



UNIVERSITA' DEGLI STUDI DI PADOVA

Centro Interdipartimentale di Studi e Attività Spaziali (CISAS)

**SCUOLA DI DOTTORATO DI RICERCA IN SCIENZE TECNOLOGIE E
MISURE SPAZIALI (XX Ciclo)**

Sede Amministrativa: Università degli Studi di Padova

**Indirizzo: Astronautica e Scienze da Satellite
Curriculum: Ottica e Strumentazione Spaziale**

Tesi

SPETTROSCOPIA IN LABORATORIO A SUPPORTO DELLA MISSIONE SPAZIALE DAWN

LABORATORY SPECTROSCOPY TO SUPPORT THE DAWN SPACE MISSION

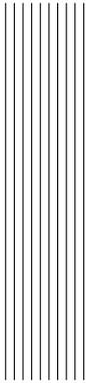
Dottoranda: Eleonora Ammannito

Supervisore: Prof. Stefano Debei
(Università degli Studi di Padova)

Co-Supervisore: Prof.ssa Angioletta Coradini
(INAF – Istituto di Fisica dello Spazio Interplanetario)

Coordinatore dell'Indirizzo: Prof. Pierluigi Bernacca (Università degli Studi di Padova)
Direttore della Scuola: Prof. Pierluigi Bernacca

31 Dicembre 2007



Indice

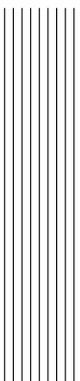
Acronimi	i
Introduzione	iii
Riassunto breve	v
Extended Abstract	ix
1 Introduzione scientifica	1
1.1 La formazione del Sistema Solare	1
1.1.1 Vincoli osservativi	2
1.1.2 L'evoluzione della nebulosa solare: il disco protoplanetario	3
1.1.3 Condensazione e crescita dei corpi solidi	4
1.1.4 La dinamica delle fasi finali	12
1.1.5 La differenziazione dei pianeti	13
1.2 Gli Asteroidi	14
1.2.1 Caratteristiche orbitali	16
1.2.2 Origine ed evoluzione	17
1.2.3 Processi fisici	19
2 La missione DAWN e VIR-MS	25
2.1 La missione Dawn	25
2.1.1 La camera	26
2.1.2 Lo spettrometro a raggi gamma e a neutroni	28
2.1.3 Misure di gravità	28
2.2 Lo spettrometro VIR-MS	29
2.2.1 Gli obiettivi scientifici	29
2.2.2 La spettroscopia ad immagine	31

2.2.3	Descrizione generale	32
2.2.4	Descrizione del modulo ottico	33
2.2.5	Modulo elettronico	40
2.2.6	Modalità operative dello strumento	41
3	La calibrazione di VIR-MS	45
3.1	La calibrazione dei piani focali	45
3.1.1	Non-Linearity (IR)	46
3.1.2	Conversion Factor (IR)	46
3.1.3	Dark Current (IR)	47
3.1.4	Read Out Noise (IR)	48
3.1.5	Quantum Efficiency (VIS)	48
3.1.6	Responsivity (VIS-IR)	49
3.1.7	Defective Pixels (IR)	49
3.2	Descrizione del set-up di calibrazione	50
3.2.1	Il banco ottico e la camera di termovuoto	51
3.2.2	Lo Unit Tester e l'Optical Control System	54
3.3	L'acquisizione di VIR-MS: analisi <i>on-line</i> e <i>off-line</i>	55
3.3.1	L'allineamento	55
3.3.2	Acquisizione del singolo <i>frame</i>	56
3.3.3	Documentazione (Log book - As Run)	57
3.3.4	Verifica dei dati: analisi <i>off-line</i>	57
3.4	La calibrazione spettrale	58
3.4.1	Le misure eseguite	58
3.4.2	L'analisi e i risultati	59
3.5	La calibrazione geometrica	61
3.5.1	Le misure eseguite	61
3.5.2	L'analisi e i risultati	62
4	Il Development Model di VIR-MS	65
4.1	Descrizione	65
4.1.1	Sottosistema ottico	66
4.1.2	Sottosistema elettronico	68
4.2	Lo spettrometro	69
4.3	Il telescopio	72
5	Il banco ottico	75
5.1	Progettazione ed integrazione	75
5.2	Allineamento	79
5.3	Software	83
6	Misure con il DM	85
6.1	La calibrazione	86
6.1.1	La calibrazione spettrale	86
6.1.2	La calibrazione geometrica	90
6.2	Misura di campioni	94
6.2.1	La misura	95

6.2.2	L'analisi	96
Conclusioni		99
A	OCS User Requirements Document	101
A.1	Document status sheet	101
A.2	Abstract	102
A.3	Introduction	102
A.4	General Description	102
A.5	Specific Requirements	103
B	OCS Software Specification Document	105
B.1	Document status sheet	105
B.2	Abstract	106
B.3	Introduction	106
B.4	Model Description	106
B.5	Specific Requirements	106
C	OCS Software User Manual	111
C.1	Document status sheet	111
C.2	Abstract	112
C.3	Introduction	112
C.4	Overview	113
C.5	Installation	113
C.6	Instruction	113
C.7	Reference	114
C.8	Test and Validation	117
D	QUANTO User Requirements Document	119
D.1	Document status sheet	119
D.2	Abstract	120
D.3	Introduction	120
D.4	General Description	120
D.5	Specific Requirements	121
E	QUANTO Software Specification Document	123
E.1	Document status sheet	123
E.2	Abstract	124
E.3	Introduction	124
E.4	Model Description	125
E.5	Specific Requirements	125
E.6	Component Description	128
F	QUANTO Software User Manual	133
F.1	Document status sheet	133
F.2	Abstract	134
F.3	Introduction	134
F.4	Overview	135

F.5	Installation	135
F.6	Instruction	136
F.7	Reference	137
F.8	Test and Validation	139

Bibliografia	141
---------------------	------------

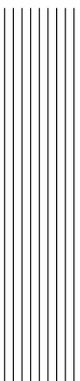


Elenco delle figure

1	<i>Position in the VIR-MS FOV of the spatial scans</i>	xv
2	<i>Summary results of the spatial calibration. The values in the table are expressed in μrad.</i>	xv
3	<i>Spectral Calibration results.</i>	xvi
4	<i>Una foto del campione (sinistra) e la misura del DM (destra) a confronto. L'immagine del DM è una combinazione RGB delle bande 374 (886 nm), 207(690 nm) e 58(515 nm).</i>	xix
5	<i>Spectral types identified in the measure zone of the sample and their spatial distribution.</i>	xix
1.1	<i>Schematizzazione del processo di formazione del Sistema Solare. Fonte: Pearson Education</i>	4
1.2	<i>Schematizzazione del processo di differenziazione di un pianeta terrestre. Fonte: Addison Wesley</i>	13
1.3	<i>Distribuzione dei diametri degli asteroidi nella fascia principale (Davis et al., 2002).</i>	15
1.4	<i>Istogramma dei semiassi maggiori di circa 4000 asteroidi. Fonte: Minor Planet Center</i>	16
1.5	<i>Immagine dell'asteroide Ida e del suo satellite Dactyl visto dalla sonda Galileo.</i>	22
2.1	<i>La missione Dawn</i>	26
2.2	<i>La sonda Dawn.</i>	27
2.3	<i>Spettri in riflettanza.</i>	30
2.4	<i>La spettroscopia ad immagine.</i>	31
2.5	<i>La spettroscopia whisk-broom e push-broom.</i>	32
2.6	<i>Schematizzazione dello strumento VIR-MS</i>	33
2.7	<i>Schema ottico di VIR-MS.</i>	35
2.8	<i>Il reticolo di VIR-MS.</i>	36
2.9	<i>Il piano focale visibile</i>	37
2.10	<i>Schema dei tempi durante una acquisizione di VIR-MS. Fonte: Galileo Avionica</i>	40
2.11	<i>Connessioni elettroniche di VIR-MS.</i>	41
3.1	<i>Misura della non linearity nelle 5 zone del piano focale IR.</i>	47
3.2	<i>Misura della quantum efficiency del piano focale Vis.</i>	49
3.3	<i>Misura della responsivity del piano focale Vis.</i>	50
3.4	<i>Misura della responsivity del piano focale IR.</i>	50

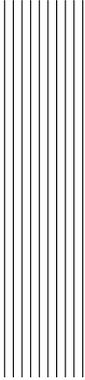
3.5	<i>Pixel difettosi del piano focale infrarosso.</i>	50
3.6	<i>Sorgenti luminose: a sinistra la QTH, a destra il SiC.</i>	51
3.7	<i>Il monocromatore: a sinistra lo schema ottico, a destra una foto del banco ottico</i>	52
3.8	<i>Il monocromatore: a sinistra la corrispondenza tra la posizione della ruota porta filtri e le lunghezza d'onda della luce tagliata, a destra una foto della ruota prima di essere montata</i>	53
3.9	<i>Gli elementi del banco ottico: a sinistra il sistema di specchi all'uscita del monocromatore, a destra la fenditura utilizzata per la calibrazione spettrale</i>	53
3.10	<i>Gli elementi del banco ottico: a sinistra lo specchio di ripiegamento davanti alla TVC, a destra lo specchio del collimatore</i>	54
3.11	<i>L'allineamento del banco ottico: a sinistra le bolle non centrate, a destra posizione delle bolle quando il banco ottico è allineato con l'orizzontale</i>	56
3.12	<i>Immagine del frame: a sinistra la visualizzazione del frame, a destra la statistica associata ad uno dei pixel</i>	57
3.13	<i>Sessioni utilizzate per la calibrazione spettrale.</i>	59
3.14	<i>SRF per i due piani focali di VIR-MS.</i>	60
3.15	<i>Coefficienti dei fit utilizzati per estrapolare i parametri di banda a tutto il range spettrale.</i>	60
3.16	<i>SRF del piano focale VIS di VIR-MS.</i>	60
3.17	<i>SRF del piano focale IR di VIR-MS.</i>	61
3.18	<i>Le scansioni spaziali eseguite per la calibrazione geometrica</i>	62
3.19	<i>Localizzazione nel campo di vista di VIR-MS delle scansioni spaziali</i>	62
3.20	<i>Profili spaziali del piano focale visibile</i>	63
3.21	<i>Profili spaziali del piano focale infrarosso</i>	63
3.22	<i>Risultati della calibrazione geometrica. I valori riportati sono tutti in μrad.</i>	64
4.1	<i>Foto del DM nella sua configurazione finale.)</i>	66
4.2	<i>Progetto del DM nella sua configurazione finale.)</i>	67
4.3	<i>La schermata del GSE durante una acquisizione.)</i>	68
4.4	<i>Foto del gruppo rivelatore del DM.</i>	70
4.5	<i>Misure per la messa a fuoco del piano focale. A sinistra profili spettrali di un laser per diverse distanze tra il piano focale e lo specchio primario (colori diversi corrispondono a posizioni diverse), a destra la FWHM di tali profili spettrali calcolata per ogni spettro nel grafico sulla sinistra e il risultato dell'elaborazione.</i>	70
4.6	<i>Possibili disallineamenti tra gli elementi dello spettrometro. In nero la situazione in caso di corretto allineamento, in rosso in caso di disallineamento.</i>	71
4.7	<i>A sinistra il frame acquisito prima dell'allineamento, a destra il frame acquisito dopo l'allineamento. In entrambe le immagini, in rosso è stata rappresentata una riga orizzontale. Nel caso ideale il profilo del laser deve essere allineato con la riga rossa</i>	71
4.8	<i>Allineamento del retocolo. A destra il frame acquisito usando la lampada spettrale HgNe come sorgente e una fenditura ortogonale a quella dello strumento come limitatore di campo. A sinistra il profilo di colonna per i tre picchi di emissione della lampada più intensi. In caso di perfetto allineamento, i profili devono avere un massimo in corrispondenza dello stesso sample</i>	72
4.9	<i>Calibrazione di M1. A sinistra una foto dello schermo graduato, a destra i risultati dell'elaborazione con ENVI</i>	73
5.1	<i>Il banco ottico. Vista laterale e dall'alto del progetto realizzato. Si riconoscono: il portacampioni (A), lo specchio parabolico fuori asse (B), lo specchio di ripiegamento (C).</i>	76

5.2	<i>Foto dei tre elementi principali del banco ottico. Nella foto a sinistra sono riconoscibili il portacampioni (A) sulla sinistra, e lo specchio di ripiegamento (C) sulla destra. Nella foto a destra la parabola fuori asse (B).</i>	77
5.3	<i>Misura del fuori asse del collimatore: stima diretta.</i>	77
5.4	<i>Misura del fuori asse del collimatore: stima numerica.</i>	78
5.5	<i>L'interferometro LUPI: a sinistra il cammino ottico, a destra una foto.</i>	79
5.6	<i>Schema ottico della configurazione usata per l'allineamento della parabola off-axis.</i>	80
5.7	<i>Figura di interferenza .)</i>	82
5.8	<i>Schema di funzionamento del dispositivo per individuare il fuoco del collimatore.)</i>	83
6.1	<i>Le lampade di riferimento spettrale. A destra una foto; a sinistra una tabella con le righe di emissione caratteristiche di ciascuna lampada.</i>	87
6.2	<i>La lampada spettrale HgNe. A destra lo spettro non calibrato acquisito dal DM; a sinistra lo spettro di riferimento fornito dalla Oriel.</i>	87
6.3	<i>La retta di dispersione del DM. In nero i punti sperimentali ottenuti confrontando gli spettri in figura 6.2, in rosso la retta calcolata con il fit lineare che associa ad ogni colonna del piano focale una lunghezza d'onda.</i>	88
6.4	<i>Registrazione spettrale del DM: sovrapposizione dello spettro del DM (in rosso) con quello di riferimento (in nero). A sinistra usando la calibrazione spettrale ottenuta con il fit lineare, a destra usando i coefficienti calcolati dall'algoritmo di registrazione</i>	89
6.5	<i>La Funzione di risposta spettrale. In nero i punti sperimentali misurati dal DM, in rosso la SRF calcolata con il fit gaussiano.</i>	90
6.6	<i>Il target di riferimento USAF 1951 usato per la calibrazione spettrale. A sinistra lo schema della matrice, a destra la tabella per il calcolo della risoluzione.</i>	91
6.7	<i>Il target di riferimento USAF 1951 visto dal DM. A sinistra una combinazione RGB di tre bande, a destra lo spettro mediato delle zone chiare.</i>	92
6.8	<i>La meteorite LEW88005.</i>	94
6.9	<i>Una foto del campione (sinistra) e la misura del DM (destra) a confronto. L'immagine del DM è una combinazione RGB delle bande 374 (886 nm), 207(690 nm) e 58(515 nm).</i>	95
6.10	<i>I tipi spettrali identificati nella zona del campione misurata e la loro distribuzione spaziale.</i>	96
B.1	<i>Logical design of the OCS</i>	107
B.2	<i>OCS flux diagram</i>	109
C.1	<i>OCS Front Panel</i>	115
C.2	<i>Interface selection area: possible choices</i>	115
C.3	<i>Saving Option area</i>	115
C.4	<i>Movements Options area: possible choices</i>	116
C.5	<i>Movements Controls area</i>	116
C.6	<i>Actual position area</i>	117
E.1	<i>QUANTO software design</i>	127



Elenco delle tabelle

1	<i>Results from the spectral calibration, VIR-MS vs DM.</i>	xviii
2	<i>Results from the geometrical calibration, VIR-MS vs DM.</i>	xviii
2.1	<i>Specifiche ottiche di VIR-MS</i>	34
2.2	<i>Il piano focale infrarosso</i>	38
2.3	<i>I filtri del piano focale IR</i>	38
2.4	<i>Sotto-modalità della modalità science di VIR-MS; Le colonne indicano rispettivamente iixel totali acquisiti su ciascuno dei due piani focali; zona della fenditura acquisita, la modalità di acquisizione</i>	42
2.5	<i>Sequenza di calibrazione interna di VIR-MS. Nella colonna in cui si descrive il tipo di acquisizione, Bkg indica la misura della radiazione ambientale, Buio indica la misura della corrente di buio dei sensori e Calib. spettrale indica la verifica della calibrazione spettrale eseguita a Terra.</i>	43
3.1	<i>Il CVF del piano focale IR calcolato per la temperatura nominale (70K)</i>	46
3.2	<i>La dark current IR calcolata per diverse temperature del piano focale</i>	48
3.3	<i>Il Readout noise IR calcolato per diverse temperature del piano focale</i>	48
3.4	<i>Caratteristiche principali del monocromatore. La banda passante nell'ultima colonna è stata calcolata con la larghezza della fenditura di 100μm</i>	52
3.5	<i>Sequenza di comando per una sessione di calibrazione spettrale.</i>	55
3.6	<i>Sessioni di calibrazione spaziale</i>	63
6.1	<i>Verifica della dispersione lineare del reticolo. m è l'ordine, d è la densità dei solchi misurata con un microscopio atomico (Piccioni et al., 2000), λ_{min} e λ_{max} sono le lunghezze d'onda minime e massime a cui sono sensibile i piani focali, θ_{max} e θ_{min} sono gli angoli di dispersione corrispondenti calcolati con la formula 6.1.</i>	86
6.2	<i>Corrispondenze identificate tra le band del piano focale e le lunghezze d'onda.</i>	88
6.3	<i>Risultati della calibrazione spettrale, VIR-MS e il DM a confronto.</i>	89
6.4	<i>Risultati della calibrazione spettrale, VIR-MS e il DM a confronto.</i>	93
6.5	<i>Parametri associati gli spettri calcolati usando QUANTO. Livello e pendenza si riferiscono al continuo, profondità, centro, larghezza e area si riferiscono alla banda a 1000nm</i>	97



Acronimi

BOS Banco Ottico Strutturale

BOT Banco Ottico del Telescopio

CTE Coefficiente di dilatazione termica lineare

DM Development Model

EGU European Geoscience Union

ENVI Environment for Visualizing Imagies

FC Framing Camera

FWHM Full Width Half Maximum

FM Flight Model

FOV Field of View

FPA Focal Plane Array

GR/NS Gamma Ray and Neutron Spectrometer

GSE Ground Support Equipment

HED Howarditi Eucriti Diogeniti (classe di meteoriti)

IDL Interactive Data Language

IFOV Istantaneous Field of View

IR Infrarosso

IRFPA Infrared Focal Plane Array

ITF Instrument Transfer Function

MGM Modified Gaussian Model

MMR Risonanze di Moto Medio

NEO Near Earth Object

PSF Funzione di Risposta Spaziale

TV Thermo-Vacuum

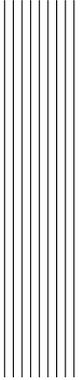
VIR-MS Visual And Infrared Mapping Spectrometer

VIRTIS Visual And Infrared Thermal Imaging Spectrometer

VIRTIS-H Visual And Infrared Thermal Imaging Spectrometer, High spectral resolution channel

VIRTIS-M Visual And Infrared Thermal Imaging Spectrometer, Mapping channel

VIS Visuale



Introduzione

Lo scopo del progetto di ricerca è quello di seguire le attività di laboratorio in supporto alla missione Dawn. Durante la prima fase è stata eseguita la calibrazione dello spettrometro ad immagine di tale missione, VIR-MS (Visual and InfraRed Mapping Spectrometer), e di alcuni dei suoi sotto-sistemi. Nella seconda fase, invece, è stato assemblato e calibrato il DM (Development Model) di VIR-MS, uno spettrometro da usare in laboratorio poi per eseguire sia verifiche del funzionamento dei sottosistemi dello spettrometro in volo sulla sonda Dawn sia misure spettroscopiche su campioni di minerali.

Il DM sarà utilizzato per attività di supporto durante tutta la durata della missione. Infatti, ricostruendo in laboratorio le condizioni nelle quali VIR-MS si troverà ad operare, si potranno studiare e testare sia l'implementazione di nuovo software che il comportamento dello strumento (o parti di esso) durante le fasi critiche della missione. Disporre in laboratorio di uno spettrometro con le stesse caratteristiche ottiche di VIR-MS, inoltre, permetterà di eseguire delle misure su campioni in modo tale da creare una libreria di dati che, oltre a rappresentare un lavoro di laboratorio con una propria rilevanza scientifica, possano poi essere direttamente confrontati con quelli acquisiti in volo dall' FM (Flight Model). Anche se specificatamente legato alla missione Dawn, lo sviluppo del DM è un lavoro di cui potranno beneficiare anche VIRTIS (Visibile and InfraRed Thermal Imaging Spectrometer) su Rosetta e VIRTIS su Venus Express. Tali strumenti, identici tra loro, sono composti da un canale di mapping (-M) e uno ad alta risoluzione spettrale (-H). Poichè VIR-MS è di fatto una copia del canale di mapping di VIRTIS, i vantaggi evidenziati in precedenza per la missione Dawn si riflettono direttamente anche su questi due strumenti.

La missione DAWN, selezionata il 21 dicembre 2001 nell'ambito del Programma Discovery della NASA, è stata lanciata da Cape Canaveral il 27 Settembre 2007. Lo scopo della missione è quello di raggiungere due degli asteroidi maggiori, 4/Vesta e 1/Cerere, ed eventualmente anche un paio di asteroidi minori. I principali obiettivi scientifici della missione sono la raccolta di informazioni sulle fasi iniziali del Sistema Solare, ovvero sui primi milioni di anni della sua evoluzione e dei processi in atto sui corpi appena formati, e la caratterizzazione degli oggetti originari a partire dai quali si sono formati i pianeti terrestri, aumentando così la nostra conoscenza di questo processo di formazione.

La missione DAWN investigherà in dettaglio due degli oggetti più grandi che sono rimasti quasi intatti dall'epoca della formazione ma che si sono formati in zone diverse del sistema planetario, Ve-

sta e Cerere. Questi due asteroidi sono i candidati ideali per raggiungere gli obiettivi scientifici della missione. Infatti, Cerere è un oggetto primitivo e ricco in volatili, e non si può escludere che presenti dei segni di processi idratazione dei minerali silicatici, forse generatisi in una fase in cui Cerere era caratterizzata da condizioni termochimiche compatibili con la formazione di calotte polari stagionali di ghiaccio d'acqua. Inoltre, a differenza degli altri pianeti minori, potrebbe anche avere o aver avuto un'atmosfera tenue ma permanente. Al contrario di Cerere, Vesta è un corpo differenziato e probabilmente anidro che può quindi dare delle indicazioni sui processi primordiali di differenziazione della Nebulosa Solare Primordiale. In sintesi possiamo affermare che la missione Dawn investigherà regioni diverse del sistema planetario, e al tempo stesso diverse epoche, permettendoci di risalire alle origini dei processi di differenziazione che hanno avuto luogo subito dopo la formazione di Giove. Misure recenti sui meteoriti che possono essersi formati su Vesta indicano che il processo di differenziazione è stato rapido e localizzato temporalmente. Per raggiungere gli obiettivi scientifici previsti, DAWN dovrà caratterizzare Vesta e Cerere, nei seguenti termini:

- caratterizzare la forma dell'asteroide e le sue proprietà fisiche: dimensioni, forma, massa, periodo e asse di rotazione;
- studiare le caratteristiche morfologiche: strutture locali, distribuzione dei crateri, presenza o meno di regolite;
- determinare la natura geologica e mineralogica della superficie;
- identificare le diverse unità geologiche presenti alla superficie;
- analizzare l'ambiente dell'asteroide e identificare la presenza o meno di polveri e/o gas.

Parte degli obiettivi sopra citati possono raggiunti utilizzando uno spettrometro ad immagine operante nel visibile e nel vicino infrarosso. Per questo motivo tra la strumentazione scientifica della sonda è stato incluso VIR-MS che è una versione semplificata dello strumento VIRTIS. VIRTIS è uno spettrometro ad immagine visibile-IR ad alta risoluzione sia spaziale che spettrale ed è composto da due diversi canali: il canale di mapping (VIRTIS-M) e il canale ad alta risoluzione spettrale (VIRTIS-H). Per la missione DAWN, data l'assenza di un'atmosfera intorno agli asteroidi prescelti, si è ritenuta utile la costruzione del solo canale -M (Mapper) dello strumento originario. Nel presente testo verranno prima riportate le attività svolte durante le fasi di ideazione, costruzione e calibrazione sia dello spettrometro che dell'apparato sperimentale; verrà poi fatta una descrizione delle misure svolte sui campioni si concluderà con la discussione dei risultati ottenuti. Il testo sarà organizzato come segue:

Capitolo 1 : introduzione scientifica al progetto.

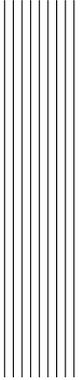
Capitolo 2 : descrizione della missione Dawn.

Capitolo 3 : descrizione del flight model e delle relative attività di calibrazione.

Capitolo 4 : descrizione delle attività relative alla costruzione/calibrazione del DM.

Capitolo 5 : descrizione delle attività relative alla costruzione/calibrazione del set-up per le misure

Capitolo 6 : misure di minerali.



Riassunto breve

Lo scopo del progetto di ricerca è quello di seguire le attività di laboratorio in supporto alla missione Dawn. Durante la prima fase è stata eseguita la calibrazione dello spettrometro ad immagine di tale missione, VIR-MS (Visual and InfraRed Mapping Spectrometer), e di alcuni dei suoi sotto-sistemi. Nella seconda fase è stato assemblato e calibrato il DM (Development Model) di VIR-MS, uno spettrometro da usare in laboratorio poi per eseguire sia verifiche del funzionamento dei sottosistemi dello spettrometro in volo sulla sonda Dawn sia misure spettroscopiche di campioni di minerali.

Durante tutti i tre anni di attività è stato portato avanti un attento lavoro di ricerca bibliografica in modo tale da mantenere un quadro continuamente aggiornato del contesto generale in cui si inserisce il progetto di ricerca. Tali conoscenze, inoltre, sono fondamentali per l'identificazione delle caratteristiche migliori, cioè scientificamente più interessanti, dei campioni che verranno analizzati con l'apparato sperimentale che è stato messo a punto. L'obiettivo scientifico primario della missione è lo studio delle prime fasi della formazione del Sistema Solare attraverso l'analisi dei corpi che si trovano ancora oggi nella fascia asteroidale (Russell et al. 2004). Gli obiettivi principali della ricerca bibliografica svolta sono quindi stati sia il processo di formazione del Sistema Solare nel suo complesso che le caratteristiche fisiche ed evolutive dei suoi corpi minori, con una particolare attenzione per gli asteroidi. I processi avvenuti dal collasso gravitazionale fino alla formazione del disco proto-planetario sono attualmente inseriti in uno scenario largamente condiviso dalla comunità planetologica internazionale, almeno se si considerano nella loro globalità (Lissauer, 1993; Kenyon, 2002; Lissauer, 2005). Grazie allo sviluppo di nuove tecnologie e tecniche, invece, sono stati fatti notevoli progressi nella ricerca di dati osservativi che possano fornire dei vincoli per lo sviluppo di modelli e/o simulazioni specialmente per quanto riguarda la struttura dei dischi (Snell et al 1980; Choudhury et al. 2005; Alencar, 2005). La fase successiva, quella dell'accrescimento dei planetesimi e della successiva formazione dei pianeti, invece, è ancora oggetto di forti dibattiti nella comunità scientifica (Marzari et al. 2000, Goldreich et al. 2004; Magni et al. 2004; Stevenson 2004; Raymond et al. 2005). In questo caso, inoltre, non ci si può avvalere molto dell'osservazione di sistemi extra-solari o di regioni di formazione stellare e i dati su cui vengono regolati i parametri dei modelli sono principalmente quelli ottenuti in laboratorio (Bizzarro et al. 2005; Mäkinen, J. et al. 2005). Per questo motivo, nello studio del Sistema Solare giocano un ruolo fondamentale i corpi minori poiché si ritiene che questi

siano ciò che rimane del processo di aggregazione dei planetesimi a diverse distanze eliocentriche; per quanto riguarda i pianeti terrestri sono gli asteroidi a fornire la maggior parte delle informazioni poiché oggi si ritiene siano dei planetesimi il cui accrescimento è stato bloccato dall'intensa perturbazione esercitata da Giove (Bell, 1989; Russel et al. 2004). Vesta e Cerere sono i due *protopianeti* più grandi e sebbene molto vicini tra loro (semi asse maggiore: 2.36AU- Vesta; 2.76AU- Cerere) sono molto diversi: Vesta (classe spettrale V) ha subito un'evoluzione termica, è quindi differenziato e ricoperto da una crosta basaltica; il suo spettro, nel VIS e NIR, presenta gli assorbimenti tipici dei pirosseni a $1 \mu m$ e $2 \mu m$ come pure un assorbimento più debole a $1.25 \mu m$ dovuto ai plagioclasti feldspati (Gaffey, M.J. 1997, Vilas et al. 2000, Vernazza, P. et al 2005). Cerere (classe spettrale G), invece, sembra essere composta da elementi non processati anche se recenti studi sembra non escludano completamente la possibilità di una differenziazione, in ogni caso, la difficoltà nell'interpretazione dello spettro nell'VIS-NIR rende difficile fare delle ipotesi sulla composizione e sull'evoluzione di questo asteroide (Parker et al. 2002, Thomas, P. C. et al, 2005, Li et al. 2006).

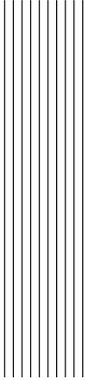
La missione Dawn ha come scopo quello di studiare in dettaglio 1 Cerere e 4 Vesta. Dawn entrerà in orbita intorno ad entrambi questi asteroidi per eseguire delle misure che ci permettano di capire meglio le condizioni e i processi in atto nelle prime fasi evolutive del Sistema Solare. Per ottenere ciò, Dawn studierà la loro struttura interna, densità ed omogeneità misurandone la massa, la forma, il volume e lo stato di spin. Inoltre, verrà misurata la loro composizione mineralogica per ricavare delle informazioni sulla storia termica e sull'evoluzione. Dawn acquisirà immagini della superficie di questi due oggetti per determinarne la craterizzazione, la tettonica e l'eventuale storia vulcanica, misurerà il campo gravitazionale per avere informazioni sul nucleo ed userà misure spettroscopiche per determinarne la composizione. La natura dei composti solidi degli asteroidi (silicati, ossidi, sali, organici e ghiacci), infatti, può essere identificata attraverso misure spettroscopiche nel visibile e vicino infrarosso usando un esperimento con un'alta risoluzione spaziale per mappare l'eterogeneità delle superfici asteroidali e un alta risoluzione spettrale per determinare senza ambiguità la composizione e per correlarla con la loro storia geologica. VIR-MS è uno spettrometro ad immagine costruito appositamente per eseguire queste misure. È composto da uno spettrometro ed un telescopio, ha due piani focali (VIS: $0.3-1 \mu m$; IR: $1-5 \mu m$) e un unico reticolo per la dispersione della luce in ingresso.

