) la parte inferiore con le gambe a 120°, (b) la prolunga centrale che si estende sopra lo specchio per sostenere il banco ottico orizzontale . . 77

4.15 Schema del banco ottico e sue componenti. 79
4.16 Schema del funzionamento di un filtro spaziale. 81
4.17 Allineamneto del banco ottico. (a) Il diaframma a iride e lo schermo di riferimento durante l'allineamento del laser. (b) Il diaframma vicino al laser durante le procedure di allineamento. (c) Gli anelli di Newton prodotti dall'obiettivo del filtro spaziale riflessi sul laser. (e) Il diaframma nel fuoco dell'obiettivo che funge da filtro spaziale. (e) Il beamsplitter appena dopo l'allineamento. 82
4.18 Schema della disposizione dei componenti ottici e della direzione dei raggi utilizzati. 83
4.19 Schema d'insieme della direzione dei raggi parassiali e marginali. 84
4.20 (a) Installazione del banco sulla torre in prossimità di M1. (b) La prolunga della torre a T come si presenta prima del montaggio del banco ottico. (c) Visione del banco ottico dal piano focale del telescopio. 85
4.21 Simmetria di rivoluzione. (a) Allineamento dei beamsplitter su M1/M2. (b) Inclinazione dei BS#1 per illuminare il centro della croce formata dal nastro di carta. (c) CCD posizionato in corrispondenza del punto laser e ricerca del suo centro. (d) Pannello di controllo degli spostamenti di M2. (e) Un'immagine del punto laser sulla matrice a CCD proveniente da M2. 87
4.22 Schema del banco di allineamento utilizzato per il posizionamento delle lenti, nel dettaglio al centro si vede lo schema del percorso dei raggi nel beamsplitter. 89
4.23 Prima luce del telescopio su Alcione, una stella dell'ammasso delle Pleiadi. La larghezza a metà altezza misurata era 1.24″. 91
4.24 Una delle prime immagini extrafocali che mostra il forte gradiente di illuminazione dell'immagine, dovuta ai termini di astigmatismo presenti per l'errore di posizione di M2. 92
4.25 Sono mostrate alcune misure prima della correzione per astigmatismo, a sinistra, e dopo i movimenti attorno al punto di zero coma, a destra. Si nota come il centro dell'ostruzione va via via a sovrapporsi al disco della pupilla. 92
4.26 Misure della FWHM PSF rispetto alla posizione dell'esapodo, prima (sinistra) e dopo (destra) la correzione dell'astigmatismo. In nero è riportato il valore medio delle misure del profilo gaussiano interpolato della PSF lungo X(rosso) e Y(ciano). 93
4.27 Campo stellare nella Grande Nube di Magellano ripresa con una camera fotografica Nikon D90 con sensore CMOS da 23,6 x 15,8 mm (5.6 x 3.7 ′). A destra una mappa della distribuzione delle dimensioni delle FWHM delle PSF delle stelle di campo. 94

4.28 Campo centrale della Nebulosa di Orione, ripresa al fuoco diretto di VST con una camera fotografica Nikon D90 con sensore CMOS da 23,6 x 15,8 mm (5.6 x 3.7 ′), sensibilità a 6400 ISO e 3 secondi di posa 94
4.29 Prima misura del profilo stellare ottenuto nel fuoco nominale a ciclo chiuso di ottica attiva. A sinistra la matrice del sensore di fronte d'onda illuminata dalla pupilla del telescopio, a destra la misura del profilo effettuata con IRAF. In basso il pannello software per le correzioni delle aberrazioni. 95
4.30 Mappa della previsione dell'ellitticità in un campo come quello di VST in condizioni ideali. Si noti come gli assi dell'aberrazione siano ruotati di 90° passando dall'area centrale a quella periferica. 97
4.31 Misura dell'ellitticità in un campo di VST prima dell'installazione degli spessori di allineamneto della cella. Si nota bene sia la forte degradazione all'angolo in basso a sinistra dell'immagine, che la distribuzione della dimensione delle stelle, è per tutte oltre i 3 pixel di diametro (riquadro FWHM vs. xy-position). 98
4.32 Misura dell'ellitticità in un campo di VST dopo l'installazione degli spessori sulla cella. Ora tutte le stelle hanno dimensioni paragonabili o inferiori al seeing (0.65″) e l'ellitticità non ha più una distribuzione piccata ma valori bassi e uniformemente distribuiti, indice di stelle pressoché circolari. 99
4.33 A sinistra una delle mappe di ellitticità ottenute al termine dell'allimeamento fine del telescopio. A destra la mappa delle dimensioni delle stelle. L'uniformità è tale da ritenersi concluso il procedimento di allineamento del telescopio VST. 99
5.1 Il campo di stelle dell'ammasso globulare Omega Centauri. In alto l'immagine dell'8 dicembre 2010 al fuoco diretto di VST con una camera fotografica digitale Canon 350D, il sensore da 8 mega pixel CMOS e 22,2 x 14,8 mm copre 5.3 x 3.5 ′, sensibilità di 1600 ISO e 15 secondi di posa. In basso si vede una simile regione ripresa però da una porzione di un'immagine di OmegaCam, 268 mega pixel. 103
5.2 Campo centrale dell'ammasso globulare Omega Centauri, ripresa al fuoco diretto di VST con una camera fotografica Canon 350D con sensore CMOS da 22,2 x 14,8 mm (5.3 x 3.5 ′), sensibilità 1600 ISO e 15 secondi di posa. 104