Nel corso del 2004 sono iniziate le attività di test e di assemblaggio dei sotto sistemi del modulo ottico di VIR-MS. Le prime attività hanno riguardato la calibrazione dei due piani focali. Successivamente sono stati allineati gli elementi ottici dello spettrometro e, separatamente, quelli del telescopio. Questi due sotto sistemi sono stati quindi integrati ed allineati per ottenere la configurazione finale del modulo ottico che è stato calibrato nel mese di Settembre 2005 presso la Galileo Avionica. In questo progetto di ricerca sono presentati i risultati di tali attività. Sono stati calcolati alcuni dei parametri che descrivono le prestazioni dei due piani focali (Non-Linearity (IR), Conversion Factor (IR), Dark Current (IR), Read Out Noise (IR), Quantum Efficiency (VIS-IR), Responsivity (VIS-IR), Defective Pixels (IR)). Successivamente, dopo il montaggio e allineamento a caldo dello spettrometro, è iniziata la fase di allineamento a freddo e test, seguita attivamente mediante ripetute trasferte presso la sede della Galileo Avionica. Una volta integrato ed allineato, lo strumento è stato calibrato. Gli spettrometri ad immagine sono una classe di strumenti che necessita un attento lavoro di calibrazione a terra. Le misure possibili in questa fase, infatti, sono difficilmente ripetibili dopo il lancio. Gli aspetti considerati sono stati lo studio delle prestazioni geometriche (IFOV, FOV), spettrali (Spectral width, spectral dispersion, spectral misregistration) e radiometriche (flat field, radiometric itf, defective pixel). Le misure eseguite, le procedure di analisi dei dati e i risultati definitivi della calibrazione sono stati descritti e discussi in dettaglio in questo progetto di ricerca. Questa parte del lavoro è stata presentata all' EGU (Ammannito et al. 06), durante Optical Focus Durability Review e nel simposio

organizzato dal team Scientifico di Dawn in occasione del lancio della sonda (Florida, 2007).

Terminate le attività riguardanti lo spettrometro da volo, e successivamente alla sua consegna verso JPL, è iniziata la progettazione e l'integrazione del modello di laboratorio (DM). Benché i due strumenti abbiano sostanzialmente lo stesso disegno ottico, esistono delle differenze tra VIR-MS e il DM che derivano principalmente alla diversità delle condizioni nelle quali dovranno operare: VIR-MS nello spazio, ed è quindi stato costruito con materiali adatti al volo spaziale che gli permetteranno di resistere all'usura del tempo e delle condizioni ambientali; il DM in laboratorio e pertanto è stato costruito con materiali e meccanismi standard per la strumentazione ottica. È bene notare, però, che alcuni elementi di particolare importanza, ad esempio il reticolo, sono gli stessi in entrambi gli strumenti in modo da non compromettere la rappresentatività delle misure del DM rispetto a quelle di VIR-MS. Una volta definito il disegno opto-meccanico, il DM è stato integrato e calibrato, ed ora è quindi pronto per eseguire le misure scientifiche. Da un punto di vista elettronico, il software usato per gestire l'acquisizione dei dati, il GSE, è stato sviluppato in Labview appositamente per questo esperimento e permette sia di impostare le caratteristiche dell'acquisizione che di gestirne il risultato. È stata una scelta precisa quella di non usare la catena elettronica del modello da volo perché la presenza di controlli non necessari nel caso di uno strumento di laboratorio avrebbe solo reso meno agevole l'uso del DM.

Come è già stato discusso, VIR-MS e il DM hanno lo stesso disegno ottico, questo vuol dire che entrambi lavorano in modo ottimale se quella che vedono è luce proveniente da una sorgente all'infinito. Nello spazio questa condizione è sempre verificata, in laboratorio, invece, questa geometria si riproduce collimando la luce divergente proveniente dalla sorgente prima che questa arrivi sullo specchio primario del telescopio del DM. Il progetto del sistema di collimazione è in parte derivato da quello usato per la calibrazione a terra di VIR-MS che si trova presso la Galileo Avionica. Le differenze tra i due set-up sperimentali, così come quelle tra i due strumenti, derivano sia da quelle tra i due strumenti, VIR-MS e il DM, che dalla diversità nel loro utilizzo finale, uno nello spazio e l'altro in laboratorio. All'assenza del piano focale IR nel DM, ad esempio, corrisponde direttamente l'assenza della camera di termovuoto e i relativi controlli; inoltre, mentre nel caso di VIR le misure in laboratorio si esaurivano con la calibrazione dello strumento, nel caso del DM è stato tutto ottimizzato per l'esecuzione di misure su campioni di interesse scientifico portando, ad esempio, alla progettazione e relativa realizzazione di un nuovo sistema di scansione degli specchi. Una volta definito il progetto con tutti i dettagli, il sistema di collimazione è stato realizzato, integrato ed allineato. Dopo essere stati messi a punto sia il DM che il banco ottico, sono stati co-allineati, calibrati preparando così tutto il sistema per le misure. A scopo dimostrativo sono state fatte delle misure di campioni di minerali che successivamente sono state analizzate usando un software appositamente sviluppato. Tale software è scritto in IDL ed è già stato implementato come plug-in all'interno di ENVI, un'applicazione comunemente usata per l'analisi dei dati acquisiti da spettrometri ad immagine ed ampiamente usata anche per analizzare i dati di calibrazione. Il codice è una versione personalizzata del Modified Gaussian Model (Sunshine et al. 1990, Sunshine and Pieters, 1993). Questo strumento per l'analisi dei dati permette di trovare il best-fit dello spettro di un minerale, espresso in logaritmo naturale della riflettanza vs energia, ipotizzando che gli assorbimenti abbiano una forma quasi-gaussiana. Lo spettro è descritto con una funzione data dalla somma dei singoli assorbimenti quasi-gaussiani più una componente dovuta al continuo considerato una finzione lineare espressa con due parametri. Il motivo per cui è stato scelto l'MGM è che questo metodo permette di trovare i parametri che descrivono gli assorbimenti degli spettri senza fare delle forti assunzioni a priori come ad esempio i valori delle costanti ottiche. Inoltre è possibile considerare lo spettro nel suo complesso senza dover analizzare separatamente i singoli assorbimenti.



Extended Abstract

The purpose of this research project is to perform the laboratories activities to support the Dawn mission. During a first phase was performed the calibration of the imaging spectrometer of such mission, VIR-MS (Visual and InfraRed Mapping Spectrometer), and of some of its sub-systems. In a second phase, was assembled and calibrated the DM (Development Model) of VIR-MS, a spectrometer to be used in laboratory to perform, both tests on the functionalities of the sub-systems of the spectrometer in flight and spectral measurements of mineral samples.

Scientific Background

The comprehensive theory of planetary formation generally accepted by specialized scientist, is based on the nebular hypothesis. It can be summarized with the gradual accretion of planets, moons, and smaller objects, from cosmic dust grains and gas particles within a primarily gaseous proto-planetary disk. Such disk is itself produced during the formation of the parent star from a dense, rotating interstellar cloud. Calculations suggest that dust grains will grow by sticky collisions into particles of the order of 1 m across (Dominik et al., 2006). Further growth is disabled by the relative velocities of the particles that, in this stage, are too high for the constructive collisions. There were investigated several mechanism that can be responsible for the growth such as turbulence (Weidenschilling, 2000) and gravitational instability (Dobrovolskis et al., 1999). At the end of this stage the particles are accreted into planetesimals of the order of 100 m across. These planetesimals then begin to interact with each other as described by several authors (Bromley e Kenyon, 2006). In such models the leading process is the kleperian velocity while collisions and gravitational interactions are considered as perturbations. This theory is sustained by the discovery and study of numerous circumstellar disks, with masses in the range 0.01 to 0.1 solar mass, needed to produce a planetary system like that of the Sun, around young stars of widely differing spectral type (Meyer et al., 2007).

The solar system, it is thought, began as a sub condensation in an interstellar cloud of gas and dust, from which probably hundreds of other stars also formed. To begin with, this presolar cloud was spheroidal, slowly rotating, and quite large, with a diameter of perhaps one or two light-years.

As it condensed, its rotation rate increased (as a result of the law of conservation of angular momentum), causing it to become increasingly flattened. In the middle of the disk, where the density was greatest, the protosun began its final condensation. By the time the Sun had initiated nuclear fusion reactions in its core (see T Tauri stars), the pancake-shaped protoplanetary disk had started to form agglomerations at various distances from the centre.

In this scenario the accretion of rocky and icy planetesimals (the asteroids and comets of today's Solar System) is one of the most mysterious and controversial phases of Solar System history. A key unknown factor, which dominates the evolution of particles in the pre-planetesimal stage, is the degree to which the nebula was turbulent. Surface forces help small dust grains stick to each other, forming macroscopic fractal aggregates, that are presumably made progressively more compact by collisions (Dominik et al., 2006). How far planetesimals can grow in this way is unclear. If the nebula is turbulent, collisions may become disruptive as particles grow larger and relative velocities increase (Cuzzi et al., 2006), stalling accretion at around a meter in size. An additional severe problem is due to the drift of the growing particles towards the Sun, due to gas drag (Weidenschilling, 1977). Bodies with sizes of order of a meter are removed from a region faster than they can grow up to sizes of a few kilometers, which are less sensitive to gas drag. To avoid such problems and uncertainties about *sticking*, it has been suggested that planetesimals might form quickly by gravitational instability, in a dense particle layer close to the nebula mid-plane (Goldreich P. and Ward W.R., 1973). However, these dense layers themselves generate local turbulence which disperses the particles and prevents gravitational instability (Cuzzi et al., 1993; Weidenschilling, 1995). Although the idea of classical gravitational instability has been recently resurrected in the context of very small particles (Sekiya, 1998; Youdin and Shu, 2002), this latter scenario is invalidated by even tiny amounts of nebula turbulence (Cuzzi et al., 2006). Recent numerical simulations indicate several new and complex ways that nonlinear outcomes in 3D turbulence might create opportunities for accretion that were unknown more than a decade ago. Global, 3D turbulence might be produced by the magneto rotational instability (Stone et al., 2000) or by other, less well understood processes. Also, the localized gas density and pressure maxima created by large eddies attract metersize particles, which drift rapidly towards these regions of high pressure under gas headwinds or tailwinds generated by the opposed radial pressure gradients. Once macroscopic planetesimals (tens of meters to kilometers) are formed, coagulation models (Kenyon and Luu, 1999; Weidenschilling, 2004) allow us to track the growth of the objects through their gravitational interactions and collisions. Even if there is not yet a unique explanation of this phase, all models, agree in showing that the accretional process occurs faster at smaller distances from the Sun. Thus, it is likely that fully grown bodies existed in the inner Solar System, when the asteroid belt or the more distant disk were still dominated by dust particles. Because the differentiation of bodies is triggered by the decay of short-lived radioactive elements, it is likely that differentiated planetesimals were much more numerous in the vicinity of the Sun than further out in the disk. Quantifying the distance at which planetesimals could differentiate, however, is beyond the capabilities of the current models. The population of small bodies is strongly dynamical affected by the growth of the planets. In particular, the asteroid belt was strongly affected during two evolutionary phases of the Solar System. First, during terrestrial planet formation, it underwent a substantial orbital excitation and dynamical depletion, due to the combined action of planetary embryos - originally formed in that region - and resonant perturbations exerted by Jupiter and Saturn (Wetherill, 1997; Petit et al., 2001). During this phase, it is likely that fragments of differentiated planetesimals from the inner Solar System were implanted into the asteroid belt (Bottke et al., 2006). In view of these results, the asteroid belt appears to be the reservoir of a population of planetesimals formed over a much larger range of heliocentric distances than its current radial extent would lead one to think. This has important implications for our understanding of the gradient of physical properties

of planetesimals with heliocentric distance and for the nature of the planetesimal precursors of the terrestrial planets. For these reasons, there are many mysteries about the earliest epoch that we can only unlock by visiting these primitive bodies in the asteroid belt. The asteroid belt is clearly a region of transition from the rocky planets of the inner solar system to the icy, water-rich bodies of the outer solar system. The bodies in the asteroid belt, as judged from their surfaces, exhibit a strong compositional gradient from the inner to the outer edge, changing from very evolved objects nearest the Sun to very primitive bodies far from the Sun (Cellino, 2000 and references therein). In order to evolve the minerals we see on 4 Vesta, as exhibited by the Howardite-Eucrite-Diogenite (HED) meteorites, Vesta needed to melt to form a magna ocean around a solid mantle or perhaps to melt completely. For a body the size of Vesta the release of gravitational energy during accretion is not sufficient to melt the entire body. Since it does appear Vesta melted completely, we look to short-lived radionuclides for assistance. This imposes a very strict time history starting with the supposed supernova explosion as the radionuclides produced in this way provide little heating several half-lives after they were created. Ceres sits a little further out in the asteroid belt (2.77 vs. 2.34 AU) and if there were little migration during the initial stages of formation, this body should be cooler and more primitive, all else being equal. However, all else cannot be equal because Ceres is clearly a wet planet, containing hydrated minerals, contrasting sharply with the dry basaltic surface of Vesta. Keeping water on Ceres is not easy. While Ceres is bigger, it releases more gravitational energy during accretion. If it formed contemporaneously with Vesta it too should have gathered radionuclides, and would become even hotter than Vesta, but Ceres did not proceed in this way. The Dawn mission was studied in order to get some constraints on these points.

The Dawn mission and VIR-MS

Dawn is enabled by a solar-powered set of three ion thrusters, used one at a time, that ionize and accelerate their xenon fuel to 35 km/s, a far higher and therefore more efficient use of fuel than in chemical engines. Sufficient fuel can be carried on the spacecraft to allow Dawn to first rendezvous with Vesta, spiral into its gravitational potential, orbiting it for the order of 8 months down to altitudes of approximately 200 km. Then Dawn spirals outward from Vesta and heads for Ceres arriving there in about 3 years at which point it repeats its series observations at different altitudes. Dawn's ability to do this double planetary exploration in a reasonable and therefore affordable length of time is made possible by a fortunate planetary alignment. Dawn carries four instruments: a framing camera (FC), a visible-IR mapping spectrometer (VIR-MS), a gamma ray and neutron spectrometer (GR/NS). It also obtains radio science data to determine the asteroids' gravity fields.

The Dawn mapping spectrometer (MS) is a modification of the VIRTIS mapping spectrometer (Coradini et al., 1998; Reininger et al., 1996) on board the ESA Rosetta mission. It will be operated for 2 years and spend 9 years in space. It derives much design heritage from the Cassini VIMS spectrometer with an operational lifetime of > 4 years and a mission life > 10 years. The design fully accomplishes Dawn's scientific and measurement objectives. The design uses a dual arm optical and focal design with mapping capability to $5 \mu m$. The mapping spectrometer is an imaging spectrometer that combines two data channels in one compact instrument. The visible channel covers $0.25-1.0 \mu m$ and the infrared channel covers $0.95-5.05 \mu m$. The use of a single optical chain and the overlap in wavelength between the visible and infrared channels facilitates intercalibration. It utilizes a silicon charge coupled device (CCD) to image from 0.25 to $1 \mu m$ and a mercury cadmium telluride infrared focal plane array (IRFPA) to image from 1 to $5 \mu m$. The spectrometer consists of three modules: optical system; proximity electronics; cryocooler including driving electronics. A mechanical and

thermal mounting of 5.0 kg mass accommodates the spectrometer subsystems. The optical system, which includes foreoptics, dispersive elements, filters, focal plane assemblies as well as the cryocooler and proximity electronics is a complete re-build of the VIRTIS-M. The optical concept is inherited from the visible channel of the Cassini Visible Infrared Mapping Spectrometer (VIMS-V) developed at Officine Galileo and launched on Cassini in October 1997.

This concept matches a Shafer telescope to an Offner grating spectrometer to disperse a line image across two FPAs. The Shafer telescope is the combination of an inverted Burch off-axis telescope with an Offner relay. By putting an aperture stop near the center of curvature of the primary mirror, coma is virtually eliminated. The result is a telescope system that relies on spherical mirrors, yet remains diffraction limited over a large spectral range and the whole spatial direction. The horizontal field is realized by rotating the telescope primary mirror around an axis parallel to the slit. The Offner spectrometer is matched to the telescope, and does not rely on a collimator and camera objective. This is possible because both telescope and spectrometer are telecentric and the telescope has its exit pupil on the grating. The spectrometer does not use beam-splitters. Two different groove densities are ruled on a single grating. The grating profiles are holographically recorded into a photoresist and then etched with an ion beam. Using various masks the grating surface can be separated into different zones with different groove densities and different groove depths. The Visible regions, which make up the central 30% of the conjugate pupil area, correspond to the higher groove density needed to generate the higher spectral resolution required in the visible channel extending from the ultra-violet to the near infrared. The infrared channel utilizes the outer 70% of the grating, which is ruled with a lower groove density. The larger collecting area in the infrared compensates for the lower solar irradiance in this region. The visible detector array is based on the Thomson-CSF type TH 7896 CCD detector. It uses a buried channel design and poly-silicon N-MOS technology to achieve good electro-optical performance. Moreover, it includes a multi pinned phase (MPP) boron implant to operate fully inverted and substantially to decrease the surface dark current, residual images after strong exposure and other effects due to ionizing radiation. The TH7896M is a full frame image sensor with 1024×1024 sensitive elements, two registers and four outputs. It will be used as a frame transfer device with a sensitive area and a storage area. The first half is used to acquire the data and the second half is used to send the data to the proximity electronics to be converted.

The IR detector used in the spectrometer is based on a bidimensional array of IR-sensitive photovoltaic mercury cadmium telluride coupled to a silicon CMOS multiplexer. The device is an array of 270×435 HgCdTe photodiodes manufactured by Raytheon Infrared Center of Excellence (Santa Barbara USA) with a spacing of $38 \mu m$ between diode centers. The spectral wavelength range is $0.95\text{-}5.0 \mu m$ and an operating temperature of 70 K. The detector is packaged into a housing which includes an optical window which provides suitable mechanical, thermal and electrical interfaces for its integration on the focal plane. Furthermore, the window functions as substrate for the order-sorting filters. These filters are used to stop the superimposition of higher diffraction orders coming from the grating and also to reduce the background thermal radiation from the instrument housing. The transmission characteristics of the window are optimized for each corresponding detector position, so that for each filter zone only the designed wavelength range corresponding to the first diffraction order is allowed to pass. Six segment filters are coated in the window with the following band passes: $0.9\text{-}1.6$, $1.2\text{-}1.9$, $1.9\text{-}2.5$, $2.4\text{-}3.75$, $3.6\text{-}4.4$, $4.3\text{-}5.0 \mu m$.

In order to minimize the thermal background radiation seen by the IR-FPA, the spectrometer itself needs to be cooled to less than 135 K by radiating at least one, or possibly two of its surfaces toward cold space. Such a configuration also provides the operational temperature needed for the CCD. The IR-FPA requires an operating temperature of 70 K to minimize detector dark current, which is achieved by using a Stirling active cooler driven by dedicated electronics. The Stirling cooler that best

meets MS requirements with off-the-shelf products is the RICOR K508 tactical cooler. It is an integral cooler in which the regenerator, where the heat exchanges at warm and at cold temperatures occur, is directly connected to the compressor. Without the transfer line characterizing the split cooler, less heat losses occur and more efficiency is reached. On the other side, due to the internal balancing device and the reduced heat flow from the compressor to the cold finger, vibration and heat transmitted to the regenerator and to the cold end (where the FPA is connected) are very limited.

A cover in front of the optics entrance aperture protects against contamination from external sources. Dedicated heaters on the focal plane remove possible condensing contaminants and provide for annealing of the detector to reduce radiation damage. The cover-inside is coated and used as calibration target in combination with two internal calibration lamps (one for the VIS-FPA and one for the IR-FPA).

The calibration of VIR-MS

During the year 2004, we started the measurements and data analysis on the sub-system of the optical module of VIR-MS. In this phase the activity that was performed inside the present research project was related with the calibration of the two focal planes, the VIS and IR.

To perform the measurements, we prepared a dedicated set-up in Galileo Avionica. The Focal Plane under-test was mounted in a Dewar in order to control and change the operating temperature during the test. Using external sources such as black bodies at different temperatures were performed several measurements in order to get the relevant parameters to characterize the focal planes and to verify the conformity with the requirements. The parameters measured were:

1. Non-Linearity (IR). The non-linearity, LE (%), is defined as the percentage deviation from the linear regression of the detector response relative to the 10% to 90% of the full well voltage output swing, $V_{out_{swing}}$
2. Conversion Factor (IR). The Charge to Voltage conversion Factor, CVF, (V/electron) is defined as the ratio of the average output voltage to the number of electrons transferred to the ROIC (read-out circuit). This parameter can be also expressed as the slope of the linear relation between the signal (S) and its variance ($\sigma^2 = CVF * S$).
3. Dark Current (IR). The dark current of the detector, I_{dark} (fA), is defined as the current measured at the detector output in the absence of light:

$$I_{dark} = \frac{V_{dark}}{t_{exp} * CVF} * q * 10^{15} \quad (1)$$

where: V_{dark} [V] = voltage signal measured in the absence of light, t_{exp} [sec] = exposure time, CVF [V/electron] = Conversion to Voltage Factor, q [Coulomb] = electron charge = 1.60217733 10⁻¹⁹ Coulomb.

4. Read Out Noise (IR). The readout noise, $Noise_{readout}$ (rms electrons), is the noise from the detector output stage(s) in the absence of signal. This noise is defined as the standard deviation of the signal acquired in case of no radiation source in front of the detector.
5. Quantum Efficiency (VIS-IR). The Quantum Efficiency, QE (%)(V/photon), is defined as the ratio between the pixel signal measured at the detector output and the flux incident on the detector pixel. The sequence of acquisition [N dark + N flat field] was repeated for several

wavelength choosing every time a different exposure time in order to get an output for the illuminated pixel in the range of linearity of the detector. For every wavelength the mean of the dark frames and flat frames were respectively computed and then subtracted. For every pixel the QE (%) was computed as:

$$QE = \frac{S \cdot h \cdot c}{G_{sys} \cdot t_{expo} \cdot P_W \cdot A \cdot \lambda} \quad (2)$$

where: S = Output signal of the detector (ADU), h = Plank constant (6.6256 10⁻³⁴ Js), c = light speed (2.9979 10⁸ m/s), G_{SYS} = total gain of the system (ADU/el), t_{expo} = exposure timee (s), P_W = incident radiance (W/m²), A = pixel area (m²), λ = wavelength of the incident lighth (m)

6. Responsivity (VIS-IR) La responsivity, R (V/photon), defined as the ratio between the pixel signal measured at the detector output and the flux incident on the detector pixel.
7. Defective Pixels (IR) One pixel in the frame is defined as defective pixel if it meets one of those conditions: I. It is always saturated (even in dark and background acquisitions), II. It is always dead (electronic offset even if it is illuminated) III. Its signal, in flat field acquisitions, is out of the range [$lower_{bound}$, $upper_{bound}$] where $lower_{bound}$ e $upper_{bound}$ are computed with statistical methods.

The parameters listed above where computed and was verified that their value are inside the requirements. The results of such analysis were presented in a Science Team Meeting of the Dawn mission.

At the end of the calibration of the subsystems, was started the integration of the elements and finally the alignment of the spectrometer and the telescope. The final activity on VIR-MS performed on ground was the calibration of the instrument. There were considered the spectral and geometrical aspects.

The aim of the geometrical calibration is to determine the PSF (Point Spread Function) of the instrument that is how it respond to a point-like source. Assuming a 2D simmetrical shape, the PSF is defined, for each focal plane, by the Pixel Function and Slit Function that are, respectively, the spatial response profile along and across the slit. Thus, the parameters to be quantified are:

- the Spatial Width along slit that is the FWHM (Full Width at Half Maximum) of the Vis and IR Pixel Function for each frame pixel
- the Spatial Width across slit, that is the FWHM of the Vis and IR Slit Function for each frame pixel
- the Instantaneous Field Of View, IFOV, or Spatial Sampling Interval, is the angular distance between the centres of spatially adjacent pixels, in both the image directions.

Such quantities have been measured for the FOV (Field Of View) positions shown in Figure 1. In the figure BO is the bore sight of the instrument, while the positions N and O are two points close to the extremities of the FOV. Choosing such points in the FOV allow to determine the quality of the imaging system not only on the boresight but even out of the optical axis. The measurements performed are spatial sub-pixel scans along and across the slit using as source of the system a HgNe pencil lamp. In this way the spatial profile of the pixel was retrieved in both directions. The figure 2 summarize the obtained values. It is important to notice the conformity of such values with the requirements of the instruments that is 400 μrad .

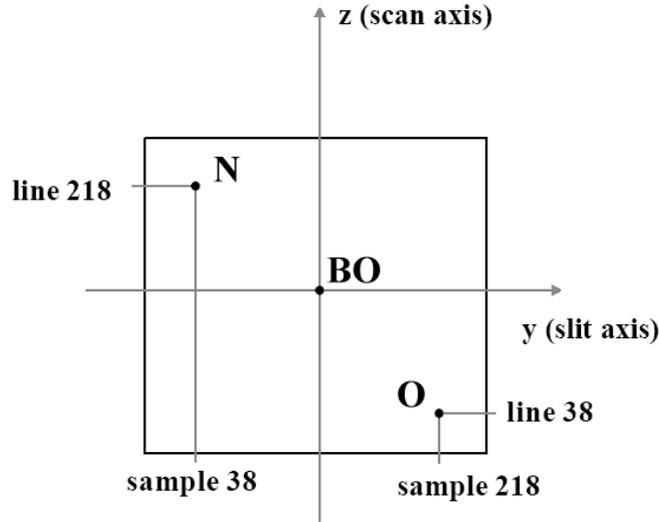


Figura 1: Position in the VIR-MS FOV of the spatial scans

Spatial Calibration Summary Results					
Slit VIS	326 ±69	Pixel VIS	251±33	IFOV VIS	256 ±11
Slit IR	350 ±36	Pixel IR	339 ±45	IFOV IR	257 ±12

Figura 2: Summary results of the spatial calibration. The values in the table are expressed in μrad .

The aim of the spectral calibration is to determine the SRF (Spectral Response Function) of the instrument that is the convolution of the SRF of each column of the focal plane (band). Considering the properties of the optical design of the instrument it is possible to assume a gaussian like shape for the SRF of each band, thus, it can be described with two parameters, the central wavelength and the FWHM. Thus, to get the spectral calibration, need to be calculated the following parameters :

- the Central Wavelength that is wavelength of the centroid of the Spectral Response Function for each frame pixel,
- the Spectral Sampling Interval that is the difference, for ach focal plane, between the central wavelength of two adjacent bands for each frame pixel
- the Spectral Width that is the FWHM of the Spectral Response Function for each frame pixel.

In order to retrieve such quantities were performed several sub-pixel spectral scan using a monochromator. Such measurements were used to get the spectral response function of the bands of the instruments illuminated during the scans and then to extrapolate the information to the whole focal plane. The results obtained are summarized in the figure 3 The spectral sampling interval and the spectral width are both inside the requirements limits.

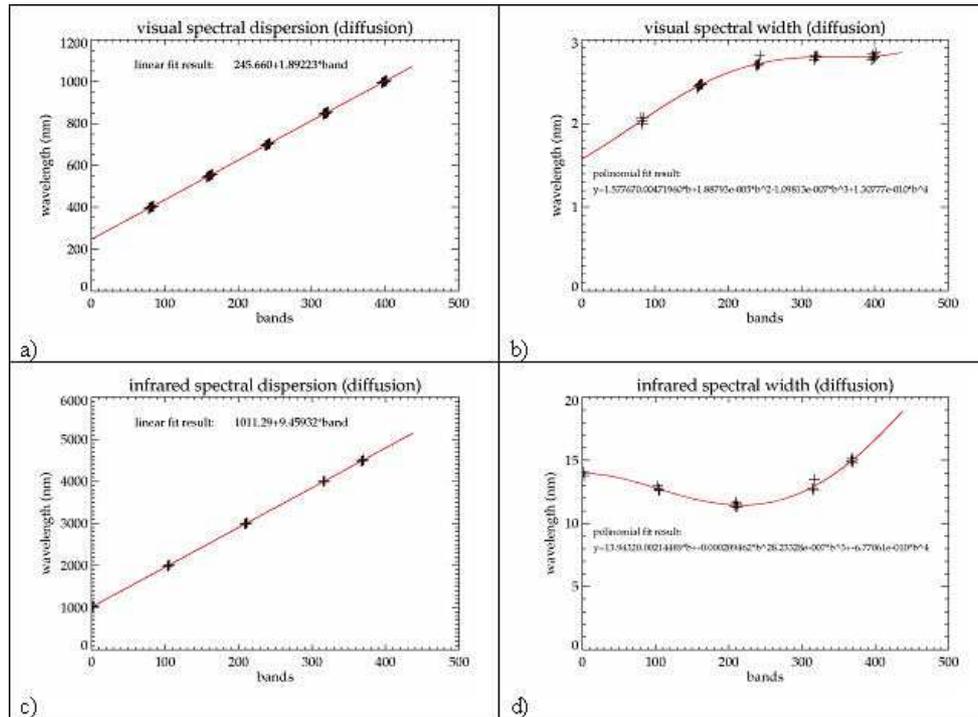


Figure 3: Spectral Calibration results. a) Visual spectral dispersion. In black the points measured with the spectral scans, in red the line calculated applying to the experimental points a linear fit. b) Visual spectral width. In black the points measured with the spectral scans, in red the line calculated applying to the experimental points a polynomial fit. c) Infrared spectral dispersion. In black the points measured with the spectral scans, in red the line calculated applying to the experimental points a linear fit. d) Infrared spectral width. In black the points measured with the spectral scans, in red the line calculated applying to the experimental points a polynomial fit.

The Development Model

The Development Model (DM) is the laboratory spectrometer with the same optical design of VIR-MS but some mechanical changes. Such changes were decided in order to improve the usability and comandability of the new spectrometer in the laboratory. This experiment has two scope: it will be used as test bench for the behaviour of the flight instrument during the mission but in the meanwhile it will be used as spectrometer to collect data and prepare a data-base of spectra to be used for the interpretation of the measurements of VIR-MS. The most relevant changes between the two instruments the absence in the DM of the IRFPA and a different scanning motor for the primary mirror of the telescope. The former point makes the two experiments somehow different in a rilevant way, however this choice was necessary in order to avoid the use on a Thermo Vacuum Chamber and a dedicated cooling system for the IRFPA. The latter point is a precise choice made during the designing phase: it was considered that the scanning unit of VIR-MS was designed to operate in the space environment an it wasn't a good choice for a laboratory experiment. All the other aspects are the same especially from the optical point of view.

As well as VIR-MS, the DM is actually composed by two sub-system: a Shafer telescope coupled with an Offner grating spectrometer. The telescope is an optical element used to focus the light on the slit of the spectrometer that is the core of the DM. As the instrument uses a bi-dimensional focal

plane aligned with the spectrometer's slit axis, the acquisition of a hyper-spectral cube is performed through a push broom acquisition mode by moving the scanning mirror of the telescope. The focal plane is a CCD of 288 spatial pixels and 384 spectral pixels. For further details about the characteristics of the DM and its optical design it is possible to refer to literature on VIR-MS as well as the one on VIRTIS and VIMS-V (Coradini et al., 1998). The software used for the communication with the DM and for the acquisition of the data was developed by Giuseppe Piccioni and it was designed to handle hyperspectral data.

Moving the position of the focal plane, the spectrometer was focused and aligned. To focus it was optimized the distance between the primary mirror of the spectrometer, while to align it was optimized the orientation of the CCD with respect to the grooves of the grating. For the telescope was made a preliminary measurement of the relation between the step of the encoder of the scanning mechanism and the angular movement of the primary mirror. As reference value was considered the one of VIR-MS, that is $250 \mu rad$ but it will be refined with a better measurement during the geometrical calibration of the system.

The optical bench

The role of the optical bench is to collimate the light beam coming from the source before it arrives on the primary mirror of the telescope. In order to obtain this result it was studied an optical system of three elements. A target that has the role to carry the sample to be measured; an off-axis parabolic mirror that is the real *collimating* element and a folding mirror that has no role in the optical concept of the system but it is used to deviate the collimated beam in order to get the best alignment with respect to the DM. The folding mirror is not critical from the optical point of view because at that point the beam is collimated, on the other side, the parabolic mirror and the target need to be aligned in order to get a collimating system. The idea using such elements is that a parabolic off-axis mirror, by construction, collimate the light coming from its focus. In our case, it means that we need to put the target exactly on the focus of the mirror. The procedure performed to align the two elements is based on the use of an interferometer. Looking at the pattern it is possible to understand if the objective of the interferometer is on the focus of the mirror or not. The pattern on the output monitor of the interferometer must be straight line and well aligned.

DM calibration and measurements

After the integration of the system, it was performed its calibration. Following the experience made for the calibration of VIR-MS, it was developed a dedicated procedure for the DM. Indeed, for an experiment made for laboratory purpose the procedure is much more easy especially because it is not necessary a radiometric calibration to get reflectance spectra. Thus, the aim of the calibration procedure is essentially to provide the spectral and geometrical properties of the system.

The spectral properties were measured using several pencil lamps (Oriel Model n° 6031, 6033, 6034). Lamps 6033 and 6034 were used to get a preliminary spectral coefficients finding the correlation between the position of the absorption emission on the focal plane and the corresponding wavelength. Such method allow us to calculate the spectral range, sampling and resolution of the DM. Such parameters were refined performing a spectra registration between the spectrum of the lamp 6031 acquired with the DM and with an other spectrometer. Moreover, performing a Gaussian fit on the feature at 456nm of the lamp 6034, we get the spectral resolution of the system. The final re-

sults of the spectral calibration are listed in table 1 together with the parameters from the calibration of VIR-MS.

Parameter	VIR-MS	DM
sampling [nm]	1.89223 ± 0.00033	1.17335 ± 0.00074
resolution [nm]	1.910 ± 0.070	2.428 ± 0.062
range [nm]	225÷1070	450÷900

Tabella 1: *Results from the spectral calibration, VIR-MS vs DM.*

We measured the geometrical resolution of the system using a standard target (USAF 1951 Resolution Targets from Edmund Optics). Analyzing the pattern on the image it was possible to retrieve the parameters needed for the geometrical calibration. The results are listed in table 2 together with the parameters from the calibration of VIR-MS.

Parameter	VIR-MS	DM
FOV [mm]	65.28 ± 2.82	43.64 ± 0.10
resolution [mm]	0.251 ± 0.033	0.25 ± 0.03
IFOV [mm]	0.252 ± 0.011	0.15153 ± 0.00034

Tabella 2: *Results from the geometrical calibration, VIR-MS vs DM.*

To conclude the project it was acquired a spectral image of a sample in order to verify the functionality of the system. The sample used is an eucrite, a group of meteorite supposed to come from Vesta. The choice of the sample, thus, wasn't casual because such measurement is the first step in the building of the spectral data-base for the interpretation of the VIR-MS data. Figure 4 shows a comparison between a picture of the sample and the spectral image acquired by the DM. It is possible to recognize most of the structures in both the images even if the scale is different. Analyzing the spectra, it was possible to discriminate 4 spectral types and using ENVI it was performed a spectral classification finding the distribution of the types along the measured zone of the sample. Figure 5 shows the four spectral types on the right and their distribution on the left. Using the QUANTO software, especially developed for this project, there were computed the parameters describing the spectrum such as the continuum. In this way it was possible to quantify the differences in the composition of the region with each one of the measured spectrum.

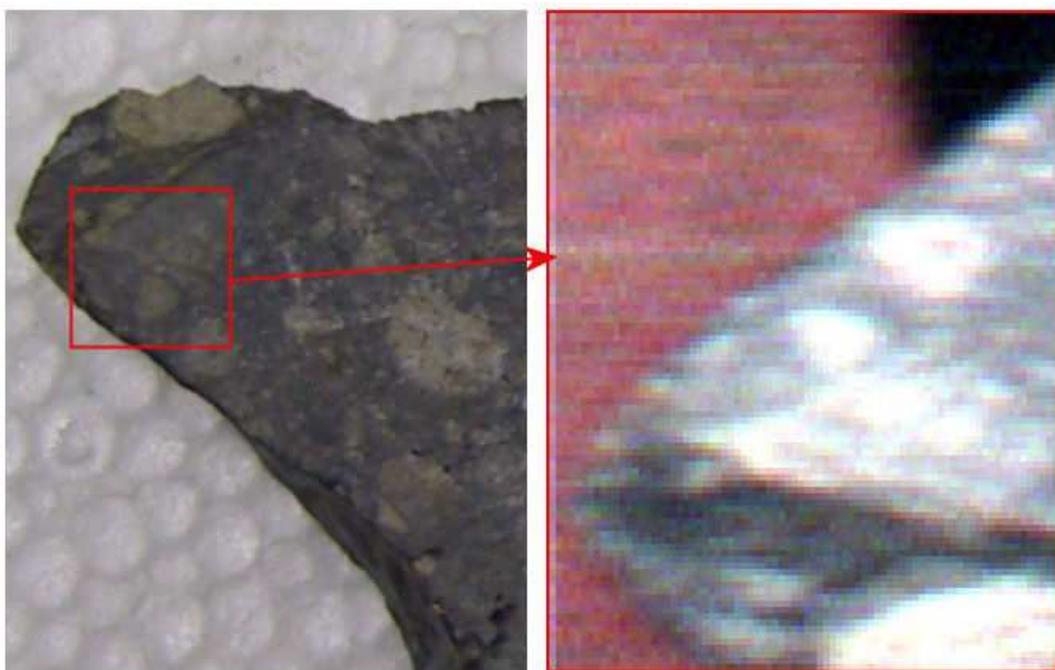


Figura 4: Una foto del campione (sinistra) e la misura del DM (destra) a confronto. L'immagine del DM è una combinazione RGB delle bande 374 (886 nm), 207(690 nm) e 58(515 nm).

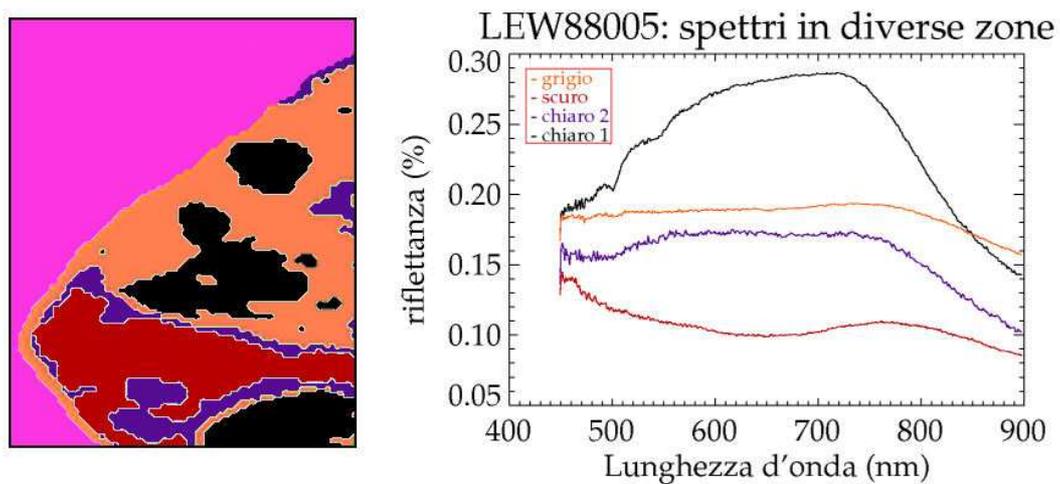
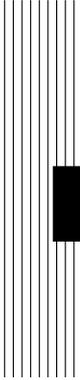


Figura 5: Spectral types identified in the measure zone of the sample and their spatial distribution.



1 Introduzione scientifica

In questo capitolo verrà descritto il contesto scientifico della missione spaziale Dawn. La parola inglese Dawn, in italiano, significa alba; per la missione è stato scelto tale nome poichè il suo principale obiettivo è quello di chiarire i processi avvenuti nelle prime fasi della formazione planetaria. A tal fine la sonda studierà due asteroidi della fascia principale, Vesta e Cerere. Gli asteroidi, infatti, insieme alle comete e agli altri corpi minori del Sistema Solare, sono gli oggetti che hanno subito meno trasformazioni termiche. Per questo motivo sono i migliori candidati per la definizione delle condizioni chimico-fisiche all'epoche della formazione del Sistema Solare.

Di seguito, quindi, verrà descritto *lo stato dell'arte* attuale nello studio sia della formazione del sistema solare (par 1) che degli asteroidi (par 2) evidenziando in entrambi i casi i forti legami tra i due campi di ricerca.

1.1 La formazione del Sistema Solare

L'origine del Sistema Solare è uno dei campi di indagine più affascinanti della scienza attuale. Insieme con l'origine dell'universo, la formazione delle galassie e l'evoluzione della vita è uno degli aspetti fondamentali nella comprensione della nostra origine sia come specie che come individui. Poichè i pianeti sono molto difficili da osservare a distanze astronomiche, attualmente disponiamo della conoscenza dettagliata di un solo sistema planetario, il Sistema Solare nel quale viviamo. Sono invece i modelli teorici il mezzo migliore con il quale possiamo stimare sia l'abbondanza che le caratteristiche dei sistemi planetari nella nostra galassia che potrebbero eventualmente ospitare i pianeti aventi condizioni compatibili con la formazione e l'evoluzione della vita. Gli attuali modelli sulla formazione planetaria sono sviluppati usando come vincolo le osservazioni del nostro sistema planetario e considerando le informazioni aggiuntive fornite dalle osservazioni astrofisiche sia delle regioni di formazione stellare che dei dischi circumstellari. Inoltre, stanno aumentando sempre di più i dati provenienti dalle osservazioni di altri sistemi planetari intorno a stelle di sequenza principale e pulsar.

1.1.1 Vincoli osservativi

Ciascuna teoria sull'origine del Sistema Solare deve essere in grado di spiegare tutti i fenomeni e le caratteristiche attualmente osservate. Nel seguito del paragrafo saranno elencate tali osservazioni, i dati indicati sono generalmente accettati dalla comunità dei planetologi ed è possibile ritrovarli in diversi libri di review (De Pater e Lissauer, 2001).

Uno degli aspetti fondamentali da considerare è l'attuale dinamica dei corpi che orbitano intorno al Sole. La maggior parte dei pianeti e degli asteroidi ha delle orbite quasi complanari ad un piano, detto *eclittica*, prossimo a quello dell'equatore rotazionale del Sole. Tali orbite, inoltre, sono quasi circolari, centrate intorno al Sole e percorse dal pianeta in direzione prograd, cioè nello stesso verso della rotazione solare. La maggior parte dei pianeti ruota intorno al proprio asse nello stesso verso con il quale ruota intorno al Sole ed ha obliquità minori di 30° ; Venere, Urano e Plutone sono, in base alle conoscenze attuali, le uniche eccezioni. I pianeti maggiori si trovano tutti a delle distanze eliocentriche minori di 30AU e la separazione dalle orbite aumenta con la distanza dal Sole. A parte la fascia asteroidale tra 2.1 e 3.3AU e le regioni centrate sui punti lagrangiani di Giove, lo spazio interplanetario contiene veramente pochi frammenti sparsi. Tuttavia, la maggior parte delle orbite in queste regioni vuote sono instabili a causa delle perturbazioni dei pianeti su tempi scala piccoli se confrontati con l'età del Sistema Solare.

Un altro aspetto da considerare è la determinazione dei tempi scala della formazione sia del Sistema Solare nel suo insieme che dei singoli oggetti che lo compongono. La datazione con diversi radioisotopi come il $^{207}\text{Pb}/^{206}\text{Pb}$ delle meteoriti condritiche, le più antiche rocce conosciute, porta ad un'età di 4.56 ± 0.01 Giga-anni. Le rocce formatesi sulla Luna e sulla Terra sono più giovani: le rocce lunari hanno tipicamente tra 3 e 4.4 Giga-anni mentre quelle terrestri hanno tipicamente meno di 4 Giga-anni, sebbene sono stati trovati grani di minerali terrestri fino a 4.4 Giga-anni.

Anche la distribuzione dei corpi relativamente alla loro densità e dimensione costituisce un vincolo per i modelli teorici. I pianeti terrestri e gli asteroidi, che sono composti principalmente da materiale roccioso, si trovano nelle zone più interne del sistema planetario. La densità a pressione zero aumenta significativamente con il diminuire della distanza eliocentrica e questo è indicativo di una maggiore quantità di elementi pesanti come metalli e altro materiale refrattario, cioè con un alta temperatura di condensazione, nei pianeti più vicini al Sole. A distanze maggiori troviamo i pianeti giganti Giove e Saturno e ancora oltre i più piccoli Urano e Nettuno. La bassa densità di questi pianeti implica che sono costituiti di materiale leggero. Giove e Saturno sono composti principalmente dai due elementi più leggeri, l'idrogeno e l'elio (Giove circa il 90% in massa, Saturno circa l'80%) mentre Urano e Nettuno contengono una quantità di ghiacci e rocce maggiore, infatti, solo il 5-20% in massa consiste in H ed He. Nella zona compresa tra le orbite di Marte e di Giove ci sono numerosi pianeti minori. La massa totale di questi oggetti è circa 1/20 della massa della Luna. Fatta eccezione per gli asteroidi più grandi ($R \geq 100$ km), la loro distribuzione è simile a quella aspettata per una popolazione di corpi che si sono evoluti in seguito a collisioni reciproche. La fascia degli asteroidi è la principale sorgente delle meteoriti; questi oggetti hanno notevoli differenze, sia spettrali che mineralogiche. La struttura cristallina di molte inclusioni delle meteoriti primitive, indica eventi di riscaldamento e di raffreddamento in rapida successione. Dallo studio delle meteoriti, inoltre, si evince che durante l'epoca della formazione planetaria probabilmente era presente un campo magnetico locale di circa 1 G. In una zona del Sistema Solare distante più di 10^4 AU dal centro, comunemente detta nube di Oort, c'è uno sciame di corpi solidi ricchi di ghiacci (Oort, 1951). Ci sono circa 10^{12} - 10^{13} oggetti più grandi di 1 km in questa nube (Weissman, 1990). I corpi sono isotropicamente distribuiti intorno al Sole a parte un lieve appiattimento dovuto alle forze mareali galattiche. Più vicino al Sole c'è una seconda riserva di comete, la fascia di Kuiper, un disco appiattito ad una distanza eliocentrica compresa tra 35

e 500 AU (Duncan et al., 1988). Le osservazioni evidenziano che la maggior parte dei pianeti ha dei satelliti naturali. I satelliti più vicini al corpo centrale orbitano in senso progrado su un piano quasi allineato con l'equatore rotazionale del pianeta e sono bloccati in una rotazione sincrona, quindi, il loro periodo orbitale è uguale a quello rotazionale. Al contrario i satelliti più piccoli e distanti hanno generalmente orbite retrograda e/o con grandi eccentricità ed inclinazione. Tutti i satelliti planetari sono composti principalmente di una mistura di rocce e ghiacci in diverse proporzioni.

Da un punto di vista termico si può constatare che i pianeti maggiori, alcuni asteroidi e la maggior parte dei satelliti naturali più grandi, al loro interno, sono differenziati e gli elementi più pesanti sono confinati all'interno dei nuclei. La differenziazione della struttura interna implica che questi corpi in passato siano stati molto più caldi di quanto non lo siano ora.

Anche le caratteristiche sia delle atmosfere che delle superfici planetarie attuali devono essere considerate come dei vincoli per i modelli di formazione del Sistema Solare. Gli elementi che formano le atmosfere dei pianeti terrestri e dei satelliti planetari, possono formare composti di cui è possibile la condensazione alle temperature tipiche dei corpi del Sistema Solare. L'idrogeno e i gas nobili sono presenti in percentuale molto minore rispetto alle abbondanze solari. Le atmosfere dei pianeti giganti sono formate principalmente da H_2 ed He ma gli elementi che formano ghiacci sembrano generalmente più abbondanti rispetto al Sole; questa sovrabbondanza aumenta da Giove a Saturno fino a Urano/Nettuno. Attualmente si osserva che la maggior parte dei pianeti e dei satelliti mostrano sia crateri da impatto che l'evidenza di una passata attività tettonica e/o vulcanica; alcuni corpi, invece, mostrano ancora oggi i segni di fenomeni vulcanici attivi. Altre superfici sembrano essere saturate dai crateri da impatto e, considerando il tasso di impatto attuale, una tale densità di crateri non potrebbe essere prodotta nei tempi scala tipici del Sistema Solare.

La distribuzione del momento angolare rispetto a quella della massa deve essere spiegata in dettaglio, infatti, sebbene i pianeti contengano meno dello 0.2% della massa di tutto il Sistema Solare, più del 98% del momento angolare risiede del moto orbitale dei pianeti giganti. Al contrario, il momento angolare orbitale dei sistemi di satelliti dei pianeti giganti è molto minore del momento angolare di spin dei pianeti stessi.

Attraverso lo studio delle meteoriti e delle atmosfere planetarie, si possono dedurre le abbondanze isotopiche nelle diverse zone del Sistema Solare. Questo campo di indagine è di particolare importanza per i modelli sulla formazione del Sistema Solare, infatti, sebbene le abbondanze relative degli elementi varino in modo consistente tra i corpi del Sistema Solare, i rapporti isotopici sono incredibilmente uniformi. Questo è vero anche per campioni di meteoriti solidi. La maggior parte delle variazioni isotopiche che sono state osservate possono essere spiegate con il frazionamento della massa o come conseguenza del decadimento radioattivo. La similarità dei rapporti isotopici suggerisce un ambiente ben miscelato. Tuttavia, variazioni su piccola scala del rapporto isotopico dell'ossigeno e le analisi mineralogiche eseguite sulle meteoriti condritiche, suggeriscono che la nebulosa protoplanetaria non fosse completamente miscelata a livello molecolare.

1.1.2 L'evoluzione della nebulosa solare: il disco protoplanetario

In analogia con quanto possiamo osservare nelle regioni di formazione stellare nella Galassia, si può assumere che il Sole e il suo sistema planetario si siano formati in seguito al collasso di una nube molecolare in rotazione. Il fatto che le orbite dei pianeti siano quasi circolari e quasi complanari ha suggerito, fin dalle prime teorie sviluppate sull'argomento (Kant, 1755) (Laplace, 1796), che questi si siano formati a partire da un disco sottile orbitante intorno al Sole. I modelli astrofisici suggeriscono che tali dischi siano un prodotto naturale del processo di formazione stellare (Terebey et al., 1984) ed in effetti da un punto di vista osservativo aumentano sempre di più i dati disponibili che mostrano

la presenza di dischi con le dimensioni del Sistema Solare intorno a stelle che si trovano nella fase di pre sequenza principale (Beckwith e Sargent, 1993). Tali osservazioni permettono di fissare la vita media di tali dischi in un intervallo compreso tra 10^6 e 3×10^7 anni (Strom et al., 1989). I dischi contengono una mistura di gas e materia condensata. Poichè non ci sono motivi per ritenere che la composizione del materiale con alto momento angolare, che formò il disco, era differente da quella con un basso momento angolare, che invece cadde nel Sole, l'idea che l'abbondanza relativa degli elementi nella nebulosa circumsolare dovesse essere molto simile a quella del Sole è generalmente accettata dalla comunità dei planetologi (Sears e Dodd, 1988). I composti solidi nel disco protoplanetario consistono in una miscela di grani interstellari e di condensati della nebulosa. Poichè entrambe queste componenti hanno la forma di piccoli grani, si pensa che nelle prime fasi evolutive tutta la materia condensata del disco fosse sotto forma di polvere (Lissauer, 1993); studi effettuati sulla polvere interplanetaria e su le meteoriti più antiche suggeriscono delle dimensioni di $0.05\text{-}0.1 \mu\text{m}$ (Kerridge e Matthews, 1988). L'abbondanza degli elementi refrattari misurata oggi nei pianeti e l'assunzione che le abbondanze iniziali degli elementi in tutta la nebulosa fossero compatibili con quelle solari porta ad una stima della massa iniziale del disco protoplanetario ad un valore compreso tra 0.01 e $0.02M_{\odot}$ e ad una densità di superficie che decresca con la distanza dal Sole circa come $\approx r^{-3/2}$ (Hayashi, 1981). Questo valore però è una stima del limite inferiore della massa, infatti bisogna considerare che durante il processo di formazione è stata espulsa dalla regione planetaria parte della massa presente nella nebulosa (Lissauer, 1993).

1.1.3 Condensazione e crescita dei corpi solidi

Il processo di formazione planetaria è generalmente suddiviso in diverse fasi. Lo scenario standard, schematizzato in figura 1.1, prevede che si siano formati prima i planetesimi a partire dai grani presenti nella nebulosa, e che successivamente essi, interagendo tra loro, abbiano formato prima gli embrioni e poi i pianeti veri e propri. Tali fasi sono contraddistinte dai processi che ne regolano

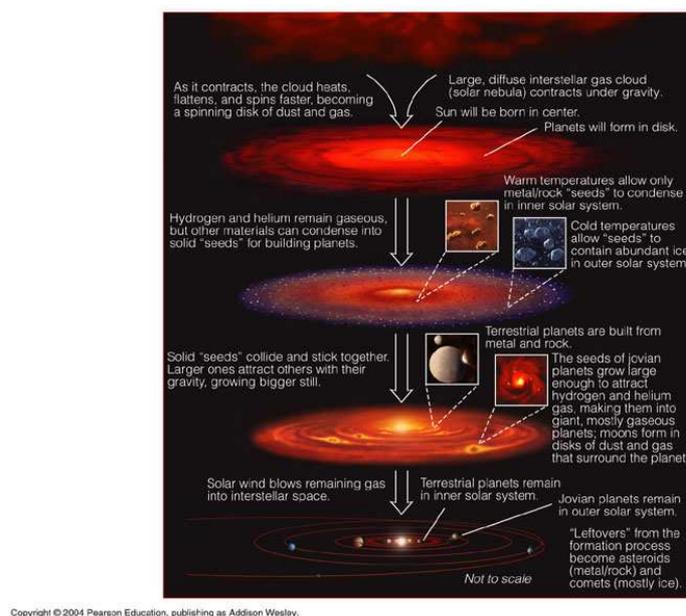


Figura 1.1: Schematizzazione del processo di formazione del Sistema Solare. Fonte: Pearson Education

le dinamiche ed identificano una scansione temporale globale solo a grandi linee. E' bene notare, infatti, che molto probabilmente in ogni epoca della formazione fossero diversi processi in atto contemporaneamente al cambiare delle condizioni al contorno su scala locale.

La formazione dei planetesimi

La formazione stellare parte dal collasso di una nube di gas. Una nube collassa se la sua autogravità è sufficiente a superare la pressione termica. In altre parole, l'energia totale della nube, la somma di quella termica e quella gravitazionale, deve essere negativa. Quando questa condizione è verificata, la massa della nube è maggiore di una massa limite, detta massa di Jeans. Un processo che giustifica la formazione di stelle di massa solare o inferiore nel contesto del collasso di una nube di gas, è la frammentazione gerarchica, proposta da Hoyle (Hoyle, 1969). Secondo tale processo, al procedere del collasso la densità media aumenta, e la massa di Jeans diminuisce di conseguenza. In questo modo, non appena la massa di Jeans diventa opportunamente piccola alcune disomogeneità della nube possono crescere e collassare. Alla crescita delle disomogeneità corrispondono valori locali della massa di Jeans ancora più piccoli, che permettono il collasso di disomogeneità ancora minori. Di conseguenza, la nube collassando si frammenta in pezzetti sempre più piccoli che al procedere del processo danno origine a diverse stelle. Intorno a ciascuna di tali stelle, durante il processo di contrazione, la velocità di rotazione aumenta, a causa della conservazione del momento angolare. Quando la nube raggiunge una velocità di rotazione sufficientemente elevata, il gioco della forza di gravità e della forza centrifuga fa sì che la nube si schiacci. La prima forza tende infatti a far cadere la materia verso il centro, mentre la seconda tende a mantenerla lontana. Siccome la forza centrifuga è più intensa all'equatore che ai poli, la materia ai poli tende a cadere verso il centro della nube, mentre quella all'equatore può restare in equilibrio. In questa condizione una molecola che orbiti attorno alla protostella, su un piano inclinato rispetto a quello del disco, dovrà attraversarlo nel corso della sua orbita, perciò la componente della velocità orbitale parallela al moto del disco si conserverà mentre l'altra tenderà ad essere dissipata per attrito nel corso dell'attraversamento del disco stesso. Il risultato è che la molecola tende a disporsi spontaneamente sul piano del disco protoplanetario e contemporaneamente a disperdere parte della sua energia cinetica in calore, che contribuirà ad innalzare la temperatura del disco stesso. Il disco così aumenta ulteriormente di densità ed inoltre, dissipando energia cinetica, la velocità diminuisce e l'orbita si restringe, causando il collasso verso l'interno. Quando il collasso rallenta o si arresta, il disco inizia a rafferddarsi. In generale, il raffreddamento di materiale gassoso provoca la condensazione in grani microscopici dei diversi composti che lo compongono. Per un disco caratterizzato dalla composizione solare, i primi prodotti della condensazione sono i silicati e i composti del ferro. A temperature tipiche delle regioni più esterne del sistema planetario, possono condensare sia il ghiaccio d'acqua che altri tipi di ghiaccio, inoltre, è presente anche una frazione significativa di condensati pre-esistenti provenienti cioè dal mezzo interstellare e dalle atmosfere stellari.

L'evoluzione delle di particelle solide, in questa fase, procede principalmente per collisioni reciproche. Il processo base è molto semplice: le particelle collidono perchè nella nebulosa i moti, sia quelli caotici che quelli sistematici dei grani e degli aggregati producono delle velocità relative. Tuttavia, se si vuole scendere nel dettaglio, si incontrano notevoli difficoltà se si vogliono descrivere i processi fisici che avvengono. Le condizioni al contorno che bisogna considerare sono le proprietà fisiche del disco ed in particolare la presenza o meno dei moti turbolenti. Quando le particelle collidono a bassa velocità si uniscono in seguito all'azione di forze attrattive reciproche come le forze di Van der Waals. Le collisioni caratterizzate da alte velocità relative, invece, portano alla totale ristrutturazione degli aggregati o alla loro distruzione. Il gradiente nelle velocità delle particelle è causato

da diversi processi: i moti browniani che danno delle velocità relative che vanno da mm/s fino a cm/s , i moti sistematici dovuti al disaccoppiamento tra il gas e i grani più grandi che quindi sono attratti sia verso il centro che verso il piano mediano e i moti turbolenti. Sia i dati sperimentali (Forrest e Witten, 1979) (Krause e Blum, 2004) (Poppe et al., 2000) che i modelli numerici (Weidenschilling et al., 1989) (Dominik e Tielens, 1997) suggeriscono che si possono formare strutture frattali poco legate tenute insieme dalle forze di Van der Waals. Tuttavia le analisi eseguite sulle meteoriti sembrano indicare delle strutture completamente diverse. Le inclusioni di tali meteoriti, infatti, si sono formate in seguito a processi di fusione che ancora non hanno trovato delle convincenti giustificazioni teoriche (Lissauer, 1993) (Morfill et al., 1993).

Poichè nella nebulosa il gas ha densità e temperatura variabili, esistono dei gradienti radiali di pressione che provocano dei rallentamenti nel moto orbitale del gas. Le particelle però non risentono di questo effetto, quindi, hanno una diversa velocità angolare rispetto al gas. Questa differenza genera una forza di trascinamento che attenua l'energia orbitale delle particelle spostandole su orbite più interne. La gravità effettiva sentita dal gas è:

$$g_{eff} = -\frac{GM_{\odot}}{r_{\odot}^2} - \frac{1}{\rho_g} \frac{dP}{dr_{\odot}}. \quad (1.1)$$

Il secondo termine nella parte destra dell'equazione è l'accelerazione prodotta dal gradiente di pressione. Per orbite circolari, la gravità effettiva deve essere controbilanciata dalla accelerazione centrifuga, $r_{\odot}n^2$. Poichè la pressione è molto più piccola della gravità, la velocità angolare del gas, n_{gas} , può essere approssimata come:

$$n_{gas} \approx \sqrt{\frac{GM_{\odot}}{r_{\odot}^3}}(1 - \eta), \quad (1.2)$$

dove

$$\eta \equiv \frac{-r_{\odot}^2}{2GM_{\odot}\rho_g} \frac{dP}{dr_{\odot}} \approx 5 \times 10^{-3}. \quad (1.3)$$

Utilizzando dei valori dei parametri tipici per il disco protoplanetario, si può calcolare che il gas ruota circa lo 0.5 % più piano rispetto alla velocità kepleriana (Adachi et al., 1976) (Nakagawa et al., 1986).