Elenco delle tabelle

1.1 Combinazioni ottiche a due specchi riconducibili a quella di Cassegrain . . . 13
1.2 Survey al Palomar . . . 17
1.3 Le più importanti survey astronomiche nel campo elettromagnetico visibile e i loro dati [30] . . . 18
1.4 Telescopi a grande campo ad Asiago . . . 20
1.5 Caratteristiche fotovisuali di un satellite come viene visto da una Camera di Baker-Nunn di 50 cm . . . 21

2.1 Dati sulle survey pubbliche e INAF svolte con il telescopio VST . . . 31

3.1 Caratteristiche principali di VST . . . 37
3.2 Dati ottici per correttore a due lenti, filtro e dewar nelle bande UBVRI . . . 37
3.3 I dati degli specchi per VST e VISTA costruiti dalla LZOS [43] 38
3.4 Caratteristiche principali di VST . . . 39
3.5 Dati ottici degli specchi secondati dei telescopi VST, TTL e NOA . . . 40
3.6 Dati ottici per ADC e prima lente nelle bande B, V, R, I . . 43
3.7 Primi otto modi dei polinomi standard di Zernike (definizioni in ZEMAX) nelle coordinate ρ e ϕ . . . 44
3.8 Altezza degli attuatori . . . 54

4.1 Componenti ottici del banco di allineamento . . . 78
4.2 Legenda dei modi di aberrazione . . . 95

Bibliografia

[1] Abdulkadyrov M. A.; Ignatov A. N.; Patrikeev A. P.; Semenov A. P.; Sharov Y. A. (2012). Astrositall application in astronomical and space optics production. In *Modern Technologies in Space and Ground-based Telescopes and Instrumentation II*, volume 8450 di *procspie*, p. 10.

[2] Ackermann M.; McGraw J.; Zimmer P. (2010). An Overview of Wide-Field-Of-View Optical Designs for Survey Telescopes. In *Advanced Maui Optical and Space Surveillance Technologies Conference*, p. 41.

[3] Arnaboldi M.; Capaccioli M.; Mancini D.; Rafanelli P.; Scaramella R.; Sedmak G.; Vettolani G. P. (1998). VST: The VLT Survey Telescope In *Wide Field Surveys in Cosmology*. A cura di Colombi S., Mellier Y., Raban B., p. 343.

[4] Arnaboldi M.; Neeser M. J.; Parker L. C.; Rosati P.; Lombardi M.; Dietrich J. P.; Hummel W. (2007). ESO Public Surveys with the VST and VISTA. *The Messenger*, **127**.

[5] Barnard E. E. (1905). The Bruce photographic telescope of the Yerkes Observatory. , **21**.

[6] Bonnet-Bidaud J.-M.; Praderie F.; Whitfield S. (2009). The Dunhuang Chinese sky: A comprehensive study of the oldest known star atlas. *Journal of Astronomical History and Heritage*, **12**, 39–59.

[7] Bressan P. (2007). *Il colore della luna. Come vediamo e perché*. I Robinson. Laterza.

[8] Capaccioli M.; Buson L. (1989). The Astronomical Observatory of Padova/Asiago. , **60**, 427.