L'interazione della particelle con il gas è determinato principalmente dal tempo di arresto, t_s , che è dato da:

$$t_s = \frac{mv_r}{F_t} = \frac{3}{4c_s\rho_g} \frac{m}{\sigma}, \quad (1.4)$$

dove m è la massa della particella, v_r è la velocità relativamente al gas, σ è l'area superficiale media, ρ_g è la densità del gas, c_s è la velocità del suono e F_t è la forza di trascinamento. La seconda uguaglianza è vera se si assume che le particelle si muovono con velocità subsoniche e se il cammino libero medio delle molecole gassose è grande rispetto alle dimensioni delle particelle (regime di Epstein), in queste condizioni il tempo di arresto è proporzionale al rapporto tra la massa e la sezione d'urto delle particelle (Weidenschilling, 1977). Quando i grani condensano, la componente verticale della gravità della stella, provoca la sedimentazione della polvere sul piano mediano del disco. L'accelerazione dei grani è data da (Weidenschilling, 1980):

$$\frac{dv_z}{dt} = -\frac{\rho_g c_s}{R\rho} v_z - n^2 z \quad (1.5)$$

dove v_z è la velocità dei grani nella direzione z (perpendicolare al piano mediano del disco), ρ_g è la densità del gas, ρ è la densità dei grani, R è il raggio dei grani, c_s la velocità del suono locale che è uguale alla velocità termica del gas, ed n la velocità angolare orbitale kepleriana, $n = \sqrt{GM_\odot/r^3}$. La velocità di sedimentazione, v_z , è:

$$v_z = \frac{n^2 z \rho R}{\rho_g c_s}. \quad (1.6)$$

Da tali equazioni segue che per particelle di una data densità, la velocità con la quale si raggiunge l'equilibrio è proporzionale al raggio della particella stessa.

In una nube di H_2 , alla distanza eliocentrica di 1 AU, la temperatura del disco è approssimativamente 500-800K e la densità del gas $\rho_g = 10^{-9} \text{ g cm}^{-3}$ (Hayashi, 1981), mentre, la velocità termica è $c_s = 2.5 \times 10^5 \text{ cm s}^{-1}$. Per grani di $1 \mu\text{m}$ con una densità di 1 g cm^{-3} , $v_z = 0.03 (z/H_z) \text{ cm s}^{-1}$. Con questa velocità di sedimentazione, una particella di $1 \mu\text{m}$ impiega circa 10^6 anni per percorrere metà del tragitto verso il piano mediano del disco, oppure circa 10^7 anni per percorrere il 99.9% della distanza. Dei tempi di sedimentazione così lunghi sono incompatibili con i tempi scala di condensazione dei grani e la crescita dei planetesimi calcolati sia in base alla datazione delle meteoriti che in base ai modelli di evoluzione stellare, i quali predicono che il Sole attraversi la sua fase T-Tauri circa $10^6 - 10^7$ anni dopo l'inizio del collasso gravitazionale (Lissauer, 1993). Deve quindi esserci un altro processo fisico in atto.

Nello studio della formazione dei planetesimi bisogna considerare l'effetto della turbolenza. Questa infatti forza le particelle a formare uno strato di spessore

$$h \approx H_z \sqrt{\frac{\alpha}{\Omega t_s}} \quad (1.7)$$

la cui densità è ancora troppo bassa per fare in modo che le particelle dominino l'effetto del gas (Cuzzi et al., 1996). Il moto radiale verso l'esterno indotto dalla turbolenza risolve sia il problema dei tempi scala che quello delle inclusioni meteoritiche (Dominik et al., 2006). Quando le particelle si trovano confinate nel piano mediano la loro densità cresce fino al momento in cui queste riescono a dominare l'effetto del gas; a questo punto, si parla di fase di *effetti collettivi* indicando con questo termine il fatto che il comportamento di una particella dipende indirettamente da come tutte le altre nel loro insieme interagiscono con il gas nel quale si muovono. Quello che succede è che il gas nel piano mediano è accelerato fino a velocità quasi kepleriane, mentre, lontano da tale piano, la velocità rimane quella determinata dai gradienti di pressione. Il gradiente verticale di velocità induce dei moti turbolenti che agitano le particelle. Si raggiunge uno stato stazionario quando si equilibrano il processo di sedimentazione e quello di diffusione turbolenta. Sia che si consideri la presenza della turbolenza, sia che questa venga completamente ignorata, l'azione combinata delle collisioni e delle forze di Van der Waals porta ad aumento delle dimensioni dei grani. Calcoli numerici dimostrano che questa fase della crescita può continuare fino a quando la dimensione dei grani è dell'ordine del metro (Dominik et al., 2006). A questo punto le velocità relative sono troppo alte per avere delle collisioni costruttive diventa invece determinante l'entità della diffusione turbolenta, infatti, le particelle di queste dimensioni si accoppiano con i vortici più ampi. In una nebulosa non turbolenta anche le particelle più piccole possono sedimentare, in questo modo la densità del piano mediano diventa così grande che gli effetti collettivi possono rallentare il gas fino a velocità kepleriane che quindi può agire sui grani diminuendo la loro velocità relativa. In questo scenario i planetesimi si formano in circa 10^4 anni ad 1 AU e in circa 10^5 anni a 30AU (Weidenschilling et al., 1997) (Weidenschilling, 2000) ma questi tempi scala non sono in accordo con le osservazioni (Natta et al., 2006) (Dullemond et al., 2006). Un

altro processo che è stato considerato è quello dell'instabilità gravitazionale dello strato sedimentato. Questo meccanismo, però, può funzionare solo in assenza di turbolenza ed è stato dimostrato che la sola diffusione turbolenta indotta dal gradiente verticale di velocità del gas è sufficiente ad inibirlo (Cuzzi et al., 1993) (Dobrovolskis et al., 1999). Attualmente sono ritenuti più probabili degli scenari che prendono in considerazione i moti turbolenti. I meccanismi possibili sono diversi: è possibile che dei vortici rotanti in modo sistematico concentrino i grani verso il loro centro (Klahr e Bodenheimer, 2006); un'altra possibilità è l'accrescimento intorno ai nodi temporali del flusso turbolento (Rice et al., 2004). Il problema di questo tipo di modelli è che le strutture del moto turbolento intorno alle quali dovrebbero accrescersi i planetesimi, aumentano la probabilità di collisioni costruttive (Boley et al., 2005). Un altro meccanismo proposto è quello della concentrazione turbolenta di particelle più piccole del mm in zone sempre più dense che poco a poco diventano dei planetesimi (Cuzzi et al., 1996) (Cuzzi et al., 2001). Questo è un fenomeno che avviene naturalmente se si considera il caso 3D, sia sperimentalmente che teoricamente (Cuzzi et al., 2005). Sebbene ancora non si sia raggiunto un accordo largamente condiviso tra i planetologi per quanto riguarda il dettaglio delle primissime fasi della formazione dei planetesimi, specialmente per quanto riguarda il ruolo della turbolenza, è ormai dimostrato che le forze molecolari possono portare a planetesimi dell'ordine del chilometro attraverso il meccanismo della coagulazione, poichè l'energia chimica del legame di Van der Waals (10^3 erg g^{-1}) è confrontabile con l'energia del legame gravitazionale per corpi dell'ordine del chilometro. Quando poi i corpi raggiungono queste dimensioni le perturbazioni gravitazionali reciproche diventano dominanti.

Dai planetesimi agli embrioni dei pianeti

La fase successiva del processo di formazione planetaria vede la trasformazione da un disco di planetesimi nei pianeti che sono attualmente presenti nel Sistema Solare. Il meccanismo di formazione della Terra e dei pianeti di tipo terrestre, insieme con il problema della loro evoluzione termica, è stato studiato a partire dagli anni '70 in seguito all'impulso dato in questo campo dall'analisi e dall'interpretazione dei dati forniti dalle varie missioni spaziali planetarie. Lo scenario di riferimento è quello analizzato e sviluppato analiticamente da Safronov (1969), che prevede a partire dai planetesimi un'accumulazione gerarchica con il contributo sostanziale di corpi di dimensioni non trascurabili (raggio $\geq 100 \text{ m}$). Più recentemente sono stati sviluppati diversi modelli numerici che descrivono questa fase della formazione planetaria nei quali si considerano anche gli effetti dei moti turbolenti: (Weidenschilling et al., 1997) (Weidenschilling, 2000) (Wetherill e Inaba, 2000) (Kokubo e Ida, 2000) (Rafikov, 2003) (Bromley e Kenyon, 2006). In questi modelli si considera dominante la velocità kepleriana mentre i processi fisici come ad esempio le collisioni e le interazioni gravitazionali, hanno un'azione perturbativa. Queste interazioni portano all'accrescimento e in alcuni casi all'erosione e alla frammentazione dei planetesimi. Gli incontri ravvicinati nello sciame sono in grado di aumentare le velocità casuali dei planetesimi fino a quelle di fuga dai planetesimi più grandi. I planetesimi più massivi hanno la sezione d'urto di collisione maggiore e tendono quindi ad accrescersi con tutto il materiale con il quale collidono. Se le velocità casuali della maggior parte dei planetesimi rimangono molto più piccole delle velocità di fuga dai corpi più grandi, allora questi embrioni planetari (detti anche protopianeti) crescono in modo molto rapido. La distribuzione delle dimensioni dei corpi solidi diventa piuttosto asimmetrica con pochi corpi grandi che crescono molto più veloci del resto dello sciame in un processo chiamato *accrescimento runaway*. È possibile che gli embrioni planetari accrescano la maggior parte dei solidi nella loro sfera di influenza gravitazionale mettendo fine alla fase di crescita accelerata. Esaminiamo ora in dettaglio le fasi che portano alla formazione degli embrioni planetari.

Le velocità dei planetesimi La distribuzione di velocità dei planetesimi è uno degli aspetti chiave che controllano la crescita dei pianeti. I fattori che agiscono sulle velocità dei planetesimi sono le reciproche interazioni gravitazionali, le collisioni (che se parzialmente elastiche portano ad un rimbalzo o una frammentazione oppure se anelastiche portano all'accrescimento) e all'azione di trascinamento del gas. L'effetto dello scattering gravitazionale e delle collisioni elastiche e quello di convertire l'energia delle particelle orbitanti su traiettorie kepleriane in moti casuali riducendo le velocità dei corpi più grandi di uno sciame rispetto a quelle dei corpi più piccoli, mentre, le collisioni anelastiche e l'azione del gas fanno diminuire le eccentricità e le inclinazioni specialmente dei corpi più piccoli. La formazione dei pianeti è stata investigata usando due tipi di tecniche numeriche, le integrazioni numeriche di N-corpi (Kokubo e Ida, 2000) e i metodi statistici (Kenyon e Luu, 1998). Nel primo caso, l'evoluzione orbitale dei planetesimi è integrata numericamente calcolando gli effetti delle interazioni gravitazionali e delle collisioni. Il vantaggio di questa tecnica è che non ci sono approssimazioni a parte quella di avere sempre delle collisioni completamente anelastiche, in questo modo, però, ci sono dei tempi computazionali molto lunghi e un tetto massimo per il numero di planetesimi che si possono considerare di circa 10^4 . I metodi statistici permettono di studiare l'aggregazione dei planetesimi fino alla formazione di corpi di circa 2000Km calcolandone l'evoluzione temporale della distribuzione delle dimensioni e delle velocità. In questo modo è possibile considerare più di 10^8 planetesimi poichè non si calcolano quantità fisiche di ogni singolo corpo ma piuttosto delle quantità medie, d'altra parte, però, quando si arriva alla formazione degli embrioni planetari non è possibile descriverne l'evoluzione solo con delle tecniche statistiche ma sono necessarie le simulazioni di N-corpi. Le due tecniche di integrazione numerica, quindi, sono da considerarsi complementari in quanto ciascuna è più adatta a seguire una diversa fase dell'evoluzione (Bromley e Kenyon, 2006).

Le collisioni tra i planetesimi La distribuzione dei planetesimi evolve principalmente in seguito alle reciproche collisioni. Le collisioni tra corpi solidi possono portare all'aggregazione, alla frammentazione o all'urto elastico tra corpi; sono anche possibili tutte le situazioni intermedie tra questi tre casi estremi. L'esito di una collisione dipende dalla forza di coesione dei planetesimi, dal coefficiente di restituzione dei corpi e dall'energia cinetiche della collisione. Le velocità di impatto alle quali due corpi di raggi R_1 e R_2 e masse m_1 e m_2 collidono è data da:

$$v_i = \sqrt{v^2 + v_e^2} \quad (1.8)$$

dove v è la velocità di m_2 relativamente a m_1 lontano dall'impatto mentre v_e è la velocità di fuga dal punto di contatto:

$$v_e = \left(\frac{2G(m_1 + m_2)}{R_1 + R_2} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (1.9)$$

La velocità di impatto quindi è grande almeno quanto quella di fuga che, per un corpo roccioso di $10Km$, è circa $6ms^{-1}$ (De Pater e Lissauer, 2001). La velocità di rimbalzo è uguale a ϵv_i , dove il coefficiente di restituzione, ϵ , è minore o uguale ad 1. Se $\epsilon v_i \leq v_e$, allora i corpi rimangono legati gravitazionalmente e presto ricollideranno e si aggregeranno (Ohtsuki, 1993). Affinchè si abbia la distruzione dell'oggetto occorre che l'energia media sia superiore alla somma delle forze di coesione (stato solido e attrazione gravitazionale) e che la velocità dei frammenti sia maggiore della velocità di fuga. Poichè le velocità relative dei planetesimi sono generalmente

minori della velocità di fuga dai corpi più grandi dello sciame, se si suppone che ϵ non sia prossimo a 1, i corpi più grandi raccolgono la maggior parte della massa con la quale collidono e la loro velocità di accrescimento è praticamente uguale al tasso di collisione; al contrario per i planetesimi più piccoli la frammentazione è il processo più frequente (Lissauer, 1993).

Il modello più semplice per calcolare il tasso di collisione dei planetesimi ignora completamente il loro moto intorno al Sole, con questa approssimazione si può applicare la teoria cinetica dei gas (Safronov, 1969) (Wetherill, 1980). Una collisione avviene quando la separazione tra i centri delle due particelle è uguale alla somma dei loro raggi. Il tasso medio di crescita della massa di un embrione planetario, M , è:

$$\frac{dM}{dt} = \rho_s v \pi R^2 F_g, \quad (1.10)$$

dove v è la velocità relativa media tra i corpi grandi e quelli piccoli, ρ_s è la densità di massa dello sciame di planetesimi e il raggio dell'embrione planetario, R , è assunto essere molto più grande del raggio dei planetesimi. L'ultimo termine nell'equazione 1.10 è il fattore di accrescimento gravitazionale che nell'approssimazione di 2 + 2 corpi è dato da:

$$F_g = 1 + (v_e/v)^2. \quad (1.11)$$

Il fattore di accrescimento gravitazionale può essere calcolato usando la conservazione del momento angolare e dell'energia del planetesimo relativamente all'embrione planetario. Nell'approssimazione dei 2 corpi si ignora l'azione reciproca tra il planetesimo e il protopianeta a parte durante la collisione, mentre, l'effetto del Sole è ignorato sempre.

Spesso conviene esprimere il tasso di crescita di un pianeta in termini della densità superficiale dei planetesimi del disco piuttosto che della densità di volume dello sciame. Se la gravità del protosole è la forza dominante nella direzione verticale e se la velocità relativa tra i planetesimi è isotropica, allora la scala verticale di altezza gaussiana, H_z , del disco può essere scritta come:

$$H_z = \frac{v}{\sqrt{3n}}. \quad (1.12)$$

La densità di massa superficiale, detta anche densità di colonna dei solidi nel disco, σ_ρ , può essere scritta come:

$$\sigma_\rho = \sqrt{\pi} \rho_s H_z. \quad (1.13)$$

Usando tali relazioni si può quindi scrivere il tasso di crescita del raggio di un embrione planetario come:

$$\frac{dR}{dt} = \sqrt{\frac{3}{\pi}} \frac{\sigma_\rho n}{4\rho_p} F_g, \quad (1.14)$$

dove ρ_p è la densità dell'embrione planetario, dalla quale risulta che il raggio cresce ad un tasso costante se F_g è costante, si parla quindi di crescita ordinaria.

Le velocità casuali dei planetesimi sono determinate dalle accelerazioni e decelerazioni gravitazionali attraverso urti anelastici. Se la maggior parte della massa è contenuta negli embrioni,

la dispersione della velocità di equilibrio è confrontabile con la velocità di fuga dei corpi più grandi, implicando $F_g < 10$. Per la Terra (1 AU), assumendo $F_g=7$, la densità di massa superficiale $\sigma_\rho = 10 \text{ g cm}^{-2}$, $n=2 \times 10^{-7} \text{ s}^{-1}$ e $\rho_p = 4.5 \text{ g cm}^{-3}$, si ottiene un tempo di crescita di 2×10^7 anni (Lissauer, 1993). Se si considera che il tasso di accrescimento diminuisce durante le ultime fasi della crescita planetaria a causa della progressiva diminuzione della densità dello sciame man mano che la Terra si avvicina alle sue dimensioni finali, si ottengono dei tempi scala di formazione della Terra più vicini a 10^8 anni (Lissauer, 1993). Per i pianeti giganti, tuttavia, i tempi scala di formazione calcolati in questo modo sono ancora più lunghi, per Giove, ad esempio si ottengono valori maggiori 10^8 anni (Lissauer, 1993). Poiché almeno Giove e Saturno devono essersi formati in circa 10^7 anni, cioè prima che il gas della nebulosa fosse disperso, devono esserci ulteriori processi che contribuiscono alla crescita dei pianeti giganti.

Crescita degli embrioni planetari Nella fase di crescita ordinaria, la velocità relativa tra i planetesimi è confrontabile o più grande della velocità di fuga, $v \geq v_e$, la massa dei corpi aumenta approssimativamente come R^2 (equazione 1.10) e il percorso evolutivo dei planetesimi presenta una crescita equilibrata di tutta la distribuzione. Quando, invece, la velocità relativa è piccola, $v \ll v_e$, si può dimostrare, esprimendo la velocità di fuga in termini del raggio proto-planetario, che la velocità di crescita è proporzionale ad R^4 (De Pater e Lissauer, 2001). In questa situazione i corpi più grandi crescono più velocemente di tutti gli altri planetesimi e il loro fattore di accrescimento gravitazionale, F_g , può arrivare fino ad un valore di circa 1000, si parla quindi di crescita accelerata (Wetherill e Stewart, 1989). Al crescere degli embrioni aumentano sempre di più le loro perturbazioni gravitazionali sullo sciame dei planetesimi, in questa fase gli embrioni più piccoli si accrescono più velocemente di quelli più grandi sebbene tutti gli embrioni nel loro insieme continuano a crescere più velocemente dei planetesimi (Ida e Makino, 1993). La velocità del processo di accrescimento diminuisce rispetto alla fase accelerata anche se rimane più alta rispetto alla fase di crescita ordinaria, si parla quindi di crescita oligarchica (Kokubo e Ida, 1998). La crescita oligarchica può avvenire quando ci sono delle basse velocità caotiche e quindi delle escursioni radiali dei planetesimi molto piccole. Le zone di accrescimento degli embrioni planetari sono quindi limitate ad un anello di planetesimi che, in seguito a perturbazioni gravitazionali, sono immessi su orbite intersecanti, quella dell'embrione stesso. Quando questo anello si svuota, la fase di crescita oligarchica finisce. Tuttavia, i planetesimi che si trovano in una regione di spazio grande quanto circa 4 volte la sfera di Hill di un proto-pianeta, possono avvicinarsi abbastanza da subire l'accrescimento. La massa di un embrione planetario che ha accresciuto tutti i planetesimi in un anello di larghezza $2\Delta r_\odot$ è:

$$M = \int_{r_\odot - \Delta r_\odot}^{r_\odot + \Delta r_\odot} 2\pi r' \sigma_\rho(r') dr' \approx 4\pi r_\odot \Delta r_\odot \sigma_\rho(r_\odot). \quad (1.15)$$

Imponendo $\Delta r_\odot = 4R_H$, dove R_H è il raggio di Hill, si può calcolare la massa di isolamento, M_i che è il limite superiore per la massa di un proto-pianeta orbitante intorno al Sole nella fase di crescita oligarchica, ottenuto (Lissauer, 1993):

$$M_i \approx 1.6 \times 10^{25} (r_{AU}^2 \sigma_\rho)^{3/2}. \quad (1.16)$$

Per una nebulosa solare di piccola massa, il limite superiore della massa per l'accrescimento oligarchico ad 1 AU deve essere stato di circa 6 masse lunari. La crescita oligarchica può continuare anche quando viene superata la massa di isolamento soltanto se altra massa entra nella zona di accrescimento del proto-pianeta. Questo meccanismo può essere dovuto e tre diversi

tipi di processi: la dispersione tra i planetesimi, le perturbazioni gravitazionali nelle zone di accrescimento confinati e l'azione del gas. E' anche possibile che il moto radiale porti l'embrione in una zona ancora ricca di planetesimi (De Pater e Lissauer, 2001).

Il limiti della crescita oligarchica sono meno stringenti nelle zone esterne del sistema solare rispetto alle zone dei pianeti terrestri. Se la densità di superficie del materiale condensato a 5 AU fu maggiore o uguale a 10 g cm^{-2} , è possibile che la crescita oligarchica del nucleo di Giove sia continuata fino a quando questo non raggiunse la massa necessaria a catturare il suo involucro gassoso. Il materiale condensato in eccesso presente nelle zone esterne può essere stato espulso verso la nube di Oort o verso lo spazio interstellare attraverso la deflessione gravitazionale operata dai pianeti giganti. A contrario, i pianeti terrestri che orbitano più vicino al Sole, non possono aver espulso una significativa quantità di materiale, quindi la massa totale dei condensati durante la crescita oligarchica non era molto maggiore della massa attualmente presente nella stessa zona; questo significa che per arrivare all'attuale configurazione dei pianeti terrestri è stata necessaria una fase di crescita veloce successiva a quella di crescita oligarchica.

1.1.4 La dinamica delle fasi finali

Diversi fattori portano alla transizione tra la crescita oligarchica e quella caotica che è caratteristica delle ultime fasi del processo di formazione planetaria (Kominami e Ida, 2002). La dinamica della crescita oligarchica descritta precedentemente implica che i proto-pianeti (corpi dalle dimensioni variabili tra quelle della Luna e quelle di Marte) si formarono ad intervalli regolari rispetto al semi-asse maggiore, e alla fine di questa fase, si trovano su orbite quasi circolari e distanziate di diversi raggi di Hill. L'aggregazione di questi embrioni fino alla formazione dei pianeti terrestri richiede necessariamente una fase caratterizzata da grandi eccentricità orbitali, un mixing radiale significativo e grandi impatti. Man mano che gli embrioni inglobano una frazione sempre maggiore della massa totale, si isolano gli uni dagli altri, ma, al crescere della loro sfera di Hill, le zone di influenza iniziano a sovrapporsi. Quando la densità superficiale raggiunge un valore critico, gli embrioni iniziano ad interagire in modo caotico e le reciproche interazioni gravitazionali li disperdono attraverso il disco aumentando così l'efficienza del processo di aggregazione. Questa fase è stata studiata con integrazioni numeriche ad N-corpi che considerano gli effetti gravitazionali dei pianeti giganti (Chambers, 2001) (Kenyon e Bromley, 2006). Alcuni embrioni vengono persi mentre altri, specialmente nella fascia asteroidale, sono espulsi dal sistema sia per la perturbazione di Giove che per i reciproci urti gravitazionali. Le simulazioni generalmente iniziano con circa $2 M_{\oplus}$ di materia nella zona dei pianeti terrestri, tipicamente diviso in più di una decina di proto-pianeti. Il risultato è la formazione da 2 a 5 pianeti terrestri su tempi scale di circa 10^8 anni. Alcuni dei sistemi risultanti dalle simulazioni sono molto simili al Sistema Solare mentre altri hanno meno pianeti terrestri con orbite molto eccentriche, questi risultati possono essere dovuti alle assunzioni fatte, ad esempio la presenza o meno di gas in questa fase può variare significativamente l'eccentricità delle orbite (Kominami e Ida, 2002).

Un importante risultato di queste simulazioni è che il semi-asse maggiore delle orbite degli embrioni planetari ha un andamento di tipo *random walk* dovuto alle ricorrenti perturbazioni reciproche. Nella regione dei pianeti terrestri, quindi, si ha così una ridistribuzione della materia con la conseguente diminuzione dei gradienti chimici che possono esserci stati durante le prime fasi della formazione dei planetesimi, sebbene le simulazioni tendano a preservare alcune correlazioni tra la distanza eliocentrica finale di un pianeta e la regione in cui si sono formati la maggior parte dei suoi costituenti. Le simulazioni numeriche dell'accrescimento sono spesso usate per supportare l'ipotesi dell'impatto per l'origine della Luna (Canup, 2004): nella fase finale della formazione planetaria,

infatti, si trova spesso che un pianeta dalle dimensioni della Terra collide con diversi oggetti grandi come la Luna o con un singolo oggetto dalle dimensioni di Marte.

1.1.5 La differenziazione dei pianeti

Come schematizzato in figura 1.2, l'energia a disposizione di un pianeta è fornita dai planetesimi (energia sia cinetica che potenziale), dalla contrazione dovuta all'aumento di pressione e dalla differenziazione (energia potenziale gravitazionale), dal decadimento radioattivo e dai processi chimici esotermici. Il meccanismo primario di perdita di energia è l'irraggiamento verso lo spazio ma contri-

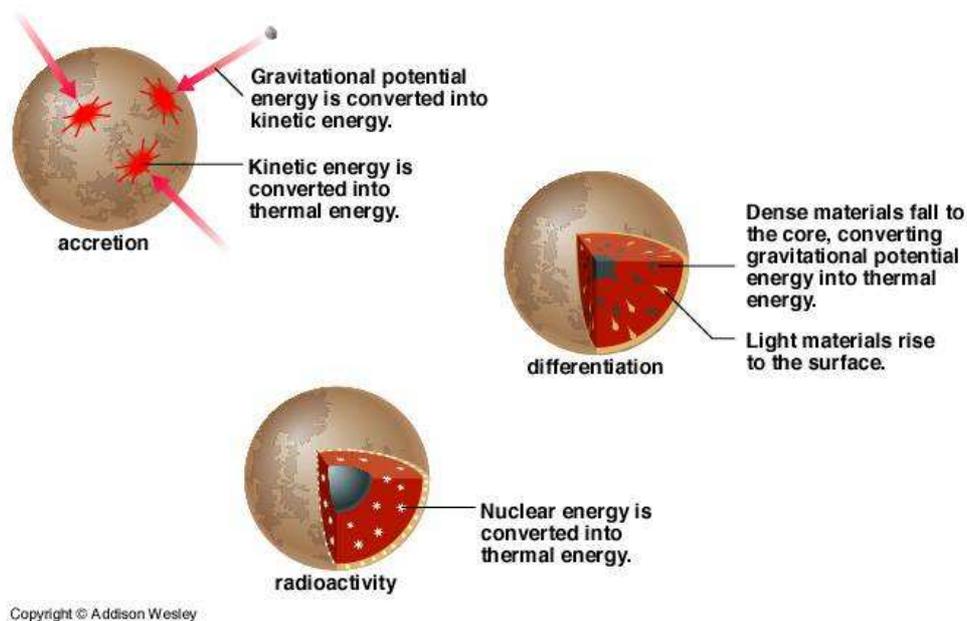


Figura 1.2: Schematizzazione del processo di differenziazione di un pianeta terrestre. Fonte: Addison Wesley

buiscono anche le reazioni endotermiche e l'aumento di energia gravitazionale come risultato di una espansione che può avvenire se si verifica un aumento significativo della temperatura o se l'acqua ghiaccia. L'energia può essere trasportata all'interno del pianeta per conduzione o, in caso di fusione, per convezione. I planetesimi che collidono con un pianeta forniscono a quest'ultimo sia massa che energia, infatti, l'energia dell'impatto si trasforma in energia termica che riscalda il pianeta in formazione (Tonks e Melosh, 1992). La frazione, h , della energia cinetica che viene dissipata in calore dipende dalle caratteristiche dei materiali, sia del proiettile che del bersaglio, dalla velocità relativa e dal processo di compressione e rarefazione che si genera nel mezzo. È possibile dimostrare che per oggetti impattanti nel range da 2 km/s fino a 20 km/s, se si assume che il proiettile e il bersaglio abbiano la stessa composizione, ad esempio rocce basaltiche e granitiche, h varia tra 0.12 e 0.43 (Coradini et al., 1983). Usando questi risultati è possibile determinare quantitativamente quale sia il profilo termico di un pianeta che si sta accrescendo, risolvendo l'equazione del calore, come suggerito da Safronov (1969). Con tali valori si possono raggiungere temperature tali da far fondere parti del pianeta, in queste condizioni i materiali più densi affondano e il pianeta si differenzia.

I meccanismi di trasporto dell'energia sono importanti per il bilancio termico sia locale che globale poiché le perdite per irraggiamento possono avvenire solo dalla superficie o dall'atmosfera. La

conduzione è un processo molto lento per le distanze planetarie e la convezione è rapida solo in quelle regioni che sono sufficientemente fuse da permettere il moto dei fluidi. Quindi, in prima approssimazione, la temperatura di un pianeta in fase di accrescimento è data dall'equilibrio tra l'energia deposita sulla superficie e le perdite per irraggiamento. La temperatura di una regione cambia lentamente quando questa si ritrova molto al di sotto della superficie, quindi, se si considera un accrescimento graduale, la temperatura ad una data distanza dal centro può essere approssimativamente calcolata uguagliando l'energia di accrescimento con le perdite radiative nel momento in cui il materiale si aggregò. Per un tempo di accrescimento di 10^8 anni, considerato tipico per i pianeti terrestri, una tale stima indica una quantità di calore molto inferiore di quella che sarebbe stata necessaria per la fusione e la differenziazione.

Come visto precedentemente, lo scenario più accreditato prevede che i pianeti raccolsero la maggior parte della loro massa sotto forma di planetesimi dal raggio non minore di 10 Km. Nell'impatto questi corpi depositano circa il 70% della loro energia cinetica sotto forma di calore localizzato nella zona dell'impatto, mentre, il restante 30% è sottratto al sistema dai residui (Lissauer, 1993). Se il corpo che impatta il pianeta è sufficientemente grande, la trasformazione da energia cinetica in calore può avvenire molto in profondità dove non può essere irradiata. Un altro fattore che ha un ruolo importante nel caso di grandi impatti è lo strato di residui che si depositano sul sito della collisione, lo strato, infatti, può essere così spesso da impedire l'irraggiamento. I pianeti quindi si surriscaldano e la loro temperatura aumenta all'aumentare del raggio. L'energia di accrescimento può essere sufficiente ad inescare la differenziazione di un corpo dalle dimensioni di un pianeta ma, ad esempio, non è sufficiente per un corpo dalle dimensioni di un asteroide.

Un embrione planetario può formare una proto-atmosfera durante la fase di accrescimento. Quando la massa raggiunge circa $0.01M_{\oplus}$, gli impatti sono abbastanza energetici per l'evaporazione dell'acqua mentre la volatizzazione di H_2O e CO_2 può avvenire anche prima. Il completo degassamento dei planetesimi impattanti avviene quando il raggio del protopianeta raggiunge circa $0.3M_{\oplus}$. Una proto-atmosfera massiva aumenta la temperatura della superficie per *effetto coperta*, ancora più efficiente dell'effetto serra. La radiazione solare determina la temperatura all'inizio dell'atmosfera ed è diffusa ed assorbita alle altitudini più basse. L'atmosfera agisce come una coperta parzialmente isolante per il calore rilasciato dagli impatti dei planetesimi, quindi, la superficie si riscalda.

Calcoli teorici hanno dimostrato che l'effetto della proto-atmosfera diventa importante quando la massa del pianeta raggiunge $0.1M_{\oplus}$. Quando la massa è di $0.2M_{\oplus}$ allora la temperatura della superficie è di circa 1600K, che è la temperatura di fusione della maggior parte del materiale planetario (Lissauer, 1993). In queste condizioni il materiale pesante migra verso il basso mentre gli elementi più leggeri vanno verso l'alto. Il processo di differenziazione libera una gran quantità di energia gravitazionale all'interno del pianeta; insieme con la compressione adiabatica dovuta all'aumento della massa, può essere rilasciata abbastanza energia per la fusione di una grande porzione dell'interno planetario innescando così la differenziazione in tutto il pianeta.

1.2 Gli Asteroidi

Lo studio della natura fisica, della distribuzione, dell'origine, e dell'evoluzione degli asteroidi è un passaggio fondamentale per la comprensione del processo di formazione planetaria. Nel Sistema Solare odierno, gli asteroidi, così come le comete, sono i resti meglio conservati dei mattoni originari che hanno formato i pianeti e contengono ancora oggi informazioni sulle condizioni iniziali presenti nella nebulosa solare circa 4.6 miliardi di anni fa. Tuttavia, gli asteroidi che oggi osserviamo hanno subito una significativa evoluzione termica, collisionale e dinamica che ha modellato le loro attuali

proprietà fisiche e dinamiche per estrapolare le informazioni rilevanti per lo studio della formazione planetaria. Interpretando tali informazioni attraverso le osservazioni, gli studi sperimentali sulle meteoriti e la modellizzazione teoretica e numerica, possiamo capire come i corpi del Sistema Solare si siano evoluti nel tempo. Infatti, sebbene gli asteroidi rappresentino solo una piccola frazione della massa totale contenuta nei pianeti terrestri, il loro grande numero, la diversità nella composizione e la distribuzione orbitale forniscono dei buoni vincoli per i modelli di formazione planetaria. Ad esempio, nel Sistema Solare interno, le caratteristiche fisiche ed orbitali della fascia principale, e le superfici dei pianeti terrestri segnate dagli impatti degli asteroidi possono essere usati per ridurre l'intervallo delle possibili condizioni iniziali che possono ragionevolmente portare ad un sistema planetario come il nostro.

Gli asteroidi sono oggetti che orbitano intorno al Sole a distanze che vanno dall'interno dell'orbita di Mercurio fino ad oltre l'orbita di Nettuno. Tuttavia, la maggior parte degli asteroidi è concentrata nella zona tra Marte e Giove, a distanze eliocentriche tra 2.1 e 3.3 AU, nella cosiddetta *Fascia Principale*. Le dimensioni degli asteroidi possono variare sensibilmente. Infatti, sebbene l'asteroide più grande mai osservato, 1 Cerere, abbia circa 470 Km di raggio, gli asteroidi più diffusi sono quelli di ridotte dimensioni (diametri ≤ 1 Km). La figura 1.3 mostra il confronto tra modelli che predicono la distribuzione di massa e le osservazioni. A grandi linee è possibile ricavare una relazione tra le

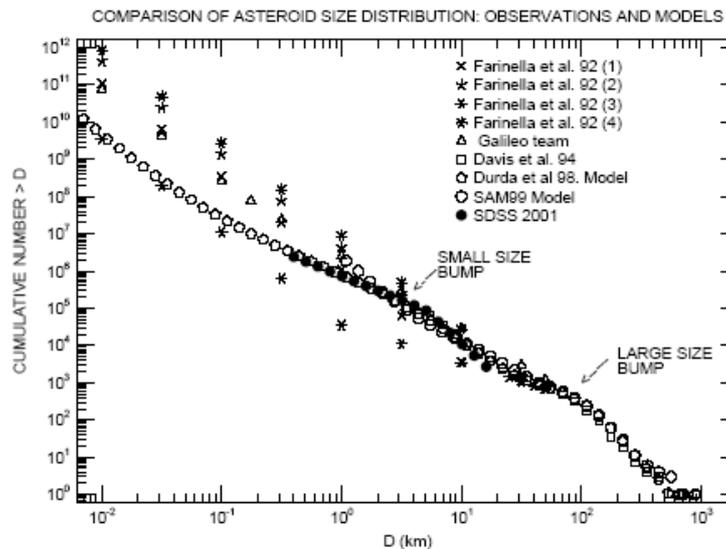


Figura 1.3: Distribuzione dei diametri degli asteroidi nella fascia principale (Davis et al., 2002).

dimensione degli oggetti e la loro frequenza: il numero di asteroidi con il raggio compreso tra R e $R + dR$ va circa come $R^{-3.5}$. Questo implica che la maggior parte della massa nella fascia principale si trova concentrata nei pochi corpi più grandi. La massa totale contenuta nella fascia principale è circa $5 \cdot 10^{-4} M_{\oplus}$.

Negli ultimi decenni la conoscenza degli asteroidi è fortemente cresciuta grazie ad un aumento di sensibilità dei sensori visibili ed infrarossi, lo sviluppo delle tecniche di osservazione radar, la disponibilità di dati provenienti da osservatori in orbita intorno alla terra (IRAS e HST) e lo sviluppo di sonde spaziali dedicate allo studio di tali oggetti.

1.2.1 Caratteristiche orbitali

La figura 1.4 mostra l'istogramma dei semiassi maggiori delle orbite di circa 4000 asteroidi. Analizzando la figura si evince che la maggior parte degli asteroidi si trova nella fascia principale, ad una distanza eliocentrica tra 2.1 e 3.3 AU. La variabilità delle eccentricità nella fascia asteroidale sembra

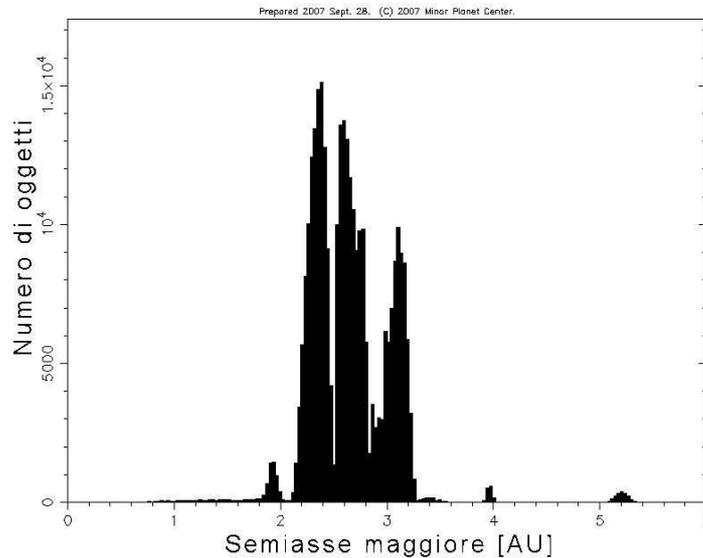


Figura 1.4: *Istogramma dei semiassi maggiori di circa 4000 asteroidi. Fonte: Minor Planet Center*

essere ben descritta dalla distribuzione di Rayleigh, suggerendo una situazione di quasi equilibrio (Lissauer, 1993):

$$N(e) \propto \frac{e}{e_*} \exp\left(\frac{-e^2}{e_*^2}\right), \quad (1.17)$$

dove l'eccentricità media e_* è circa 0.14. Il fatto che molti asteroidi abbiano un alto valore di eccentricità implica che i perielii e gli afelii degli asteroidi si distribuiscono in una regione di spazio più ampia rispetto a quella dei semiassi maggiori. L'inclinazione media delle orbite asteroidali rispetto al piano dell'eclittica è di 15° ; la deviazione standard delle inclinazioni degli asteroidi è più grande di quella di una distribuzione di Rayleigh con lo stesso valor medio.

L'istogramma in figura 1.4 evidenzia che la distribuzione del semiasse maggiore presenta al suo interno delle zone molto povere se non addirittura totalmente prive di asteroidi; tali zone prendono il nome di lacune di Kirkwood e corrispondono alle *MMR* di Giove (zone di risonanza di moto medio con Giove), ovvero ad orbite il cui periodo di rivoluzione è commensurabile con quello di Giove. Le lacune più evidenti si trovano a 2.501 AU, 2.825 AU e 2.958 AU dal Sole, e corrispondono rispettivamente alle risonanze 3:1, 5:2, 7:3 di moto medio con Giove; i limiti stessi della fascia principale corrispondono alle risonanze 4:1 per il bordo interno e 2:1 per quello esterno. Le risonanze sovraccitate corrispondono a zone altamente instabili: un asteroide che si venga a trovare all'interno di una di esse subisce una perturbazione gravitazionale dei suoi parametri orbitali, e in un tempo scala di circa 10^6 anni la sua eccentricità può aumentare fortemente rendendo possibili incontri ravvicinati con i pianeti terrestri (Ferraz-Mello and Klafke, 1991; Klafke et al., 1992; Saha, 1992). Di conseguenza l'oggetto può essere espulso dal Sistema Solare o può essere rimosso dalla fascia principale e trasferirsi su un'orbita caratterizzata da un valore più piccolo di semiasse maggiore, che spazza la regione

dei pianeti interni; quando l'eccentricità diventa sufficientemente alta, si rende poi inevitabile un impatto con il Sole stesso (Farinella, 1993,1994). Le conoscenze attuali sulla rimozione di corpi risonanti dalla MMR 3:1 indicano che per circa il 65-70 % ne sono responsabili i pianeti interni mentre il restante 25-30 % va direttamente verso il Sole (Gladman et al., 1997). Le tecniche numeriche introdotte da Henrard (1990) hanno portato ad una descrizione globale e realistica delle dinamiche secolari nelle MMR con Giove che ha evidenziato il ruolo predominante delle risonanze secolari caotiche nell'evoluzione orbitale degli asteroidi una volta entrati nella regione dei pianeti terrestri (Moons and Morbidelli, 1995).

La presenza delle lacune di Kirkwood e l'esistenza di processi che iniettano al loro interno alcuni asteroidi è in gran parte all'origine dei cosiddetti oggetti *Aten-Apollo-Amor*: questi sono gruppi di asteroidi con semiasse maggiore minore di 2.1 AU, e che possono intersecare l'orbita dei pianeti del sistema solare interno. In particolare, i tre gruppi si distinguono convenzionalmente in base al semiasse maggiore (a), alla distanza del perielio (q) e dell'afelio (Q): gli asteroidi del gruppo *Aten* hanno semiasse maggiore minore di 1 AU, e hanno $Q > 0.983$; gli *Apollo* hanno a maggiore di 1 AU e $q < 1.017$; infine gli *Amor* hanno $1.017 < q < 1.3$ (ricordiamo che la Terra ha $q = 0.983$ e $Q = 1.017$); poichè sono oggetti caratterizzati da orbite caotiche dominate dagli incontri ravvicinati con i pianeti interni, le loro orbite cambiano su tempi scala brevi, e ogni dato oggetto può transitare da una classe ad un'altra.

Le zone di risonanza di moto medio con Giove non implicano sempre necessariamente instabilità, ma possono dare origine a zone di moto orbitale stabile: ne sono un esempio le risonanze 1:1, 3:2 e 4:3; alla prima corrisponde un gruppo di asteroidi chiamati Troiani, mentre alle altre appartengono i gruppi Hilda e Thule rispettivamente; in particolare i Troiani orbitano con lo stesso semiasse maggiore e con lo stesso periodo di Giove, e dall'analisi del problema dei tre corpi si trova che sono posizionati nei punti lagrangiani di equilibrio L_4 e L_5 del sistema Sole-Giove-asteroide.

Le caratteristiche dinamiche degli asteroidi costituiscono un campo di studi di grande interesse per lo sviluppo della meccanica celeste e per la comprensione dei fenomeni caotici; tuttavia lo studio fisico di questi oggetti è fondamentale da molti punti di vista, in quanto sono oggetti che possono fornire informazioni fondamentali sul sistema solare ed in particolare sulla sua formazione.

1.2.2 Origine ed evoluzione

Storicamente la scoperta del primo asteroide sembrò essere una decisiva conferma della legge empirica di Titius Bode: questa legge può essere espressa come:

$$r_n = 0.4 + 0.32^n \quad (1.18)$$

che per valori interi piccoli dell'esponente n (includendo anche i valori zero e meno infinito) fornisce il valore del semiasse maggiore, in unità astronomiche, dei pianeti del nostro Sistema Solare: per $n = -1$ si ha $r = 0.4$ che corrisponde al semiasse maggiore di Mercurio, $n = 0$ dà $r = 0.7$ che è il semiasse maggiore per Venere, mentre per $n = 1$ si trova $r = 1$ che è il semiasse maggiore della Terra, e così via.

Formulata molto tempo prima della scoperta del primo asteroide, questa legge prevedeva con molta precisione la posizione dei pianeti conosciuti, ma anche l'esistenza di un pianeta posizionato tra Marte e Giove, che doveva corrispondere all'esponente $n = 3$, e che non era mai stato osservato. Quando fu scoperta l'esistenza di Cerere si pensò inizialmente che fosse quello il pianeta mancante, ma la successiva osservazione di un numero sempre maggiore di oggetti nella stessa zona pose un grosso dilemma: perchè al posto di un probabile pianeta erano presenti molti corpi relativamente piccoli?

Per un certo tempo si ritenne valida l'ipotesi di Olbers, formulata nel 1805, secondo la quale la fascia degli asteroidi sarebbe nata dai frammenti di un singolo pianeta andato distrutto per qualche motivo, presumibilmente una collisione con un altro corpo planetario, ma questa interpretazione si scontrava con il fatto che un evento collisionale sufficientemente energetico da disintegrare un corpo di dimensioni planetarie è estremamente improbabile. Attualmente l'ipotesi più convincente è quella che un singolo pianeta non si sia mai formato in questa regione e che il processo di accrescimento sia abortito, lasciando dietro di sé una popolazione di piccoli oggetti; questo mancato accrescimento fu dovuto presumibilmente all'effetto perturbativo esercitato dalla rapida crescita di planetesimi di grandi dimensioni nella zona di Giove e Saturno, i quali attraversando la zona degli attuali asteroidi, eccitarono dinamicamente i planetesimi presenti bloccando di fatto l'accrescimento planetario. Questa ipotesi è coerente con lo scenario attualmente accettato per la formazione dei pianeti interni, che prevede quattro fasi: 1- l'accumulo di polvere presente nella nebulosa solare in planetesimi con dimensioni dell'ordine del chilometro. 2- crescita accelerata dei planetesimi più grandi tramite l'accrescimento gravitazionale in numerosi protopianeti isolati nelle loro zone di alimentazione. 3- crescita oligarchica dei protopianeti sostenuta dai planetesimi rimasti tra le zone di alimentazione. 4- perturbazioni reciproche tra embrioni planetari e Giove creando collisioni, fusioni e l'eccitazione dinamica delle popolazioni di corpi minori ancora non accresciuti dagli embrioni (Safronov, 1969; Weidenschilling, 2000).

Nel caso della fascia asteroidale, tuttavia, la rapida formazione di Giove ha avuto delle ripercussioni significative. Come spiegato in Petit et al. (2002) i principali effetti sono:

Significativa perdita di massa I risultati della modellizzazione suggeriscono che nelle prime fasi evolutive del sistema solare nella regione della fascia principale si trovasse $\approx 2 \div 10M_{\oplus}$ di materia, abbastanza da far accrescere gli asteroidi su tempi scala piuttosto brevi. Attualmente, però, la massa totale è di $\approx 5 \cdot 10^{-4}M_{\oplus}$. Un vincolo sul meccanismo che ha portato all'espulsione della massa è rappresentato dalla crosta basaltica di Vesta: se la fascia principale fosse stata massiva troppo a lungo, la superficie di Vesta avrebbe dovuto essere stata alterata dalle collisioni

Forte eccitazione dinamica Inizialmente le eccentricità e e le inclinazioni i erano sufficientemente basse da permettere l'accrescimento. Oggi, invece, i valori medi osservati di e e di i sono talmente elevati che il conseguente aumento delle velocità relative tra i singoli corpi ha reso tutta la regione regolata da una dinamica collisionale e non più aggregativa.

Miscelazione radiale dei tipi di asteroidi I modelli termici degli asteroidi suggeriscono che la regione esterna della fascia principale contenga materiale più *primitivo* rispetto a quello processato della regione interna. Tale relazione dovrebbe ritrovarsi osservativamente tra la composizione e la posizione degli oggetti. Sebbene sia generalmente vero, non sono rare le eccezioni. Questo fenomeno sembra indicare che ci sia stato un processo che ha spostato alcuni asteroidi dopo la loro formazione oppure che le condizioni al contorno siano variate durante il processo di formazione.

Probabilmente in questa fase si stavano già formando all'interno della fascia asteroidale planetesimi di dimensioni cospicue: una traccia di un probabile inizio di formazione planetaria si trova nel fatto che esistono alcuni asteroidi di composizione prevalentemente metallica, che potrebbero essere i resti di nuclei di oggetti dalla composizione interna differenziata che a causa di energetiche collisioni persero la crosta superficiale e il mantello. Un altro indizio è rappresentato dall'asteroide Vesta, che presenta caratteristiche tipiche della differenziazione, quali l'evidenza di una crosta di composizione basaltica, e si presume che abbia subito processi di fusione interna legati al decadimento di

isotopi radioattivi a breve tempo di decadimento Al^{26} . Se questo fosse vero, Vesta sarebbe l'unico sopravvissuto di una estesa popolazione di oggetti che sono stati espulsi dalla fascia principale.

L'ultima, più prolungata fase della storia degli asteroidi, dall'epoca della loro formazione iniziale fino al giorno d'oggi, è stata poi caratterizzata da una significativa evoluzione collisionale e dinamica che ha portato a fenomeni di frammentazione, craterizzazione e nascita di famiglie di asteroidi; la composizione mineralogica della maggioranza di essi rimase però, almeno per una frazione significativa della popolazione, pressochè inalterata, e ci offre attualmente informazioni essenziali sulle proprietà fisiche dei planetesimi originali (Lissauer, 1993).

L'eccitazione dinamica avvenuta nelle prime fasi evolutive della fascia principale potrebbe essere stata il meccanismo che ha fornito alla Terra la maggior parte dell'acqua. I risultati dei modelli di Morbidelli et al. (2000) indicano che le collisioni tra i grandi asteroidi della fascia principale esterna e la Terra avrebbero potuto fornire quasi tutta l'acqua presente sulla Terra. Le comete, invece, potrebbero non aver contribuito per più del 10% (Morbidelli et al., 2000; Levisonet al., 2001).

E' fondamentale infine sottolineare la parentela tra asteroidi e meteoriti: queste ultime, infatti, sono considerate oggetti di primaria importanza per capire le fasi primitive dell'evoluzione del sistema solare, in quanto il loro studio chimico, mineralogico e isotopico permette di stabilire una possibile cronologia degli eventi che si sono verificati e quali condizioni regnavano nella nebulosa protoplanetaria primitiva. La datazione delle condriti carbonacee, oggetti presumibilmente correlati ad alcune classi di asteroidi che sono comuni nella parte più esterna della fascia principale, ha rivelato che si tratta degli oggetti più antichi del sistema solare; questo ci indica come si possano trovare tra gli asteroidi oggetti che non sembrano aver subito processi di differenziazione o di fusione interna significativi. Questi oggetti ci possono fornire perciò informazioni molto preziose sulla composizione del disco protoplanetario e dei planetesimi primordiali. Analogamente, dalle condriti ordinarie, che sono oggetti leggermente più recenti ricollegabili ad oggetti meno primitivi, si ricavano informazioni su processi di evoluzione termica meno trascurabile che interessarono oggetti formati presumibilmente a distanze eliocentriche leggermente inferiori.

1.2.3 Processi fisici

La maggior parte degli asteroidi che si trovano nella fascia principale hanno dei raggi compresi tra 10 e 30 Km. Questi valori sono vicini al limite inferiore che permettono la rivelazione nelle campagne osservative più complete. La maggior parte della massa, tuttavia, è concentrata nei corpi più grandi. Poichè le orbite degli asteroidi si intersecano, devono esserci processi collisionali tra gli asteroidi di fascia principale su tempi scala piccoli rispetto all'età del Sistema Solare. In effetti molti fenomeni suggeriscono che gli asteroidi siano una popolazione di oggetti evoluta da un punto di vista collisionale.

Dimensioni

La distribuzione degli asteroidi può essere approssimata con una legge di potenza valida su un intervallo finito per i raggi. La distribuzione può essere data nella forma differenziale:

$$N(R) = N_0 \frac{R^{-\zeta}}{R_0} \quad \text{con } (R_{min} < R < R_{max}), \quad (1.19)$$

dove R è il raggio dell'asteroide e $N(R)dR$ il numero degli asteroidi con raggi compresi tra R e $R + dR$. La stessa distribuzione può anche essere espressa in forma cumulativa:

$$N_{>}(R) = \int_R^{\infty} N(R')dR' = \frac{N_0}{\zeta - 1} \left(\frac{R}{R_0} \right)^{1-\zeta}, \quad (1.20)$$

dove $N_{>}(R)$ è il numero di asteroidi con il raggio maggiore di R .

Come è stato riconosciuto sin dai lavori pionieristici di Piotrowski (1950), le collisioni giocano un ruolo importante nell'evoluzione degli asteroidi, a parte forse per i corpi più grandi, che si pensa siano rappresentativi della fase di formazione planetaria. Calcoli teorici indicano che la distribuzione di massa di una popolazione di corpi che interagiscono secondo processi collisionali, evolve seguendo una legge di potenza con $\zeta = 3.5$ se il processo di distruzione non dipende dalla massa mentre una pendenza di $\zeta = 3.5$ implica che la maggior parte della massa è nei corpi più grandi mentre la maggior parte della superficie è nei corpi più piccoli (Rafikov, 2003). La distribuzione totale degli asteroidi è consistente con quella prevista per una evoluzione collisionale infatti la pendenza $\zeta \approx 3$ osservata per gli asteroidi di fascia principale di medie dimensioni è stata attribuita a variazioni delle loro proprietà fisiche dovute alle masse coinvolte. L'assenza di corpi nella distribuzione $N(R)$ per piccole dimensioni è dovuta a vincoli osservativi che non consentono di osservare asteroidi troppo piccoli. Le distribuzioni delle singole classi di asteroidi a volte hanno dei dossi molto prominenti che normalmente non sono previsti per una popolazione di corpi evoluti. Questi dossi potrebbero essere ciò che rimane di una popolazione originaria oppure potrebbero essere causati da una differenza nella forza interna dei corpi dipendente dalle loro dimensioni. I NEO, la maggior parte dei quali sono probabilmente frammenti di asteroidi nella fascia principale, sembrano avere una funzione di distribuzione più ripida, cioè la maggior parte della massa, così come l'area superficiale, si trova nei corpi più piccoli. I frammenti più piccoli, prodotti nelle collisioni nella fascia principale, ricevono una velocità impulsiva più grande e quindi sono trasferiti più facilmente verso le regioni caotiche che circondano le risonanze, nelle quali le loro eccentricità possono essere eccitate abbastanza da far diventare le orbite intersecanti quelle dei pianeti.

Collisioni

Le collisioni sono il principale processo dinamico che avviene oggi nella fascia principale. Le velocità medie degli asteroidi sono tipicamente pochi chilometri al secondo, che è un valore molto più grande delle velocità di fuga dagli asteroidi (la velocità di fuga da Cerere $v_e \approx 0.6 \text{Kms}^{-1}$). Quindi, è probabile che la maggior parte delle collisioni sia erosiva o distruttiva. Il risultato finale della collisione dipende sia dalla velocità relativa che dalla forza e dimensione dell'oggetto, infatti, gli asteroidi più grandi e i corpi ricchi di ferro/nickel hanno la più grande resistenza alla distruzione. Usando codici numerici basati sull'idro-dinamica (Asphaug et al., 2002), si possono modellizzare le pressioni, temperature ed energie prodotte nelle collisioni tra asteroidi con una ragionevole accuratezza. Le misure sperimentali, invece, danno indicazioni sui processi fisici che avvengono nelle collisioni tra oggetti reali (Holsapple et al., 2002). Tali studi indicano che i crateri degli asteroidi più grandi si formano in regime *gravity-scaling* nel quale la dimensione finale del cratere è legata alla gravità dell'oggetto. I crateri degli asteroidi di dimensioni ridotte, invece, si formano in regime *strength-scaling* nel quale la dimensione del cratere è regolata dalla forza della superficie. E' difficile estrapolare i risultati ottenuti negli studi teorici e sperimentali per applicarli agli asteroidi poichè questi hanno densità molto variabili e livelli di coesione molto variabili. Secondo Bottke Jr et al. (2002), si possono riconoscere tre gruppi fondamentali:

1. Asteroidi che sono essenzialmente corpi solidi monolitici. Nelle collisioni si formano onde di compressione che raggiungono facilmente la superficie opposta a quella di collisione, l'onda riflessa che si genera (onda di rarefazione) può produrre notevoli fratture.
2. Asteroidi con macroporosità vicine al 20 % la cui struttura è fortemente irregolare riuscendo così ad assorbire ed attenuare le onde di rarefazione rendendo il corpo più difficile da frantumare.
3. asteroidi con macroporosità maggiori del 30 % che possono essere considerati degli aggregati gravitazionali (*rubble-pile*). Questi oggetti assorbono l'energia dell'impatto comprimento la struttura ed impedendo di fatto che si formi una onda di compressione all'interno della struttura stessa.

In collisioni particolarmente energetiche, i corpi collidenti si frantumano completamente e i frammenti si disperdono su orbite indipendenti sebbene molto simili (Zappalà et al., 2002). I gruppi di asteroidi con i parametri orbitali simili prendono il nome di famiglie di Hirayama, dal nome dell'astronomo giapponese che ha scoperto le prime famiglie di asteroidi; le famiglie prendono il nome del loro rappresentante più grande. Fino ad oggi sono state scoperte circa 25 famiglie e più di 60 ammassi statisticamente significativi (Zappalà et al., 2002). Queste famiglie spesso condividono proprietà spettrali simili, una ulteriore indicazione di una origine comune all'interno di un corpo che ha subito una collisione catastrofica. Tuttavia, la relazione genetica tra i corpi nelle famiglie minori è spesso molto controversa. Solo 5 famiglie sono state univovamente dateterminate considerando sia gli aspetti orbitali che cosmochimici: le famiglie Eros, Koronis, Themis, Flora, e Nysa/Hertha (Bendjoya e Zappalà, 2002).

Le collisioni tra gli asteroidi e tra quest'ultimi e le micrometeoriti portano all'erosione dei corpi. La polvere espulsa in seguito alle collisioni o alla polverizzazione, così come la polvere prodotta nelle disgregazioni catastrofiche degli asteroidi, inquina l'ambiente circostante. Tali *rifiuti* sono un'importante sorgente di polvere interplanetaria. Un'altra possibilità, nel caso in cui un corpo sufficientemente grande sopravviva all'impatto, è che la polvere ricada su tale corpo creando uno strato di regolite di diversi metri (Bottke et al., 2002). Se un corpo è disintegrato completamente ma la velocità dei singoli frammenti non è abbastanza grande da disperderli, alcuni o la maggior parte dei frammenti possono aggregarsi di nuovo formando un unico corpo di tipo *rubble-pile*.

E' anche possibile che si formino sistemi di asteroidi binari o multipli, dove i frammenti hanno massa e dimensioni simili oppure c'è un oggetto circondato da uno o più piccoli satelliti. Simili sistemi, tuttavia, non sopravvivono a lungo. Le interazioni mareali tra una coppia di asteroidi porta ad evoluzioni orbitali su tempi scala di circa 10^5 anni. I satelliti dentro le orbite sincrone evolvono verso l'interno, così che alla fine il sistema diventa un asteroide composto di tipo 'rubble-pile'. I satelliti al di fuori delle orbite sincrone evolvono verso l'esterno fino a quando non fuggono dall'attrazione gravitazionale del corpo principale (Bottke et al., 2002).