[9] Capaccioli M.; Longo G.; Cirella E. (2009). *L'astronomia a Napoli dal Settecento ai giorni nostri. Storia di un'altra occasione perduta*. Guida.

[10] Dali Ali W.; Ziad A.; Berdja A.; Maire J.; Borgnino J.; Sarazin M.; Lombardi G.; Navarrete J.; Vazquez Ramio H.; Reyes M.; Delgado J. M.; Fuensalida J. J.; Tokovinin A.; Bustos E. (2010). Multi-instrument measurement campaign at Paranal in 2007. Characterization of the outer scale and the seeing of the surface layer. , **524**, A73.

[11] Danjon A.; Couder A. (1999). *Lunettes et télescopes: théorie, conditions d'emploi, description, réglage.* Librairie scientifique et technique.

[12] Diolaiti E.; Farinato J.; Ragazzoni R.; Vernet E.; Arcidiacono C.; Faccin F. (2004). Optical alignment of the lbt prime focus camera.

[13] Djorgovski S. G.; Mahabal A.; Drake A.; Graham M.; Donalek C. (2013). *Sky Surveys*, pp. 223–281. Springer Netherlands, Dordrecht.

[14] Farinato J.; Viotto V.; Gentile G.; Dima M.; Magrin D.; Piazza D.; Ragazzoni R.; Piotto G.; Pagano I.; Arcidiacono C.; Basso S.; Benz W.; Gambicorti L.; Ghigo M.; Munari M.; Pace E.; Scuderi S.; Catala C. (2010). The plato opto-mechanical unit prototyping and aiv phase.

[15] Gazeta-RU (2012). I giovani pensano molto al pane e al salame. `https://www.gazeta.ru/science/2012/09/12_a_4766697.shtml`. (Accessed on 09/16/2016).

[16] Gentile G.; Ragazzoni R.; Diolaiti E.; Farinato J.; Hill J.; Bertam R.; Baruffolo A. (2008). Lbt report activities concerning the optomechanics alignment of the large binocular camera's red channel.

[17] Graßhoff G. (2013). *The History of Ptolemy's Star Catalogue*. Studies in the History of Mathematics and Physical Sciences. Springer New York.

[18] Grün E.; Agarwal J.; Altobelli N.; Altwegg K.; Bentley M. S.; Biver N.; Della Corte V.; Edberg N.; Feldman P. D.; Galand M.; Geiger B.; Götz C.; Grieger B.; Güttler C.; Henri P.; Hofstadter M.; Horanyi M.; Jehin E.; Krüger H.; Lee S.; Mannel T.; Morales E.; Mousis O.; Müller M.; Opitom C.; Rotundi A.; Schmied R.; Schmidt F.; Sierks H.; Snodgrass C.; Soja R. H.; Sommer M.; Srama R.; Tzou C.-Y.; Vincent J.-B.; Yanamandra-Fisher P.; A'Hearn M. F.; Erikson A. I.; Barbieri C.; Barucci M. A.; Bertaux J.-L.; Bertini I.; Burch J.; Colangeli L.; Cremonese G.; Da Deppo V.; Davidsson B.; Debei S.; De Cecco M.; Deller J.; Feaga L. M.; Ferrari M.; Fornasier S.; Fulle M.; Gicquel A.; Gillon M.; Green S. F.; Groussin O.; Gutiérrez P. J.; Hofmann M.; Hviid S. F.; Ip W.-H.; Ivanovski S.; Jorda L.; Keller H. U.; Knight M. M.; Knollenberg J.; Koschny D.; Kramm J.-R.; Kührt E.; Küppers M.; Lamy P. L.; Lara L. M.; Lazzarin M.; Lòpez-Moreno J. J.; Manfroid J.; Epifani E. M.; Marzari F.; Naletto G.; Oklay N.; Palumbo P.; Parker J. W.; Rickman H.; Rodrigo R.; Rodrìguez J.; Schindhelm E.; Shi X.; Sordini R.; Steffl A. J.; Stern S. A.; Thomas N.; Tubiana C.; Weaver H. A.; Weissman P.; Zakharov V. V.; Taylor M. G. G. T. (2016). The 19 feb. 2016 outburst of comet 67p/cg: An esa rosetta multi-instrument study. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.*

[19] GUISARD S. (2008). Measurements of vst mechanical axis (part i) - cerca con google. Relazione tecnica, ESO. (Accessed on 09/18/2016).

[20] H. E. S. (1893). The bruce telescope. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **5**(31).

[21] Karttunen H.; Kröger P.; Oja H.; Poutanen M.; Donner K. (2013). *Fundamental Astronomy*. Springer Berlin Heidelberg.

[22] Keller H.; Barbieri C.; Lamy P.; Rickman H.; Rodrigo R.; Wenzel K.-P.; Sierks H.; A'Hearn M. F.; Angrilli F.; Angulo M. *e altri* (2007). Osiris–the scientific camera system onboard rosetta. *Space Science Reviews*, **128**(1-4), 433–506.

[23] Keller H. U.; Arpigny C.; Barbieri C.; Bonnet R. M.; Cazes S.; Coradini M.; Cosmovici C. B.; Delamere W. A.; Huebner W. F.; Hughes D. W.; Jamar C.; Malaise D.; Reitsema H. J.; Schmidt H. U.; Schmidt W. K. H.; Seige P.; Whipple F. L.; Wilhelm K. (1986). First halley multicolour camera imaging results from giotto. *Nature*, **321**(6067s), 320–326.

[24] Keller H. U.; Schmidt W. K. H.; Wilhelm K.; Becker C.; Curdt W.; Engelhardt W.; Hartwig H.; Kramm J. R.; Meyer H. J.; Schmidt R.; Gliem F.; Krahn E.; Schmidt H. P.; Schwarz G.; Turner J. J.; Bouyries P.; Cazes S.; Angrilli F.; Bianchini G.; Fanti G.; Brunello P.; Delamere A.; Reitsema H.; Jamar C.; Cucchiaro A. (1987). The halley multicolour camera. *Journal of Physics E: Scientific Instruments*, **20**(6), 807.

[25] Kelley D.; Aveni A.; Milone E. (2011). *Exploring Ancient Skies: A Survey of Ancient and Cultural Astronomy*. Springer New York.

[26] Kidger M. (2002). *Fundamental Optical Design*. Press Monographs. Society of Photo Optical.

[27] Malacara D. (2007). *Optical Shop Testing*. Wiley Series in Pure and Applied Optics. Wiley.

[28] Mammano A. (1961). Photographic tracking of artificial satellites with a K - 37 aerial camera. , **32**, 125.

[29] Mancini D.; Mancini G.; Perrotta F.; Ferragina L.; Fierro D.; Fiume Garelli V.; Pellone L.; Caputi O.; Sciarretta G.; Valentino M. (2003). VST project: mechanical design optimization In *Large Ground-based Telescopes*. A cura di Oschmann J. M., Stepp L. M., volume 4837 di , pp. 379–388.

[30] Mickaelian A. M. (2016). Astronomical Surveys, Catalogs, Databases, and Archives In *Astronomical Surveys and Big Data*. A cura di Mickaelian A., Lawrence A., Magakian T., volume 505 di *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, p. 203.

[31] Naletto G.; Deppo V. D.; Pelizzo M. G.; Ragazzoni R.; Marchetti E. (2002). Optical design of the wide angle camera for the rosetta mission. *Appl. Opt.*, **41**(7), 1446–1453.

[32] Noethe L. (2001). Active Optics in Modern, Large Optical Telescopes. *ArXiv Astrophysics e-prints*.

[33] Ragazzoni R.; Rauer H.; Catala C.; Magrin D.; Piazza D.; Pagano I.; Nascimbeni V.; Piotto G.; Bodin P.; Levacher P.; Farinato J.; Viotto V.; Bergomi M.; Dima M.; Marafatto L.; Munari M.; Ghigo M.; Basso S.; Borsa F.; Spiga D.; Peter G.; Heras A.; Gondoin P. (2015). A one meter class eye for the {PLAnetary} transit and oscillation spacecraft. *Acta Astronautica*, **115**, 18 – 23.

[34] Rutten H. (1988). *Telescope Optics: A Comprehensive Manual for the*. Sky.

[35] Schipani (2010). Vstcommissioning. `https://www.eso.org/sci/meetings/2010/vst-review/Schipani_Commissioning.pdf`. (Accessed on 09/19/2016).

[36] Schipani P.; D'Orsi S.; Fierro D.; Marty L.; Perrotta F.; Arcidiacono C. (2010). Performance of the vst secondary mirror support system.