Sono stati osservati sia asteroidi composti che doppi così come i satelliti in orbita intorno agli asteroidi. Nel 1993, la sonda spaziale Galileo ha preso immagini di 243 Ida e il suo satellite Dactyl, una delle quali è mostrata in figura 1.5 dimostrando definitivamente che gli asteroidi possono avere satelliti (Chapman et al., 1995). Rimane aperto il problema su quanto il fenomeno sia diffuso nella fascia asteroidale. Sono state acquisite immagini di circa 200 asteroidi ad alta risoluzione spaziale (0.05-0.15") usando un sistema di ottiche adattive su CFHT e Keck alle Hawaii (Close, 2000; Fitzgerald, 2006). In questo studio sono stati identificati satelliti orbitanti tre diversi asteroidi così come un asteroide doppio. Anche osservazioni radar hanno scoperto compagni orbitanti intorno a due

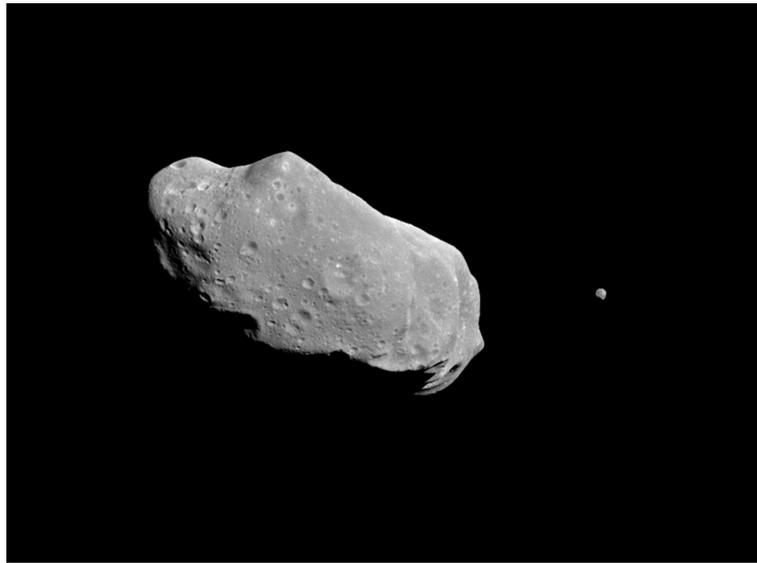


Figura 1.5: Immagine dell'asteroide Ida e del suo satellite Dactyl visti dalla sonda Galileo. Fonte: <http://solarsystem.nasa.gov/multimedia/gallery/IdaDactyl.jpg>

NEO (Ostro et al., 2006). L'aspettativa della comunità scientifica su questo argomento è che il numero delle osservazioni di questo tipo di oggetti è destinato ad aumentare insieme all'aumentare della risoluzione spaziale ottenibile nelle osservazioni.

L'idea è che la popolazione attuale degli asteroidi è solo una piccola frazione di quella passata. Le collisioni possono gradualmente frantumare i corpi in frammenti sempre più piccoli; i più piccoli dei quali sono rimossi dall'effetto Poynting-Robertson e dalle forze di radiazione. Altri frammenti possono essere stati trasferiti su orbite caotiche. I pochi asteroidi di grandi dimensioni che esistono tutt'ora possono, per caso, essere sopravvissuti alle collisioni catastrofiche. Se tali corpi si fossero frantumati durante la loro vita, allora possono essersi riaggregati in un unico corpo. La ri-aggregazione è molto difficile per corpi con diametri minori di 50 Km. Con la varietà degli asteroidi osservati oggi, è quasi impossibile sviluppare una teoria consistente che possa spiegarne tutti gli aspetti.

Rotazione

L'80% dei corpi planetari ruota con un periodo tra le 4 e le 16 ore. Gli asteroidi che ruotano più velocemente di 2 ore tendono a perdere massa dall'equatore ed è quindi difficile che possano sopravvivere. Sembra esserci una chiara correlazione tra il periodo di rotazione e le dimensioni degli asteroidi (Pravec, 2002):

- La rotazione di asteroidi più grandi di 40Km in diametro hanno una distribuzione simile a quella Maxwelliana suggerendo o che sono corpi accresciuti nella fascia principale o i più grandi sopravvissuti dei corpi evoluti per le collisioni.
- Gli asteroidi più piccoli (diametro compreso tra 0.15 e 10Km) hanno un eccesso significativo sia di rotatori veloci che lenti. Tali asteroidi sono i frammenti derivanti dalle collisioni nelle quali hanno acquisito momento angolare. La forma e la rotazione di questi oggetti, però, è stata influenzata anche da fattori non-collisionali.

- Gli asteroidi intermedi (diametro compreso tra 10 e 40Km) hanno un comportamento intermedio tra i due gruppi già descritti.
- Gli asteroidi con un diametro minore di 0.15Km sono dei rotatori così veloci che non potrebbero essere tenuti insieme dall'auto-gravità, quindi, devono essere degli oggetti monolitici. Probabilmente sono i singoli frammenti che compongono gli asteroidi di tipo *rubble-pile*.

Il tensore del momento di inerzia di ciascun corpo può essere diagonalizzato a condizione di scegliere gli adeguati assi coordinati che prendono il nome di assi principali del corpo. Gli assi principali di un ellissoide triassiale omogeneo sono gli assi dell'ellissoide stesso. Gli assi principali di un corpo a simmetria sferica possono essere scelti come una qualunque terna di assi coordinati che passi per il centro del corpo. Lo stato energetico più basso per un dato momento angolare rotazionale è semplicemente la rotazione intorno all'asse del corpo con il maggiore momento di inerzia (l'asse più corto). La rotazione semplice intorno all'asse del corpo con il minore momento di inerzia (l'asse più lungo) è possibile ma richiede più energia ed è quindi secolarmente instabile a causa della dissipazione di energia derivante dagli stress nel corpo causati dalla rotazione. La rotazione intorno all'asse con il momento di inerzia intermedio è instabile su tempi scala dinamici (molto corti). Se un corpo non ruota intorno ad uno dei suoi assi principali, allora il momento angolare di rotazione non è parallelo all'asse di rotazione istantaneo e di conseguenza l'asse di rotazione varia cioè è soggetto a precessione senza torsione. Gli stress interni provocati dalle vacillazioni precessionali degradano la rotazione dei corpi planetari fino a raggiungere lo stato energetico più basso. Questo processo può essere visualizzato immaginando che l'asteroide sia un insieme di palline rigide connesse da molle. Le molle oscillano quando le variazioni dell'asse di rotazione cambiano gli stress interni e l'energia meccanica si perde nel calore dissipato dalle molle. Il tempo scala della degradazione della rotazione, t_{damp} , dipende dalla densità, ρ , il raggio, R , la rigidità, μ_{rg} , del corpo, un fattore dipendente dalla forma, K_2^3 , che varia da 0.01 per un corpo quasi sferico, a 0.1 per uno molto allungato, il rapporto tra l'energia contenuta nelle oscillazioni interne del corpo e quella persa ad ogni ciclo, f_Q e la frequenza di rotazione, ω_{rot} secondo la formula:

$$t_{damp} \approx \frac{\mu_{rg} f_Q}{\rho K_2^3 R^2 \omega_{rot}^3}. \quad (1.21)$$

Per tipici parametri di un asteroide il tempo scala di degradazione in miliardi di anni è dato da:

$$t_{damp} \approx \frac{0.7}{R^2} \frac{2\pi}{\omega_{rot}^3}. \quad (1.22)$$

dove il raggio dell'asteroide è in chilometri e il suo periodo orbitale, $2\pi\omega_{rot}^{-1}$, è in giorni. I moti precessionali, quindi, si degradano molto rapidamente per corpi grandi che ruotano rapidamente, ma, i piccoli rotatori lenti, possono rimanere in stati rotazionali complessi per lunghi periodi di tempo.



2 La missione DAWN e VIR-MS

La missione Dawn ha come scopo quello di studiare gli asteroidi 1 Cerere e 4 Vesta, due oggetti tra loro complementari che sono rimasti inalterati dall'epoca della loro formazione. Cerere, infatti, è ricco di volatili che hanno rallentato la sua evoluzione termica mentre Vesta, più piccolo e più vicino al Sole, ha subito dei processi di fusione e di differenziazione. Dawn entrerà in orbita intorno ad entrambi questi asteroidi per eseguire delle misure che ci permettano di capire meglio le condizioni e i processi in atto nelle prime fasi evolutive del Sistema Solare. Per ottenere ciò, Dawn studierà la loro struttura interna, densità ed omogeneità misurandone la massa, la forma, il volume e lo stato di spin. Inoltre, verrà misurata la loro composizione mineralogica per ricavare delle informazioni sulla storia termica e sull'evoluzione. Dawn acquisirà immagini della superficie di questi due oggetti per determinarne la craterizzazione, la tettonica e l'eventuale storia vulcanica, misurerà il campo gravitazionale per avere informazioni sul nucleo ed userà misure spettroscopiche per cercare minerali compatibili con l'acqua.

In questo capitolo verrà descritta la missione Dawn (par 1), i suoi obiettivi, la strumentazione scientifica di cui è dotata e come i dati acquisiti da tale strumentazione saranno usati dalla comunità internazionale per ottenere le informazioni scientifiche cercate. Un intero paragrafo (par 2) sarà dedicato alla descrizione dello spettrometro ad immagine VIR-MS, l'esperimento sul quale si basa questo progetto di ricerca.

2.1 La missione Dawn

La missione Dawn è stata lanciata dallo spazioporto di Cape Canaveral il 27 Settembre 2007. La sonda verrà immessa su un'orbita interplanetaria che la porterà nel corso del 2011 in orbita intorno all'asteroide Vesta (figura 2.1). Nella fase di avvicinamento a Vesta la sonda eseguirà delle misure dedicate alla ricerca di satelliti, polvere e residui intorno all'asteroide. Successivamente si inserirà in un'orbita polare a 700 Km di altitudine dove la camera e lo spettrometro ad immagine eseguiranno delle misure in orientamento nadir. Dawn rimmarrà in orbita intorno a Vesta per 6 mesi durante i quali verranno acquisite immagini di entrambi i poli così come sarà eseguita un'accurata caratteriz-

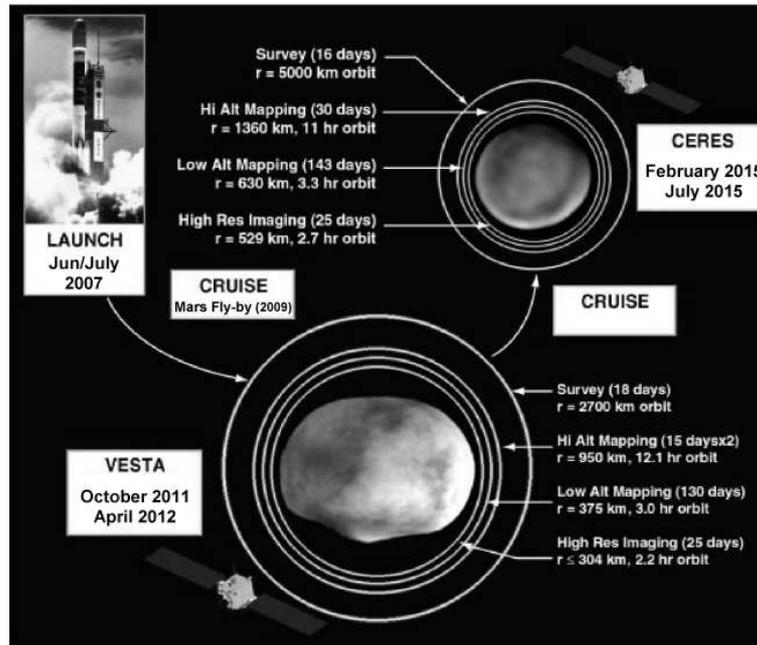


Figura 2.1: La missione Dawn. Ref: Nasa website (<http://dawn.jpl.nasa.gov/index.asp>)

zazione spettroscopica della superficie. Di particolare interesse è lo studio dell'emisfero sud dove è stato osservato un cratere da impatto che espone alle osservazioni in remoto la parte interna della struttura dell'asteroide. Dopo questa prima fase di mappatura globale, il satellite scenderà su un'orbita a 130 Km di altitudine, distanza dalla quale si possono ottenere misure di topografia e spettroscopia nei raggi gamma. Se dall'analisi delle telemetrie risulterà possibile senza mettere a rischio la sopravvivenza della sonda, è prevista anche un'ulteriore abbassamento dell'orbita. In seguito si prevede di fare una nuova serie di misure in un'orbita a 700Km per un confronto con le acquisizioni fatte appena dopo l'arrivo (Russell et al., 2004).

La stessa sequenza osservativa verrà eseguita anche quando la sonda entrerà in orbita intorno a Cerere. In base alla presente pianificazione la sonda arriverà quando è illuminato l'emisfero sud mentre, durante lo svolgimento della missione aumenterà sempre di più l'illuminazione dell'emisfero nord.

Durante la fase di crociera tra il lancio e l'arrivo a Vesta è previsto il *fly-by* di Marte, mentre durante la crociera tra Vesta e Cerere sono possibili *fly-by* di diversi asteroidi ancora da determinare.

La dotazione scientifica di Dawn si compone di tre strumenti: una camera, uno spettrometro nel visibile e vicino IR e uno spettrometro a raggi gamma che sarà usato anche come un rivelatore a neutroni. Inoltre, l'antenna radio sarà usata, oltre che per le comunicazioni con la Terra, anche per misurare il campo gravitazionale degli asteroidi.

Come si vede nella figura 2.2 tutti gli strumenti sono montati nel pannello nadir della sonda.

2.1.1 La camera

L'analisi delle immagini contribuisce a molti degli obiettivi scientifici della missione Dawn, spesso in combinazione con gli altri strumenti. Ad esempio per ottenere la densità media bisogna conoscere il volume che si calcola dalle immagini e la massa che a sua volta si calcola con i dati radio. Il compito

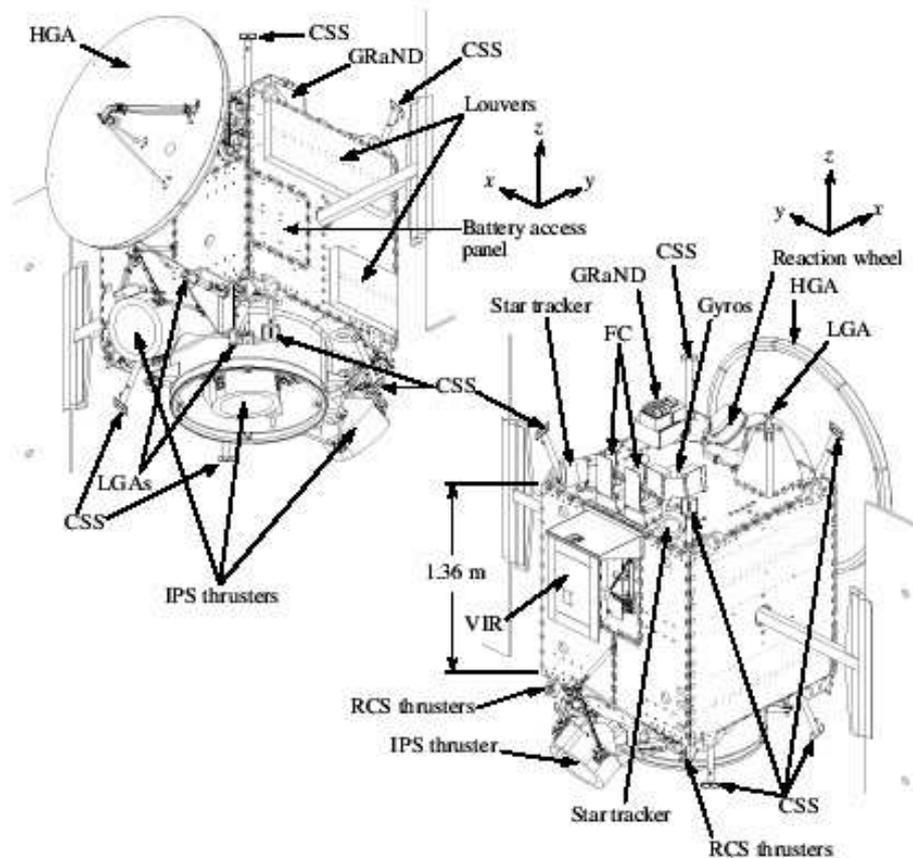


Figura 2.2: La sonda Dawn. Ref: Nasa website (<http://dawn.jpl.nasa.gov/index.asp>)

primario della camera è quello di decifrare la storia geologica e l'evoluzione degli asteroidi caratterizzandone e mappandone la superficie. Per ottenere questo si osserva da diverse altitudini con una camera spettrale ad alta risoluzione ($0.4-1.0 \mu m$) per avere sia una mappatura globale che una caratterizzazione locale con diverse geometrie di osservazione e condizioni di illuminazione. L'analisi delle strutture geomorfologiche può dare delle informazioni sui processi geologici responsabili dello stato delle superfici asteroidali come il vulcanismo, i processi di impatto, il ciclo dell'acqua e gli eventuali fenomeni atmosferici. Dei vincoli sull'epoca di formazione degli asteroidi e sulla loro stratigrafia possono essere calcolati dallo studio della distribuzione dei crateri, dalla morfologia e dalla struttura interna. L'accuratezza verticale delle immagini stereo è simile alla risoluzione spaziale dei pixel. Le immagini multispettrali permettono una mappatura degli elementi composizionali mentre le immagini da angoli differenti danno delle informazioni sulle proprietà strutturali della regolite asteroidale e la ruvidità della superficie. Le bande passanti dei 7 filtri sono ottimizzate per le bande degli assorbimenti elettronici nello spettro di Vesta, mentre solo tre di queste bande saranno usate per Cerere. I sette filtri sono centrati a 430, 540, 650, 750, 830, 920 e 980 nm e sono stati ottimizzati per misurare rispettivamente:

1. 430nm: il bordo dell'assorbimento UV
2. 540nm: le variazioni di pendenza

3. 650nm: le variazioni di pendenza e un possibile spostamento del massimo dello spettro verso lunghezze d'onda più corte per la presenza delle olivine.
4. 750nm: il massimo dello spettro di riflettanza
5. 830nm: la larghezza di banda dell'assorbimento ad $1\mu\text{m}$ e la presenza di olivina (Fe^{2+} nella posizione M1)
6. 920nm: la regione di massimo assorbimento dei pirosseni localizzato tra 910 e 930 nm
7. 980nm: l'allargamento dell'assorbimento a 1000 nm per la variazione nella composizione dei pirosseni e/o la presenza dell'olivina.

2.1.2 Lo spettrometro a raggi gamma e a neutroni

Gli oggetti planetari con delle atmosfere fine emettono raggi gamma con energie che sono caratteristiche del nucleo emittente attraverso il decadimento di elementi naturalmente radioattivi, principalmente Th, U e K. I raggi gamma derivano anche dalle reazioni nucleari indotte dai neutroni generati dalle intersezioni dei raggi cosmici con i costituenti nucleari di tutta la materia che nel caso di Dawn include sia gli asteroidi che la sonda. Lo spettro nei raggi gamma è formato da componenti continue provenienti dagli asteroidi, dalla sonda e dalla galassia. Questo tipo di dati non dipende dalle condizioni di illuminazione solare ed aumenta leggermente all'aumentare della distanza eliocentrica. Facendo delle osservazioni da 130 km di altitudine, quando il target riempie tutto il campo di vista dello spettrometro, questo è in grado di misurare le abbondanze di *Fe, Ti, O, Si, Ca, U, Th, K, H, Al, Mg, Gd, e Sm*. Queste misure possono essere eseguite sia per l'intera superficie dell'asteroide sia per delle regioni geologiche selezionate. Gli elementi citati di cui verrà misurata l'abbondanza sono quelli principalmente presenti nelle rocce oltre ad essere degli importanti elementi traccianti.

Il rivelatore a neutroni aumenta la capacità di misurare l'idrogeno e di conseguenza l'acqua più di un fattore 3 in profondità e di un fattore 100 in concentrazione rispetto ad un esperimento con il solo spettrometro a raggi gamma. Le misure di neutroni saranno in grado di determinare il livello di idratazione della crosta di Cerere oltre a dare anche un valore indipendente della massa atomica media del suolo abbastanza preciso per discriminare i basalti dai feldspati.

2.1.3 Misure di gravità

Lo scopo delle misure di gravità è quello di determinare la massa degli asteroidi, il loro campo gravitazionale globale fino alla 12-ma armonica, gli assi principali, gli assi rotazionali e i momenti di inerzia. La massa, insieme con il modello della forma, dà il valore della densità media. I modelli di forma e di gravità caratterizzano le variazioni di densità della crosta e del mantello (Zuber et al., 2000) (Zuber, 2001) e insieme con le oscillazioni misurabili della rotazione, la possibile differenziazione e formazione di un nucleo metallico. Gli assi principali si determinano direttamente dall'armonica di secondo grado del campo gravitazionale. Il momento polare di inerzia normalizzato vincola la distribuzione di densità radiale. Attualmente le densità di Vesta e Cerere sono note con un'accuratezza rispettivamente del 3% e del 2% misurate tramite le perturbazioni su altri asteroidi e dalle loro forme determinate otticamente (Hilton, 1999) (Konopliv et al., 2002). L'obiettivo è quello di ottenere tali valori con un'accuratezza di circa 0.1%.

2.2 Lo spettrometro VIR-MS

2.2.1 Gli obiettivi scientifici

Uno degli obiettivi primari di Dawn è quello di determinare la composizione mineralogica della superficie e di inserirla in un contesto geologico. La natura dei composti solidi degli asteroidi (silicati, ossidi, sali, organici e ghiacci) possono essere identificati attraverso misure spettroscopiche nel visibile e vicino infrarosso usando un esperimento con un'alta risoluzione spaziale per mappare l'eterogeneità delle superfici asteroidali e un'alta risoluzione spettrale per determinare senza ambiguità la composizione. Vesta fu il primo asteroide la cui composizione fu determinata per mezzo della spettroscopia (McCord et al., 1970). Un varietà di bande di assorbimento diagnostiche per i minerali si trovano nell'intervallo di lunghezze d'onda tra il visibile e il vicino IR e possono essere identificate con delle misure spettroscopiche (Burns, 1993) (Gaffey et al., 1993). L'olivina ha una banda asimmetrica, risultante dalla combinazione di tre assorbimenti sovrapposti, intorno a $1 \mu\text{m}$. Lo spettro degli ortopirosseni ha due bande simmetriche intorno a 1 e $2 \mu\text{m}$. I feldspati hanno una banda molto debole intorno a $1.25 \mu\text{m}$ dovuta alla presenza dello ione Fe^{2+} . La posizione delle bande di assorbimento è anche diagnostica della chimica del minerale. La sostituzione di uno ione nel reticolo cristallino può espandere e distorcere tutta la struttura dando origine a delle deformazioni delle bande di assorbimento.

Ben osservabili nel visibile ci sono anche gli assorbimenti dovuti al trasferimento di carica che interessano le transizioni elettroniche di celle differenti o tra ioni contigui. Generalmente queste bande si trovano a lunghezze d'onda più corte e sono molto più forti degli assorbimenti dovuti al reticolo cristallino. La sovrapposizione degli assorbimenti dovuti a diversi trasferimenti di carica danno origine alla banda che si intuisce nella parte ultravioletta degli spettri ($<0.7 \mu\text{m}$).

I moti vibrazionali della molecola di acqua danno origine a degli assorbimenti intorno a 2.84 e $3.05 \mu\text{m}$ che si sovrappongono dando luogo ad un forte banda intorno a $3 \mu\text{m}$ negli spettri degli asteroidi; questa banda è indicativa della presenza di silicati idrati. In particolare la presenza delle bande a 1.4 e $1.9 \mu\text{m}$ insieme è indicativa delle molecole di H_2O mentre la banda a $1.4 \mu\text{m}$ da sola suggerisce la presenza di gruppi OH nei minerali. Negli spettri in riflettanza di alcuni asteroidi scuri sono state identificate delle deboli bande di assorbimento che si pensa siano dovute agli ossidi di ferro nei fillosilicati che si formarono sulla superficie degli asteroidi durante i processi alterazione acquosa (Vilas e Gaffey, 1989).

In figura 2.3 ci sono gli spettri in riflettanza dei minerali tipici degli asteroidi e delle meteoriti. I minerali che formano le rocce sia nelle meteoriti che negli asteroidi hanno delle bande di assorbimento diagnostiche differenti. La lunghezza d'onda, la forma e la profondità dei diversi assorbimenti dipendono dalla tipologia dei minerali presenti. Ciascun parametro deve essere calcolato accuratamente per fare delle identificazioni mineralogiche e per derivarne le abbondanze relative, quindi, lo spettrometro che si usa per eseguire le misure deve avere la risoluzione e l'accuratezza necessarie per questo tipo di inversione. I metodi per estrarre l'informazione composizionale variano dalla somma, lineare o no, di componenti multiple fino alle analisi quantitative più sofisticate su ciascuno assorbimento (Pieters et al., 1996). Le mappe della mineralogia superficiale attuale insieme con gli studi dei crateri che hanno scavato e ridistribuito i composti, portano alla comprensione dell'evoluzione della superficie e determinano i processi che questa ha vissuto.

Lo spettro di Cerere è relativamente piatto al di sotto dei $2.5 \mu\text{m}$ (Rivkin, 1997) mentre ha forti assorbimenti al di sopra dei $2.5 \mu\text{m}$ spesso attribuiti ai fillosilicati ammoniacati. C'è anche un assorbimento a $0.7 \mu\text{m}$ caratteristico del processo di trasferimento di carica del Fe anche questa attribuita ai fillosilicati (Vilas e Gaffey, 1989) che si origina dal ciclo dell'acqua (Vilas, 1994). Questa banda è molto

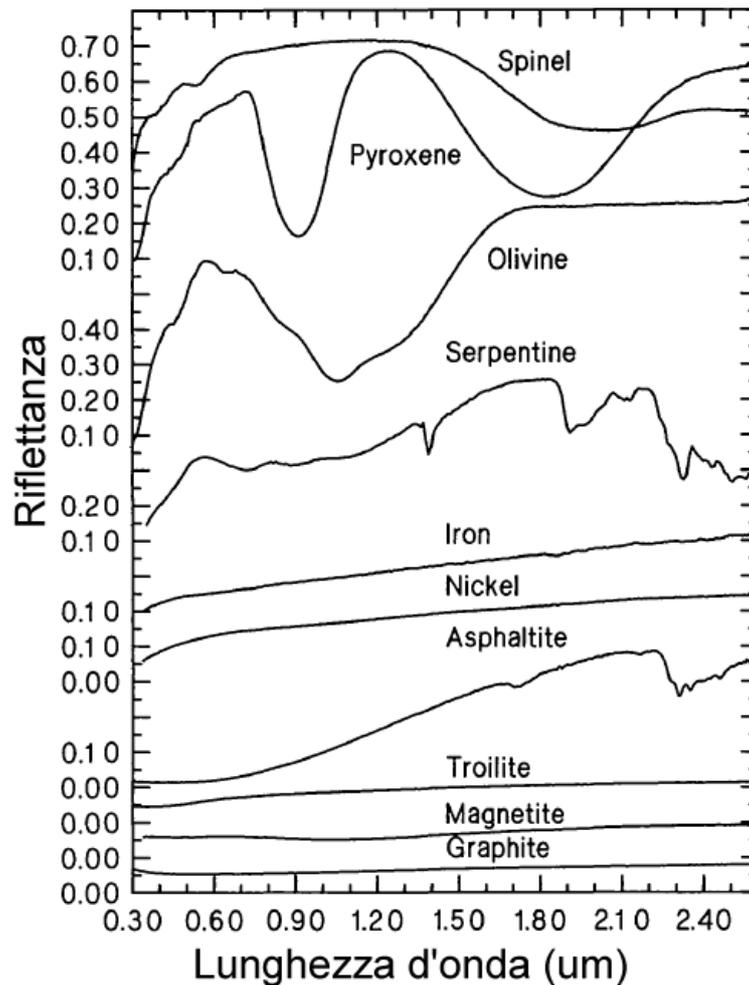


Figura 2.3: Spettri in riflettanza di alcuni materiali (Pieters e McFadden, 1994).

debole su Cerere (Vilas e Gaffey, 1989) fatto che suggerisce la predominanza di minerali poveri di ferro o un riscaldamento al di sopra del 400°C (Hiroi et al., 1993). Questa seconda spiegazione sembra poco probabile poichè i fillosilicati ammoniacati, che si ritiene siano responsabili degli assorbimenti al di sopra dei $2.5\ \mu\text{m}$, non sopravvivono al di sopra dei 400°C . L'acqua può aver favorito la formazione di argille. Degli spettri acquisiti con un'alta risoluzione spaziale della zona intorno ai $0.7\ \mu\text{m}$, insieme con l'abbondanza del ferro determinata dallo spettrometro a raggi gamma, darà l'opportunità di distinguere tra le zone della superficie che hanno subito processi acquosi dal materiale inalterato che potrebbe essere stato portato in superficie dal riscaldamento interno o dai processi di craterizzazione. Inoltre gli spettri di Cerere fino a $5\ \mu\text{m}$ insieme con le misure di abbondanza dell'idrogeno fatte dallo spettrometro a raggi gamma e a neutroni permetterà di identificare molti minerali idrati e la loro distribuzione permettendo di capire meglio il ruolo dell'acqua nell'evoluzione termica e geologica di Cerere e le condizioni nella prima fase del Sistema Solare durante la quale questi processi sono avvenuti.

L'acquisizione simultanea dell'informazione spaziale e quella spettrale servono per investigare la geologia della superficie, rendendo possibile l'identificazione delle zone mineralogiche e produrre mappe composizionali. Queste mappe daranno informazioni sulla relazione tra caratteristiche

spettrali locali e globali.

Lo spettrometro ad immagine della missione Dawn copre l'intervallo tra l'ultra violetto ($0.25 \mu\text{m}$) e il vicino infrarosso ($5.0 \mu\text{m}$) ed ha un'alta risoluzione spettrale e capacità di acquisire immagini. Queste caratteristiche lo rendono lo strumento giusto per determinare la composizione globale della superficie degli asteroidi. Misure di laboratorio dedicate permetteranno di determinare la chimica dei pirosseni e delle olivine, particolarmente rilevanti per lo studio della superficie di Vesta, eseguendo delle osservazioni con la stessa risoluzione spettrale dello spettrometro di Dawn.

Concludendo, l'identificazione mineralogica usando la posizione e la profondità delle bande di assorbimento negli spettri in riflettanza ci permetterà di mettere alla prova le ipotesi esistenti sulla storia di Vesta e Cerere. Nel caso di Vesta sarà di particolare importanza la possibilità di capire meglio il legame di questo asteroide con le meteoriti HED.

2.2.2 La spettroscopia ad immagine

L'analisi delle caratteristiche spettrali della luce proveniente dai corpi celesti permette di studiarne la composizione. In seguito alle innovazioni tecnologiche degli ultimi anni sono state sviluppate delle tecniche di analisi in grado di combinare gli studi spettroscopici con l'acquisizione delle immagini rendendo quindi possibile la raccolta di informazioni spettroscopiche su vaste aree. Questo tipo di analisi prende il nome di spettroscopia ad immagine.

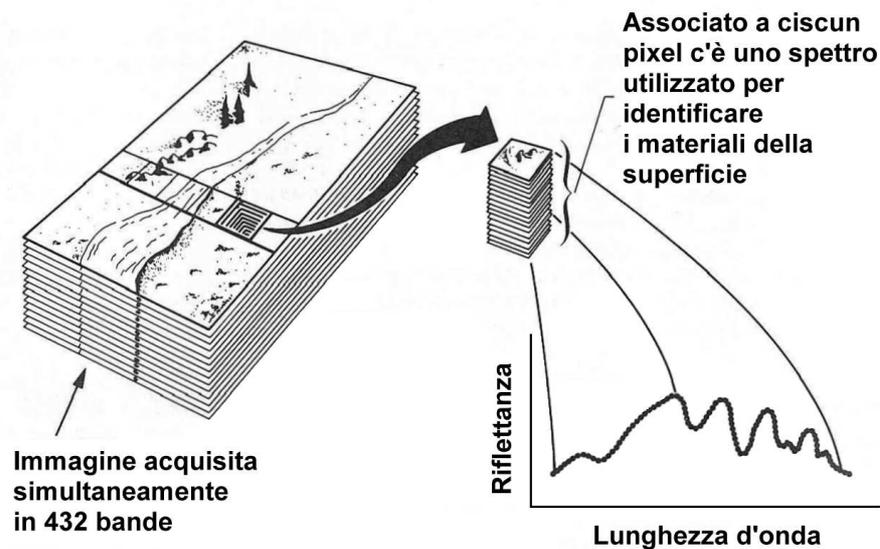


Figura 2.4: La spettroscopia ad immagine (Pieters et al., 1994).

L'idea generale su cui si basa la spettroscopia ad immagine è illustrata in figura 2.4. L'energia riflessa o emessa dal corpo che si vuole studiare viene dispersa su diversi canali spettrali contigui; l'acquisizione viene eseguita in modo tale che in corrispondenza di ciascun elemento spaziale dell'immagine sia possibile ricostruire l'intero spettro. Il vantaggio di questa tecnica è che insieme alla caratterizzazione delle proprietà spettrali degli elementi costitutivi delle superfici e delle atmosfere planetarie, permette di definirne la distribuzione spaziale poichè l'informazione spettrale e quella spaziale sono strettamente legate tra loro.

Per poter utilizzare al meglio i dati provenienti da uno spettrometro ad immagine è necessario che questo abbia una buona risoluzione sia spaziale che spettrale. La risoluzione spaziale, infatti, deve essere tale da adattarsi alle caratteristiche morfologiche dell'oggetto che si vuole studiare; in pratica lo strumento deve essere in grado di riconoscere le strutture che ci si aspetta di trovare come ad esempio crateri o avvallamenti. La risoluzione spettrale, invece, deve essere tale da permettere l'identificazione dei materiali di cui si pensa che il corpo in studio sia composto. Per questi motivi, è necessario, in fase di progettazione, studiare le caratteristiche dello strumento in modo tale da avere una risoluzione sufficiente per l'identificazione dei componenti e la determinazione della loro distribuzione spaziale sulla superficie del corpo che si vuole studiare compatibilmente con un ragionevole rapporto segnale/rumore e con la velocità di trasmissione dei dati.

Gli spettrometri ad immagine utilizzati nelle missioni spaziali si dividono in due categorie, i *push-broom* e i *whisk-broom*. Il loro schema di funzionamento è illustrato in figura 2.5.

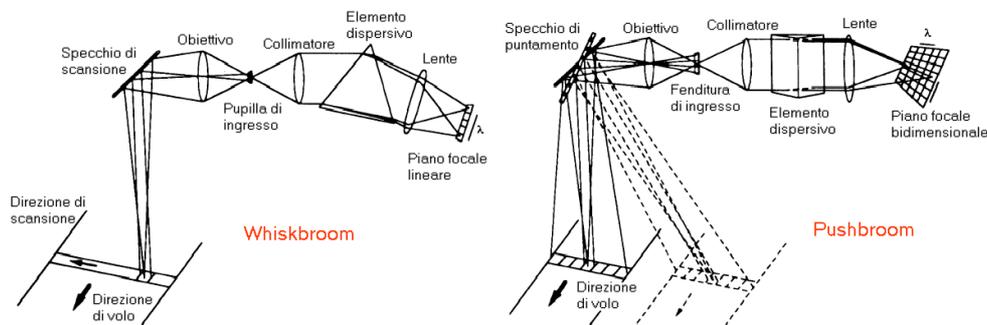


Figura 2.5: Schema della configurazione whisk-broom e push-broom (Pieters et al., 1994).

Si definiscono *whisk-broom* quegli spettrometri progettati in modo tale che le immagini vengono composte mediante una scansione lungo la direzione ortogonale a quella della sonda. Essendo infatti il piano focale unidimensionale è possibile acquisire istaneamente la sola informazione spettrale del singolo pixel spaziale. Muovendo lo specchio di scansione in direzione ortogonale a quella del moto della sonda si ripete la misura ottenendo così la copertura dell'intero campo di vista.

Al contrario i *push-broom*, sfruttando l'utilizzo dei piani focali bidimensionali, eseguono la scansione spaziale lungo la direzione del moto della sonda. Il piano focale bidimensionale infatti permette di acquisire contemporaneamente l'informazione spettrale di più pixel spaziali contigui lungo l'asse della fenditura. Nella soluzione *push-broom* è possibile sia ottimizzare il tempo di permanenza istantaneo dello strumento su un singolo elemento della superficie da analizzare che ridurre le imperfezioni nella composizione dell'immagine dovute alla velocità relativa della sonda rispetto alla superficie.

2.2.3 Descrizione generale

VIR-MS (Visible and Infrared Mapping Spectrometer), lo spettrometro ad immagine della sonda Dawn, deriva direttamente da VIRTIS (Visible Infrared and Thermal Imaging Spectrometer) uno strumento molto sofisticato che include due diversi canali di acquisizione dati in un unico strumento che sono utilizzati per ottenere immagini spettrali rispettivamente nel range spettrale visibile e quello infrarosso. (Coradini et al., 1998). La figura 2.6 mostra una schematizzazione di VIR-MS. Con riferimento ai colori in tale figura, il sistema ottico si trova all'interno di una struttura, la *Cold Box* (in grigio chiaro), che viene raffreddata fino a circa 150K passivamente, cioè, tramite un radiatore (lastra

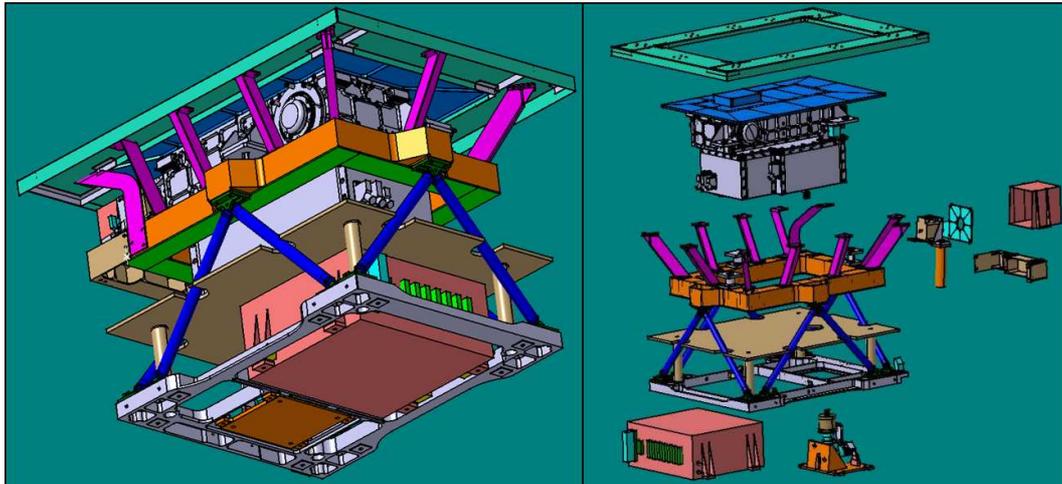


Figura 2.6: Schematizzazione in falsi colori dello strumento VIR-MS. Fonte: Galileo Avionica)

superiore in azzurro) che dissipa verso lo spazio esterno freddo. La *Cold Box* è sorretta da sostegni in titanio (supporti tubolari blu), aventi una bassa conducibilità termica, fissati ad una struttura portante, la *Pallet* in arancione, sulla quale è montato anche il raffreddatore criogenico necessario per mantenere il sensore infrarosso alla temperatura di circa 70K. La *Pallet* e la *Cold Box* formano una struttura compatta denominata Modulo Ottico. Il Modulo Ottico è montato esternamente sulla superficie -X della sonda (sistema di riferimento in figura 2.2) in modo tale che il sotto-sistema ottico sia coallineato e abbia l'asse ottico diretto nel verso +Z. VIR-MS ha la fenditura parallela all'asse Y ed è stato progettato in modo tale da poter fare una scansione, attraverso l'utilizzo di uno specchio, lungo la direzione dell'asse X. Il Modulo Elettronico (EM), contenente l'elettronica principale e il generatore di potenza, è montato all'interno della sonda ed è connesso al Modulo Ottico attraverso dei cavi. L'elettronica principale serve sia per il controllo dello strumento da Terra che per la compressione dei dati acquisiti da tutto il sistema. VIR-MS utilizza una CCD (Charge Coupled Device) al silicio per le acquisizioni nel visibile e nel vicino infrarosso ($0.25\mu\text{m}$ a $1\mu\text{m}$) e un piano focale infrarosso *HgCdTe* (Mercurio Cadmio Tellurio) per le acquisizioni nell'intervallo infrarosso ($1\mu\text{m}$ a $5\mu\text{m}$). I circuiti elettronici specifici del sotto sistema ottico (PEM) si trovano sotto al Modulo Ottico (scatola rosa in figura 2.6). Il piano focale infrarosso deve essere raffreddato attraverso dei sistemi attivi per diminuire la corrente di buio del sensore generata dal rumore Johnson. Inoltre, per minimizzare il contributo della radiazione termica ambientale, tutta la *Cold Box* deve essere raffreddata passivamente a meno di 160K mediante una connessione termica con il radiatore esterno. La *Cold Box* e la *Pallet*, pur avendo delle temperature molto diverse, sono meccanicamente collegate in modo da ottenere una struttura in grado di sopportare le forti vibrazioni durante il lancio della sonda.

2.2.4 Descrizione del modulo ottico

Sistemi ottici

Lo schema ottico di VIR-MS deriva da quello del canale visibile del Visual Infrared Mapping Spectrometer (VIMS-V) della missione Cassini ((Capaccioni et al., 1998); (Reininger, 1994)). In tale schema, applicato a VIR-MS, un telescopio Shafer è accoppiato ad uno spettrometro Offner in modo tale da

disperdere l'immagine lineare della fenditura su due diversi piani focali. La figura 2.7 mostra lo schema ottico di VIR-MS, mentre, nella tabella 2.1 ne sono elencate le specifiche ottiche.

	VIR-MS vis	VIR-MS ir
Diametro della pupilla (mm)	27.1	47.5
Focale (mm)	152	152
F/#	5.6	3.2
Rapidità ottica ($m^2 \dot{s}r$)	$3.7 \cdot 10^{-11}$	$7.5 \cdot 10^{-11}$
Dimensioni della fenditura (mm \times mm)	0.038×9.53	0.038×9.53

Tabella 2.1: Specifiche ottiche di VIR-MS

Il telescopio Shafer è la combinazione di un telescopio Burch invertito (specchi M1 e M3) e di un relay Offner (M4/6 e M5) che prende l'immagine virtuale curva e anastigmatica dal telescopio invertito e la rende piatta e virtuale senza perdere l'anastigmatismo. La coma viene eliminata poichè l'*aperture stop* è in corrispondenza di M5, vicino al centro di curvatura dello specchio primario e ciò rende il telescopio monocentrico. Il risultato è un sistema telescopico che utilizza solo specchi sferici mantenendo, però, limitata la diffrazione sia spazialmente che spettralmente: in corrispondenza degli estremi del campo di vista ($\pm 1.8^\circ$ dall'asse ottico) una sorgente puntiforme presenta sul piano focale uno spot del diametro di $6\mu m$ che è 7 volte più piccolo della larghezza della fenditura.

Il principale vantaggio derivante dall'impiego dello spettrometro Offner è quello di semplificare lo schema ottico dello strumento. Lo spettrometro Offner è interfacciato con il telescopio Shafer attraverso la sua pupilla di ingresso posta di fronte allo specchio primario e rendendo telecentrico tutto il sistema telescopio-spettrometro. In questa configurazione il reticolo convesso (M7) risulta essere coniugato con l'*aperture stop* su M5 e quindi può essere usato come un *Lyot stop* a bassa temperatura.

Per disperdere la luce è utilizzato un reticolo circolare avente due differenti densità dei solchi su un unico substrato, in questo modo è possibile indirizzare il segnale relativo al visibile e quello relativo all'infrarosso verso i rispettivi piani focali senza dover utilizzare un separatore di fascio. La figura 2.8 mostra una foto del reticolo montato all'interno dello spettrometro e il suo schema.

I profili dei solchi sono registrati olograficamente in un fotoresistore convesso e poi eccitati con un fascio di ioni. Usando varie maschere, la superficie del reticolo può essere separata in zone con differenti densità e profondità dei solchi. La regione visibile, che occupa la parte centrale e quella intermedia del reticolo, per un totale di circa il 30% dell'area disponibile, ha una densità maggiore dei solchi; in questo modo è possibile ottenere la risoluzione spettrale richiesta nell'intervallo tra l'ultravioletto e il vicino infrarosso. La regione infrarossa, invece, che occupa la zona più esterna del reticolo, richiede una porzione dell'area della pupilla maggiore (circa il 70%) rispetto al visibile poichè in questo intervallo spettrale ci si aspetta un'emissione più bassa da parte della cometa. Le due zone dedicate alla diffrazione nel visibile hanno un reticolo laminare con dei profili rettangolari e si distinguono per la differente profondità dei solchi in modo da ottimizzare l'efficienza dello strumento a differenti lunghezze d'onda. Per la zona infrarossa sono stati utilizzati dei profili a dente di sega con una pendenza variabile lungo la superficie del reticolo in modo da avere un picco nell'efficienza a $5\mu m$ per compensare il basso livello del segnale aspettato a queste lunghezze d'onda.

Filtri e radiazione ambientale

Per minimizzare gli effetti della radiazione ambientale emessa sotto forma di fotoni con lunghezze d'onda maggiori di $5\mu m$, il piano focale infrarosso è protetto da filtri spettrali in grado di tagliare

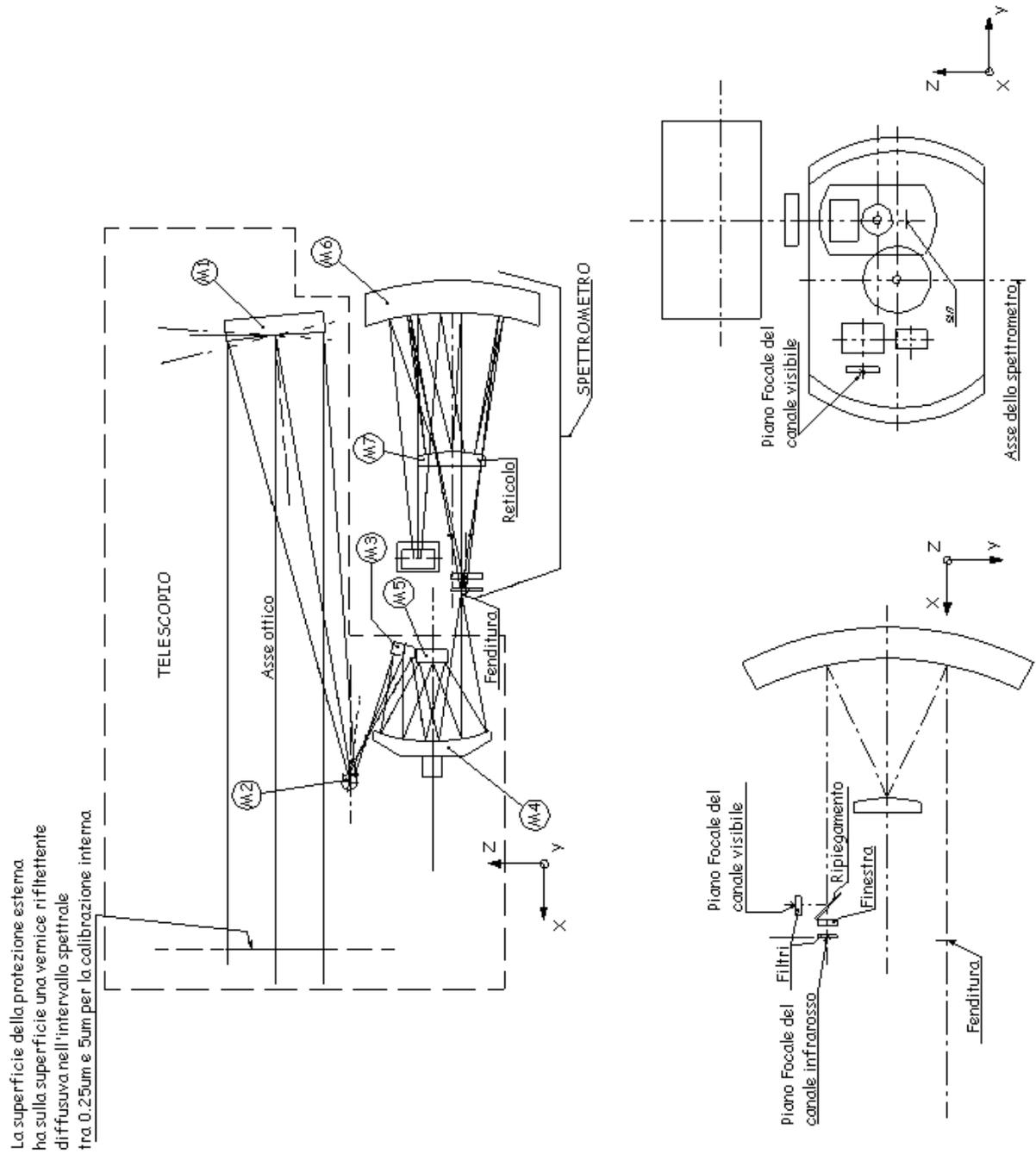


Figura 2.7: Schema ottico di VIR-MS. (Fonte: Galileo Avionica)

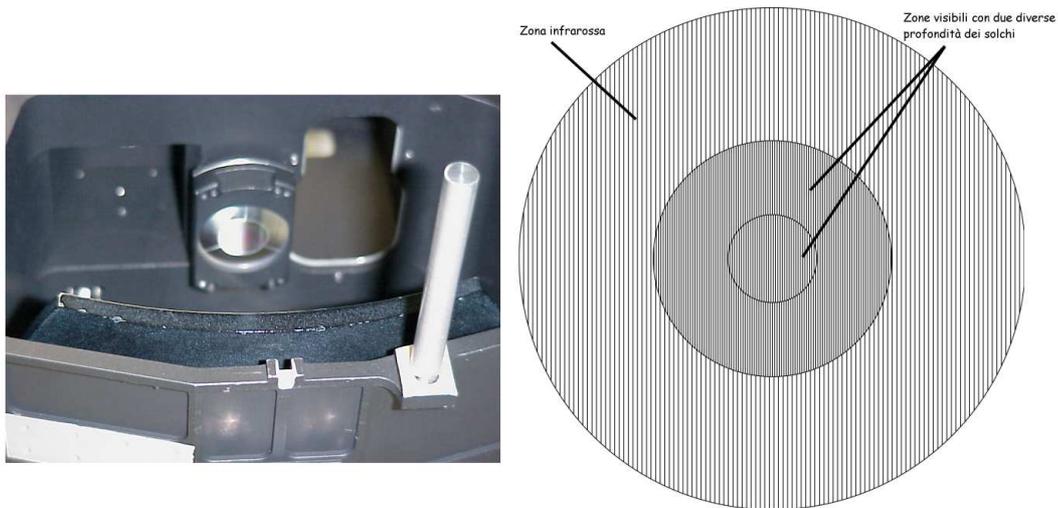


Figura 2.8: Foto (sinistra) e schema (destra) del reticolo di VIR-MS fonte: Galileo Avionica.

tali lunghezze d'onda. La radiazione ambientale da $4\mu\text{m}$ a $5\mu\text{m}$, invece, non può essere eliminata con dei filtri poiché lo strumento deve essere sensibile a queste lunghezze d'onda, è stato quindi necessario raffreddare lo spettrometro almeno fino a 160K ; in questo modo è possibile diminuire il contributo al segnale dell'emissione termica dello strumento stesso (effetto narciso).

Per VIR-MS, inoltre, è necessario bloccare gli ordini superiori del reticolo inserendo, nel cammino ottico, il più vicino possibile al piano focale, dei filtri la cui trasmittanza è ottimizzata per ciascuno dei sensori. L'infrarosso sarà diviso in cinque zone e il visibile in due; in ciascuna zona verrà bloccata tutta la luce tranne quella, proveniente dal primo ordine diffrattivo, con la lunghezza d'onda corrispondente alle band sottostanti il filtro che si sta considerando. VIR-MS ha anche l'ulteriore problema degli ordini negativi dell'infrarosso che cadono sulla CCD e degli ordini positivi del visibile che cadono su piano focale infrarosso. Il CdTe del piano focale infrarosso blocca naturalmente le lunghezze d'onda visibili più piccole di $0.8\mu\text{m}$ mentre il silicio della CCD è sensibile agli ordini superiori della porzione infrarossa del reticolo. Dopo aver eseguito delle misure per quantificare questo effetto, è stato deciso di posizionare sul reticolo, M7, un rivestimento in grado di assorbire la luce nel visibile e di riflettere quella infrarossa (dark coating); in questo modo si risolve il problema poiché la maggior parte del disturbo deriva dagli ordini superiori della luce visibile riflessa dalla parte infrarossa del reticolo (Dami et al., 2001).

Contaminazione e straylight

La contaminazione da parte dello spazio esterno è inevitabile, quindi, VIR-MS è stato dotato di protezioni posizionate davanti alle porte di ingresso per minimizzare tale contaminazione quando non è in corso l'acquisizione dei dati scientifici. Su tali protezioni e sullo specchio primario del telescopio sono montati dei riscaldatori per sciogliere il ghiaccio che potrebbe formarsi durante le diverse fasi della missione. Inoltre, lo specchio primario è stato ricoperto da un materiale soffice per permettere alle particelle ad alta velocità di passare attraverso la sua superficie senza danneggiarla.

I sistemi ottici fuori asse sono ottimi per la soppressione della straylight perché non hanno l'oscuramento da parte del secondario che, diffrangendo la luce proveniente dal primario, aumenta il contributo della straylight fuori campo all'interno del campo di vista dello strumento. Essendo il

field stop del sistema (M2) posizionato vicino al primario (M1), viene ridotto il numero di superfici ottiche che sono illuminate dalla *straylight*. Il fatto che, in questo tipo di sistemi ottici, l'*aperture stop* e il *Lyot stop* siano molto vicini ai sensori diminuisce il numero di oggetti critici che possono essere visti direttamente dai sensori stessi; questa caratteristica implica una ulteriore diminuzione del contributo della *straylight*.

Piani focali

Il piano focale visibile di VIR-MS è un CCD con un disegno a canali separati per evitare la propagazione di una eventuale saturazione tra due colonne contigue. In figura 2.9 ne sono riportati lo schema e le caratteristiche principali. Il funzionamento del CCD si basa sulla tecnica N-MOS con l'aggiunta

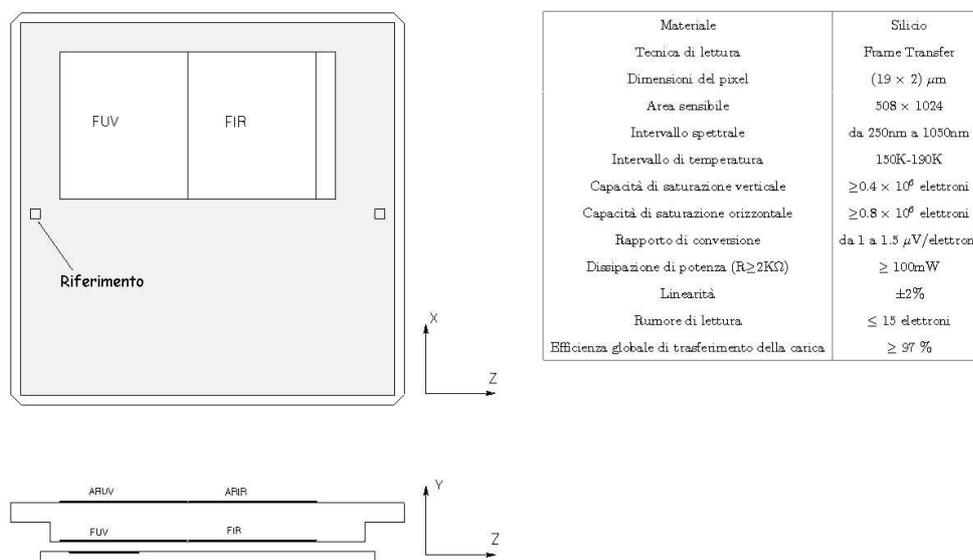


Figura 2.9: Schema del piano focale visibile di VIR-MS. In alto a destra ne sono elencate le caratteristiche. Fonte: Galileo Avionica.

di un impinto al boro Multi Pinned Phase (MPP) in modo tale da poterla illuminare dalla parte posteriore (back-illuminated) diminuendo così la corrente di buio, la persistenza delle immagini dopo lunghe esposizioni ed altri effetti dovuti alla radiazione ionizzante.

Il sensore è composto da 1024×1024 elementi tutti sensibili (full frame) anche se i dati vengono letti con il trasferimento di carica utilizzando cioè metà dell'area sensibile come zona di memoria, in questo modo è possibile acquisire i dati con una metà del sensore mentre con l'altra si leggono quelli dell'acquisizione precedente.

Per fare in modo che il piano focale sia sensibile a lunghezze d'onda fino a 250nm è stato ricoperto da un apposito strato di *lumogen* in grado di emettere radiazione tra i 540nm e 580nm quando è sollecitato da luce avente una lunghezza d'onda minore di 450nm. Questo strato è stato depositato sulle colonne della CCD corrispondenti alle bande da 0 a 150. Per evitare la sovrapposizione del segnale con la radiazione proveniente dagli ordini superiori del reticolo sono stati posizionati due filtri passa alto, uno per la zona verso l'ultravioletto (FUV), che taglia le lunghezze d'onda $< 250\text{nm}$, e uno per la zona del vicino infrarosso (FIR) che taglia le lunghezze d'onda $< 555\text{nm}$.

Per ottenere un campo di vista istantaneo di $250\mu\text{rad}$, come indicato nelle specifiche e per avere dei pixel con la stessa dimensione di quelli del piano focale infrarosso, il sensore esegue la somma del segnale proveniente da quattro pixel (2×2).

Il piano focale infrarosso è una matrice bidimensionale composta da elementi fotovoltaici di mercurio cadmio tellurio (HgCdTe) sensibili all'infrarosso evaporati su un substrato di zaffiro; nella tabella 2.2 ne sono elencate le specifiche.

Materiale	HgCdTe
Tipo multiplexer	C-MOS
Dimensioni del pixel	$38\ \mu\text{m}$
Area sensibile	270×436
Intervallo di temperatura	65K-90K
Intervallo spettrale	$0.95\mu\text{m}-5\mu\text{m}$
Dinamica	$2 \cdot 10^6$ elettroni
Dissipazione di potenza	$\leq 60\text{mW}$
Corrente di buio massima (70K)	$\leq 20 \times 10^{-15}\text{A}$
Linearità	$\pm 2\%$

Tabella 2.2: Specifiche del piano focale infrarosso di VIR-MS

Questo tipo di sensori può operare a una temperatura più alta rispetto a quelli tradizionali di indio antimonio (InSb) poiché c'è una riduzione della corrente di buio almeno di un fattore 10. Il disegno multiplexer riduce il rumore di lettura senza però sacrificare la dinamica del sensore. Il sensore infrarosso è protetto da una finestra ottica costruita in modo da filtrare gli ordini superiori del reticolo; tale finestra serve anche per ridurre il contributo al segnale dovuto alla radiazione termica emessa dalle parti più calde dello spettrometro. La trasmittanza del filtro è ottimizzata per la zona corrispondente del sensore in modo tale che ciascuna parte lasci passare solo l'intervallo di lunghezze d'onda corrispondenti al primo ordine diffrattivo del reticolo. Sulla finestra saranno evaporati cinque diversi segmenti le cui bande passanti sono riportate in tabella 2.3

1° regione	$(0.9-1.6)\mu\text{m}$
2° regione	$(1.2-2.5)\mu\text{m}$
3° regione	$(2.4-3.75)\mu\text{m}$
4° regione	$(3.6-4.4)\mu\text{m}$
5° regione	$(4.3-5.0)\mu\text{m}$

Tabella 2.3: Bande passanti dei filtri sul piano focale infrarosso.

Per ridurre la corrente di buio, il piano focale infrarosso deve essere raffreddato almeno fino a 90K. Per raggiungere tali temperature, lo strumento è dotato di un raffreddatore criogenico attivo, che utilizza i cicli di Stirling: questi sono in grado di erogare una potenza media di 250mW in raffreddamento con un consumo di 15W. Il collegamento con i due piani focali avviene attraverso connessioni fredde di alluminio e contatti flessibili di rame.

Otturatori di calibrazione

Sia per la misura della corrente di buio del sensore che per quella della radiazione ambientale sulla fenditura di ingresso dello spettrometro sono stati posizionati degli otturatori di calibrazione. Ideal-

mente l'otturatore dovrebbe essere raffreddato ad una temperatura più bassa rispetto a quella dello spettrometro, tuttavia, questo avrebbe aumentato il carico termico sui raffreddatori attivi; è stato quindi deciso di raffreddarlo alla stessa temperatura del resto del sistema ottico. L'otturatore è stato montato vicino alla fenditura di ingresso dello spettrometro dalla parte del telescopio per minimizzare il contributo alla radiazione ambientale; inoltre, la sua superficie è stata trattata con uno strato di oro evaporato in modo da diminuirne le proprietà emissive.

Disegno termo-meccanico

VIR-MS si interfaccia meccanicamente con la sonda attraverso un piano di 450mm × 510mm, che corrisponde alla base della Pallet.

La Pallet, cioè la parte calda del modulo ottico, contiene il raffreddatore criogenico per il piano focale IR e una serie di elementi strutturali per l'isolamento termico della Cold Box.