[37] Schipani P.; Farinato J.; Arcidiacono C.; D'Orsi S.; Ferragina L.; Fierro D.; Magrin D.; Marty L.; Perrotta F.; Ragazzoni R.; Umbriaco G. (2010). The ADC for the VST Telescope: theory and preliminary test of the electromechanical system. In *Modern Technologies in Space- and Ground-based Telescopes and Instrumentation*, volume 7739 di , p. 773948.

[38] Schipani P.; Magrin D.; Noethe L.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Marty L.; Ragazzoni R.; Umbriaco G. (2012a). The active optics system of the VST: concepts and results. In *Ground-based and Airborne Telescopes IV*, volume 8444 di *\procspie*, p. 84444Z.

[39] Schipani P.; Magrin D.; Noethe L.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Marty L.; Ragazzoni R.; Umbriaco G. (2012b). The active optics system of the vst: concepts and results.

[40] Schipani P.; Noethe L.; Magrin D.; Kuijken K.; Arcidiacono C.; Argomedo J.; Capaccioli M.; Dall'Ora M.; D'Orsi S.; Farinato J.; Fierro D.; Holzlöhner R.; Marty L.; Molfese C.; Perrotta F.; Ragazzoni R.; Savarese S.; Rakich A.; Umbriaco G. (2016). Active optics system of the VLT survey telescope. *Appl. Opt.*, **55**(7), 1573.

[41] Schwarzschild K. (1905). Untersuchungen zur geometrischen Optik I,. *Astronomische Mitteilungen der Universitaets-Sternwarte zu Goettingen*, **9**.

[42] Semenov A. P.; Abdulkadyrov M. A.; Belousov S. P.; Ignatov A. N.; Patrikeev V. E.; Pridnya V. V.; Polyanchikov A. V.; Rumyantsev V.; Samuylov A. V.; Sharov Y. A. (2001). Manufacturing of secondary mirrors from sitall co-115m for european projects ttl, noa, and vst.

[43] Semenov A. P.; Abdulkadyrov M. A.; Belousov S. P.; Patrikeev A. P.; Patrikeev V. E.; Sharov Y. A. (2013). Technological features of the fabrication of the primary mirrors of telescopes. *J. Opt. Technol.*, **80**(4), 207–213.

[44] Van Helden A.; Dupré S.; van Gent R. (2010). *The Origins of the Telescope*. Geschiedenis Van De Wetenschap in Nederland. KNAW Press.

[45] Wilson R. (2013). *Reflecting Telescope Optics I: Basic Design Theory and its Historical Development*. Astronomy and Astrophysics Library. Springer Berlin Heidelberg.

[46] Wilson R. N. (1994). Karl Schwarzschild and Telscope Optics. (Karl Schwarzschild Lecture 1993) In *Reviews in Modern Astronomy1*. A cura di Klare G., volume 7 di *Reviews in Modern Astronomy*, pp. 1–30.

[47] Wynne C. G. (1968). RITCHEY-CHRÉTIEN Telescopes and Extended Field Systems. , **152**, 675.

[48] Wynne C. G. (1972). Field correctors for astronomical telescopes. *Progress in Optics, Vol. 10, p. 139 - 164*, **10**, 139–164.

Ringraziamenti

Aver partecipato all'installazione del telescopio VST e alle fasi di allineamento e messa a punto dell'ottica attiva è stato emozionante sotto vari aspetti. Il più importante quello umano. Ho lavorato con persone mosse da grande passione per questo lavoro, impegnativo non solo dal punto di vista professionale ma anche personale. Lavorare in un ambiente 24/7 come l'Osservatorio di Paranal è senza dubbio un'esperienza formante. Ringrazio profondamente Roberto Ragazzoni e Jacopo Farinato che mi hanno accolto come un loro amico, prima che come studente in tesi. Un ringraziamento speciale va a Demetrio Magrin, Carmelo Arcidiacono, Pietro Schipani, Sergio D'Orsi, Laurent Marty, Javier Argomedo e Massimo Dall'Ora per tutto l'aiuto che mi hanno dato nei mesi trascorsi in questa impresa e per essere diventati miei amici. Un ringraziamento ai miei superiori, i Professori Giampaolo Piotto, Piero Rafanelli e Massimo Capaccioli che mi hanno permesso di dedicarmi a questa tesi.

'L'astronomia costringe l'anima a guardare oltre
e ci conduce da un mondo ad un altro. '

—Platone—