Sul piano -Y della sonda è stata montata una superficie riflettente di 400mm × 460mm avente una emissività di 0.7 in modo tale da portare la temperatura della Cold Box a meno di 135K; inoltre, la parte più alta delle pareti è rinforzata da strutture che agiscono anche come connessioni fredde tra la superficie riflettente e i sistemi ottici. La superficie della Cold Box adiacente alla Pallet è coperta da diversi strati di isolanti in modo da evitare il contatto termico, mentre, la quantità di calore trasmesso per conduzione è stato minimizzato montando la Cold Box su 8 viti le cui posizioni sono state scelte per evitare il formarsi di disomogeneità della temperatura durante il raffreddamento. Degli studi preliminari sul modello meccanico hanno mostrato che, per sorreggere tutta la struttura e per soddisfare sia i requisiti termici che quelli meccanici, sono necessari dei tubi di titanio con le dimensioni di 300mm × 16mm e con le pareti spesse 0.8mm.

Bisogna notare che sia la Pallet che la Cold Box hanno molto spazio vuoto. Nel caso della Cold Box la scelta è stata intenzionale poichè in questo modo è presente abbastanza superficie radiativa evitando l'inserimento di un radiatore a parte.

Elettronica di prossimità

I circuiti elettronici necessari per controllare e guidare il comportamento dello strumento si trovano in una scheda di prossimità (PEM) posta sotto al Modulo Ottico.

La PEM di VIR-MS è stata progettata per eseguire una conversione analogico-digitale a bassa potenza con un tempo di conversione di 10 μ s, una dissipazione di potenza di 250mW e una risoluzione a 16 bit. Inoltre, la PEM deve garantire il collegamento tra VIR-MS e l'elettronica principale di tutto lo strumento, deve guidare i piani focali, lo specchio di scansione e il meccanismo di apertura e chiusura della protezione esterna. Essa si compone di una scheda madre e di quattro schede figlie delle quali due sono dedicate al canale visibile, una a quello infrarosso e una alle unità di controllo della scansione e di attivazione del motore della protezione esterna.

Poichè i due canali di VIR-MS, cioè il visibile e l'infrarosso, sono sincronizzati, quindi, il tempo tra due acquisizioni consecutive, T_{Rep} , sarà lo stesso per entrambi. Poichè, però, la sensibilità e la dinamica dei due canali sono diversi, i rispettivi tempi di integrazione possono essere differenti. Appropriati ritardi saranno inseriti tra l'inizio dell'integrazione visibile e infrarossa per ottimizzare la qualità del segnale. Nella figura 2.10 sono presentati gli schemi dei tempi delle acquisizioni per diverse modalità. Per la riduzione del rumore il tempo di acquisizione, T_{acq} , è mantenuto sequenziale rispetto al tempo di trasmissione, comunque, è stato previsto che, quando ci si aspetta un alto rapporto S/N , i processi di trasmissione si possano sovrapporre a quelli di acquisizione. Dipendentemente dalla posizione sull'orbita, è possibile un ampio intervallo di combinazioni. Vicino

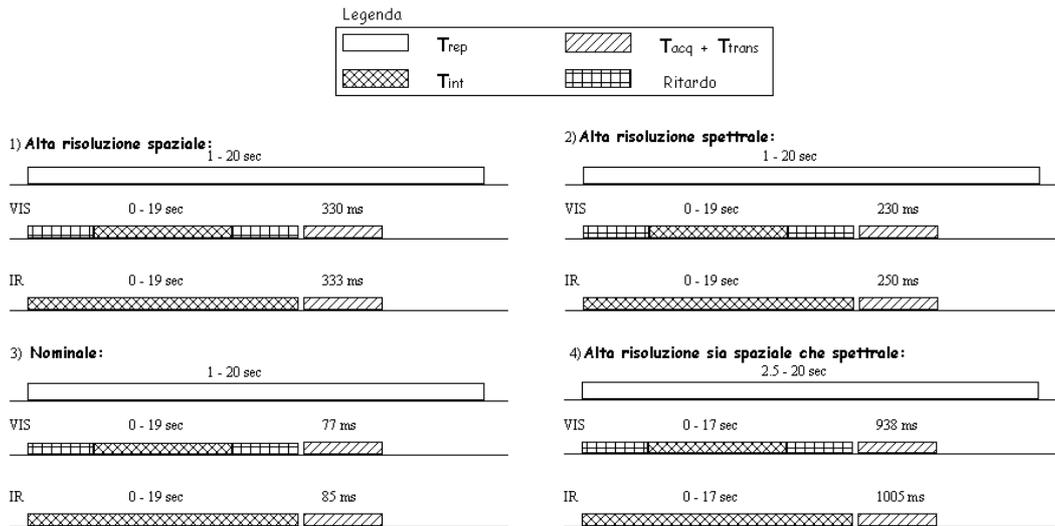


Figura 2.10: Schema dei tempi durante una acquisizione di VIR-MS. Fonte: Galileo Avionica

al pericentro T_{Rep} sarà molto piccolo, quindi, per aumentare il numero di immagini è possibile sovrapporre i processi di trasmissione con quelli di integrazione e acquisizione. Vicino all'apocentro T_{Rep} può essere molto lungo, in questo caso, è possibile fare diverse acquisizioni per aumentare il rapporto S/N . Alternativamente è possibile ridurre T_{Rep} per aumentare la risoluzione temporale tra le immagini. Poichè il tempo di residenza dell'immagine sulla superficie, T_{Dwell} , parte da 1s all'pericentro fino a 20s all'apocentro, per evitare salti nelle immagini è necessario che il T_{Rep} sia minore o uguale a T_{Dwell} .

2.2.5 Modulo elettronico

Il modulo elettronico è formato da diverse schede: la DPU (Digital Processing Unit) per il processamento dei dati, la memoria stato solido per lo storgaggio dei dati, la CCE per il controllo del dispositivo di raffreddamento del piano focale infrarosso e il convertitore DC/DC. I principali compiti del modulo elettronico sono:

- L'acquisizione, il pre-processamento, la compressione e la formattazione dei dati scientifici acquisiti da VIR-MS;
- Il controllo e la gestione di tutte le funzionalità del sistema ottico e del raffreddatore attivo, incluse tutte le dipendenze elettro-meccaniche (specchio di scansione, otturatore, protezione esterna, lampade di calibrazione);
- Il controllo e il monitoraggio della trasmissione dei dati scientifici e dei file ambientali alla sonda;
- La calibrazione e il controllo di eventuali malfunzionamenti degli strumenti;
- La ricezione dei comandi provenienti dalla sonda;
- L'interpretazione ed esecuzione dei comandi inviati da Terra;

- L'organizzazione delle attività di sincronizzazione di VIR-MS con la sonda.
- Lo stoccaggio dei dati scientifici.

Inoltre il modulo elettronico provvederà ad fornire la potenza necessaria per il funzionamento di tutte le componenti dello strumento inclusi i raffreddatori attivi e i piani focali.

Il funzionamento della DHSU

Le attività di processamento e trasferimento dei dati nel modulo elettronico sono eseguiti in tempo reale. Sia la memoria di massa della sonda che quella di VIR-MS saranno usate per immagazzinare e proteggere un grande volume di dati, nel caso di VIR-MS la memoria disponibile è 2Gb raddoppiata tre volte, mentre quella della sonda sarà allocata di volta in volta in funzione delle necessità durante le diverse fasi della missione. Il modulo elettronico consiste in un unico processore senza nessuna componente hardware addizionale, infatti, tutte le attività di processamento dei dati, inclusa la compressione, sarà eseguita dal software. I dati a 16 bit provenienti da VIR-MS saranno trasferiti nella memoria locale. Questo processo di acquisizione dei dati sarà effettuato mentre il processore completa il trattamento dei dati dell'esposizione precedente. La fine del trasferimento dei dati è indicato da un'interruzione nella trasmissione. Gli step e il tipo di processamento dei dati sono definiti tramite la definizione di specifiche modalità operative che sono selezionate da particolari comandi inviati da Terra. Dopo la somma spaziale e spettrale e la compressione, i dati sono formattati e trasferiti nel sistema elettronico della sonda insieme con i dati ambientali che vengono acquisiti periodicamente. Il funzionamento e la sincronizzazione delle acquisizioni dei due canali sarà controllata da parole di comando e speciali linee di controllo. Il trasferimento dei dati dalla sonda è supportato da un'interfaccia di controllo hardware per raggiungere la massima velocità nel tasso di trasferimento.

Nello schema in figura 2.11 sono riassunti i collegamenti elettronici tra le diverse parti che compongono VIR-MS.

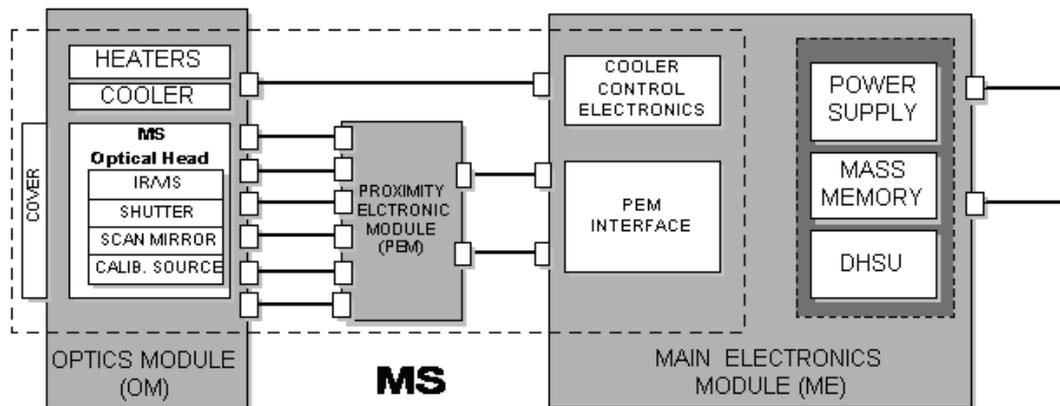


Figura 2.11: Connessioni elettroniche di VIR-MS. Fonte: Galileo Avionica

2.2.6 Modalità operative dello strumento

VIR-MS è uno strumento molto complesso poichè, come spiegato nei paragrafi precedenti, all'interno del Modulo Ottico sono collocati due canali, il visibile e l'infrarosso, che operano in modo completamente indipendente l'uno dall'altro. Per questo motivo, è importante che l'elettronica di cui è dotato

lo strumento sia in grado di permettere ai due sotto-sistemi di lavorare in modo autonomo. Sono quindi previste diverse modalità operative che si differenziano per il diverso utilizzo delle risorse (ad esempio l'assorbimento di potenza e il tasso di trasmissione dei dati), per le specifiche richieste alla sonda (ad esempio il puntamento) e per le differenti fasi operative dello strumento. Ciascuna delle modalità previste porta all'acquisizione di differenti tipologie di dati.

Per praticità sono stati definiti dei gruppi all'interno dei quali vengono idealmente collocate le modalità aventi delle caratteristiche in comune. I gruppi previsti sono: init-test, maintenance, MM test, Safe, stand by, Cool-down, Annealing, Calibration, Science, MM Dump e ECA.

Modalità Science

Prima di abilitare le acquisizioni dei dati, VIR-MS deve essere configurato nella modalità scientifica, operazione automatica ogni volta che lo strumento viene acceso. Nella modalità di acquisizione nominale, i piani focali visibile e infrarosso di VIR-MS acquisiscono i dati con la stessa risoluzione sia spettrale che spaziale. I comandi per cambiare lo stato operativo dello strumento devono essere mandati al modulo elettronico di VIR-MS insieme ai parametri che permettono di definirne il nuovo stato. Le modalità del gruppo science sono state scelte in modo da ottimizzare l'acquisizione dei dati negli scenari che saranno presenti durante le diverse fasi della missione; per ciascuna di esse, infatti, si differenzia per una serie di parametri come, ad esempio, la risoluzione spaziale, la risoluzione spettrale e l'estensione della scena da osservare nel campo di vista dello strumento. Differenti combinazioni di tali parametri portano a differenti modalità operative. Nella tabella 2.4 sono elencate le possibili modalità operative del gruppo science.

Sotto Modalità	Pixel acquisiti	Fenditura	Scansione
H SPE H SPA F	256 × 432	Tutta	Singolo
H SPE L SPA F	64 × 432	Tutta	Singolo
H SPE L SPA F SUM	64 × 432	Tutta	Somma
L SPE H SPA F	256 × 144	Tutta	Singolo
L SPE L SPA F	64 × 144	Tutta	Singolo
L SPE L SPA F SUM	64 × 144	Tutta	Somma
H SPE H SPA Q	64 × 432	Quarto	Singolo
L SPE H SPA Q	64 × 144	Quarto	Singolo
H SPE L SPA F MEA	64 × 432	Tutta	Media
L SPE L SPA F MEA	64 × 144	Tutta	Media

Tabella 2.4: Sotto-modalità della modalità science di VIR-MS; Le colonne indicano rispettivamente i pixel totali acquisiti su ciascuno dei due piani focali; zona della fenditura acquisita, la modalità di acquisizione

H SPE e L SPE, indicano rispettivamente alta e bassa risoluzione spettrale. Ugualmente H SPA e L SPA indicano alta e bassa risoluzione spaziale. Si parla di alta risoluzione quando ciascun pixel sul piano focale è considerato come un singolo elemento del dato acquisito, mentre, la bassa risoluzione prevede il *binning* dei pixel. F e Q indicano se si vuole acquisire tutta la fenditura o solo il quarto centrato sull'asse ottico. Generalmente ogni esposizione dei piani focali corrisponde ad una acquisizione, nelle modalità in cui sono presenti le indicazioni MEA o SUM si esegue rispettivamente una media o una somma di 4 esposizioni consecutive per ottenere una acquisizione.

Modalità Calibration

VIR-MS può portarsi nello stato di calibrazione se riceve l'apposito comando. In questa configurazione vengono acquisiti i dati da entrambi i piani focali in modo tale da individuare eventuali difetti nel funzionamento in ciascuna delle sotto modalit  della modalit  SCIENCE elencate nella tabella 2.4. La procedura di calibrazione interna si divide in sette fasi diverse che sono elencate nella tabella 2.5; per ciascuna delle fasi previste VIR-MS esegue cinque acquisizioni. Durante le sei fasi di calibrazione

Fase	Protezione Esterna	Otturatore	Lampada IR	Lampada Vis	Acquisizione
1	Chiusa	Aperto	Spenta	Spenta	Rumore elettronico Vis e IR
2	Chiusa	Aperto	Spenta	Spenta	Bkg Vis e IR
3	Chiusa	Chiuso	Spenta	Spenta	Buio Vis e IR
4	Chiusa	Aperto	Accesa	Spenta	Calib. spettrale IR
5	Chiusa	Aperto	Spenta	Accesa	Calib. spettrale Vis
6	Chiusa	Chiuso	Spenta	Spenta	Buio Vis e IR
7	Chiusa	Aperto	Spenta	Spenta	Bkg Vis e IR

Tabella 2.5: Sequenza di calibrazione interna di VIR-MS. Nella colonna in cui si descrive il tipo di acquisizione, Bkg indica la misura della radiazione ambientale, Buio indica la misura della corrente di buio dei sensori e Calib. spettrale indica la verifica della calibrazione spettrale eseguita a Terra.

interna lo specchio di scansione M1   sempre parallelo all'asse ottico di VIR-MS.

Altre modalit 

La modalit  INIT-TEST si autoseleziona ogni volta che c'  un reset dello strumento. In questa modalit  sono eseguite le inizializzazioni e i test sia dell'Hardware che del Software.

La modalit  MAINTENANCE deve essere selezionata con un telecomando. In questa modalit  sono accettati tutti i telecomandi relativi alla gestione della memoria

La modalit  SAFE pu  essere selezionata con un telecomando o pu  essere lo strumento a selezionarla autonomamente in caso di problemi. Deve essere selezionata prima dello spegnimento dello strumento.

La modalit  STAND-BY pu  essere selezionata con un telecomando oppure pu  esserci una transizione spontanea dello strumento quando termina l'esecuzione di altre modalit  (ad esempio alla fine della calibrazione). In questa modalit  lo strumento   in attesa di entrare in una delle modalit  operative.

Nella modalit  COOL-DOWN si attivano i raffreddatori attivi. Sono possibili due casi: nella modalit  closed-loop viene impostato il valore della temperatura che si vuole raggiungere mentre nella modalit  open-loop si imposta la velocit  di rotazione del motore del raffreddatore e si opera alla corrispondente temperatura raggiunta dai piani focali.

Nella modalit  di ANNEALING si esegue la pulizia dei piani focali infrarossi da eventuali impurit  che portebbero depositarsi sulla loro superficie mediante un temporaneo riscaldamento fino ad un massimo di $\approx 38^\circ C$. Questa operazione sar  necessaria se piccoli corpuscoli di ghiaccio e polveri attraversassero le fenditure dello spettrometro per depositarsi sulle finestre del piano focale infrarosso.

La modalit  MM DUMP, selezionata via telecomando, permette di trasferire i dati dalla memoria di VIR a quella della sonda. In questa modalit  avviene la compressione e formattazione dei dati.

Quando tutti i dati sono stati trasferiti, lo strumento raggiunge autonomamente la modalità STAND-BY.

Nella modalità MM TEST si esegue il test e la pulizia della memoria a stato solido di VIR-MS. Alla fine della procedura di test lo strumento torna autonomamente nella modalità STAND-BY.

La modalità ECA deve essere richiesta con un telecomando e, data la sua criticità, deve essere confermata. In questa modalità si attiva l'attuatore di emergenza della protezione esterna. Dopo l'esecuzione del comando lo strumento torna autonomamente nella modalità STAND-BY.



3 La calibrazione di VIR-MS

Nel corso del 2004 sono iniziate le attività di test e di assemblaggio dei sotto sistemi del modulo ottico di VIR-MS. Le prime attività hanno riguardato la calibrazione dei due piani focali. Successivamente sono stati allineati gli elementi ottici dello spettrometro e, separatamente, quelli del telescopio. Questi due sotto sistemi sono stati quindi integrati ed allineati per ottenere la configurazione finale del modulo ottico che è stato calibrato nel mese di Settembre 2005 presso la Galileo Avionica.

La calibrazione e l'allineamento del flight model rientrano nelle attività di laboratorio in supporto della missione Dawn. Tali attività sono state seguite prima sotto l'aspetto sperimentale cioè l'acquisizione dei dati in laboratorio, e successivamente sotto l'aspetto computazionale cioè l'analisi dei dati. In questo modo è stato possibile non solo quantificare le prestazioni di VIR-MS ma anche acquisire l'esperienza e le capacità per la calibrazione e l'uso in laboratorio di uno spettrometro ad immagine. Il lavoro fatto, quindi, oltre ad avere notevole rilevanza nel contesto del progetto, ha avuto uno scopo didattico poiché una parte delle attività descritte in questo capitolo saranno ripetute per la calibrazione del DM.

Tutte le misure discritte nel seguito di questo capitolo sono state eseguite presso la Galileo Avionica di Campi Bisenzio, l'industria responsabile della costruzione di VIR-MS. La partecipazione attiva alle misure ha permesso di lavorare a stretto contatto con un gruppo di ingegneri e tecnici altamente qualificati e di conseguenza, di acquisire elevate competenze sia sperimentali che nell'analisi dei dati.

In questo capitolo sarà descritta l'attività di calibrazione dei piani focali (par 1), l'apparato sperimentale usato per la calibrazione di VIR-MS (par 2), la modalità di acquisizione e validazione dei dati (par 3), l'analisi e i risultati della calibrazione spettrale (par 4) e geometrica (par 5).

3.1 La calibrazione dei piani focali

Prima di iniziare l'integrazione dell'esperimento sono state eseguite le calibrazioni dei singoli componenti tra i quali i due piani focali. Le attività di calibrazione sono iniziate quindi con l'analisi dei dati relativi alla calibrazione dei piani focali di VIR-MS, sia il visibile che l'infrarosso. Lo scopo del

lavoro è stato quello di calcolare i valori di parametri per definire le reali prestazioni dei sensori e quindi di verificarne la conformità con le specifiche.

Le misure sono state eseguite usando un apparato sperimentale sviluppato dalla Galileo Avionica appositamente per questa attività. Poichè l'acquisizione dei dati non è stata un'attività inclusa in questo progetto di ricerca, il *set-up* sarà descritto sommariamente solo per contestualizzare l'analisi descritta nei paragrafi successivi. Il piano focale è stato montato all'interno di un criostato che permette di impostare la temperatura del piano focale all'interno. Il criostato è stato fissato su un sistema che permette la traslazione lungo guide lineari ed è stato interfacciato, attraverso una finestra ottica, con diverse sorgenti dipendentemente dal tipo di misura in atto in ogni singola sessione. Le sorgenti usate sono state un corpo nero con temperature impostabili, una lampada QTH, una lampada Hg, un diodo laser a 632.8 nm. Di seguito verranno descritti in dettaglio i parametri considerati e per ciascuno si spiegherà il tipo di misura eseguito per calcolarlo.

3.1.1 Non-Linearity (IR)

La non-linearity, LE (%), definita come la deviazione percentuale dalla regressione lineare nella risposta del detector relativa ad un intervallo tra il 10% e il 90% della full well. Poichè il piano focale infrarosso è suddiviso in cinque zone dai filtri che sono stati posizionati sulla matrice sensibile, la non-linearity è stata calcolata in ciascuna zona ottimizzando ogni volta il tempo di esposizione e la temperatura del corpo nero usata come sorgente dell'apparato di misura. Durante le misure la temperatura del piano focale è mantenuta fissa al valore nominale (70K). I grafici in figura 3.1 mostrano le deviazioni dall'andamento lineare in tutte le diverse zone. Le specifiche del piano focale indicano un intervallo di tolleranza di $\pm 3\%$; i grafici in figura 3.1 mostrano che per tutte le zone i valori misurati della non-linearity sono all'interno di tale intervallo. L'unica eccezione è la zona F dove per valori della full well prossimi al limite massimo si può arrivare ad una deviazione della linearità di quasi il 10%; in questo caso, però il tempo di esposizione usato ha portato ad investigare un range di full well maggiore del 90% e quindi da non considerare nel confronto con le specifiche.

3.1.2 Conversion Factor (IR)

Il Charge to Voltage Conversion Factor, CVF (V/electron), è definito come il rapporto tra la differenza di potenziale media in uscita e il numero di elettroni in ingresso del circuito di lettura (ROIC) del piano focale IR. Il CVF può essere espresso come il coefficiente angolare della retta di best fit tra il segnale misurato e la sua varianza ($\sigma^2 = \text{CVF} \cdot S$). Per calcolare tale parametro sono state eseguite 500 acquisizioni mantenendo fisso sia il tempo di esposizione che la temperatura del corpo nero. In seguito, usando tecniche statistiche, è stato calcolato il coefficiente che mette in relazione il segnale con la sua varianza. I risultati ottenuti per ciascuna zona sono elencati nella tabella 3.1. Il CVF è un

zona	CVF (V/electron)
A	-5.31×10^{-7}
BC	-2.49×10^{-6}
D	-1.03×10^{-6}
E	-4.08×10^{-6}
F	-7.69×10^{-7}

Tabella 3.1: Il CVF del piano focale IR calcolato per la temperatura nominale (70K)

parametro specifico del circuito di lettura e non di tutto il piano focale poichè associa al numero di

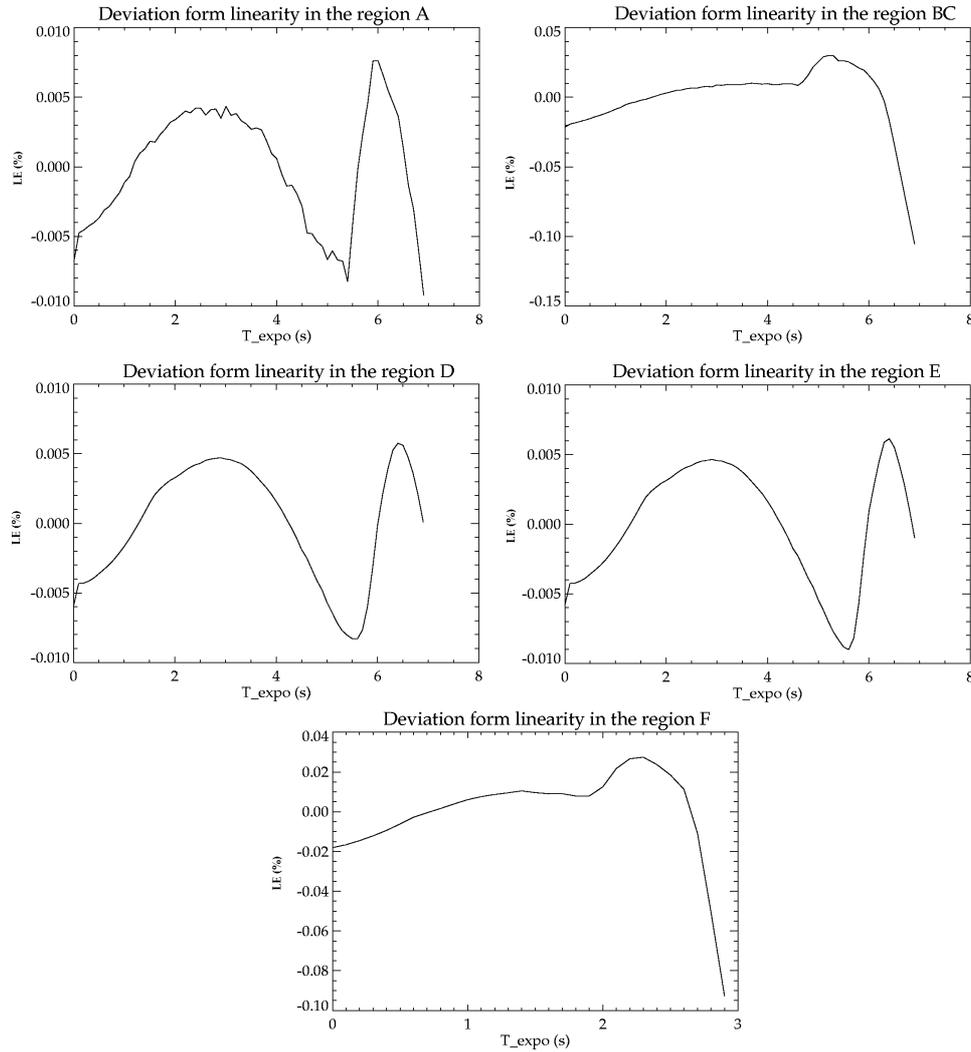


Figura 3.1: Misura della non linearità nelle 5 zone del piano focale IR.

elettroni prodotti per effetto fotoelettrico da ciascun pixel della matrice una differenza di potenziale; per questo motivo non è considerato nelle specifiche del piano focale. Il valore del CVF è stato comunque misurato poiché è necessario per calcolare gli altri parametri.

3.1.3 Dark Current (IR)

La dark current del detector, I_{dark} (fA), è definita come la corrente misurata all'uscita del detector in assenza di radiazione esterna:

$$I_{dark}[fA] = \frac{V_{dark}[V]}{t_{exp}[sec] \cdot CVF[V/photon]} \cdot q[Coulomb] \cdot 10^{15} \quad (3.1)$$

dove $V_{dark}[V]$ è la differenza di potenziale misurata in assenza di radiazione, $t_{exp}[sec]$ è il tempo di esposizione, $CVF[V/photon]$ è il *Conversion to Voltage Factor*, q [Coulomb] è la carica elettrica dell'elettrone ($1.60217733 \times 10^{-19}$ Coulomb). Per calcolare la *dark current* media sono state fatte delle

acquisizioni con diversi tempi di esposizione e diverse temperature del piano focale usando un corpo nero come sorgente, successivamente è stata applicata la formula 3.1 alla differenza del segnale tra due diverse esposizioni. In tabella 3.2 sono elencati i valori calcolati con tale procedimento e le rispettive temperature del piano focale. Le specifiche del piano focale indicano un valore medio della

Temperatura (K)	Dark Current (fA)
65	1.43
70	1.42
75	1.43
80	1.48
85	1.66
90	2.12
95	3.23
100	6.03
105	15.63
110	41.82
120	304.62
130	1144.43
140	1118.32
150	1107.96

Tabella 3.2: La dark current IR calcolata per diverse temperature del piano focale

dark current di 10fA a 70K e di 100fA a 100K. Confrontando questi valori con quelli in tabella 3.2 si può concludere che il piano focale è conforme alle specifiche.

3.1.4 Read Out Noise (IR)

Il readout noise, $Noise_{readout}$, è il rumore presente all'uscita del sensore in assenza di segnale ed è definito come la deviazione standard del segnale acquisito quando davanti al sensore non è presente alcuna sorgente. È stato calcolato eseguendo delle statistiche su delle acquisizioni fatte con tempo di integrazione nullo e una finestra fredda davanti al sensore. I risultati ottenuti sono elencati in tabella 3.3. Anche in questo caso è stata verificata la conformità con le specifiche nelle quali è

temperatura (K)	Read out noise (V)
70	5.891×10^{-4}
80	4.957×10^{-4}
85	4.767×10^{-4}
90	4.442×10^{-4}

Tabella 3.3: Il Readout noise IR calcolato per diverse temperature del piano focale

indicato un valore intorno a 10^{-4} V.

3.1.5 Quantum Efficiency (VIS)

La Quantum Efficiency, QE (%), è definita come il rapporto tra il numero di elettroni foto-generati dal sensore e il numero di fotoni incidenti sul sensore stesso. Questo parametro è stato calcolato solo per

il piano focale visibile. La sequenza di acquisizione [N dark + N flat field] è stata ripetuta per diverse lunghezze d'onda scegliendo il tempo di esposizione in modo tale che l'uscita dei pixel illuminati sia nell'intervallo di linearità del sensore. Per ciascuna lunghezza d'onda è stata calcolata la media dei frame di dark e la media dei frame di flat field, ne è stata fatta la differenza. Per ciascun pixel la QE (%) è stata calcolata come:

$$QE = \frac{S \cdot h \cdot c}{G_{sys} \cdot t_{exp} \cdot P_W \cdot A \cdot \lambda} \cdot 100 \quad (3.2)$$

dove: S è il segnale all'uscita del sensore espresso in unità adimensionali (ADU), h è la costante di Plank (6.6256×10^{-34} espressa in J · s), c è la velocità della luce ($2.9979 \cdot 10^8$ m/s), G_{SYS} è il guadagno totale del sistema espresso in (ADU/elettroni), t_{exp} è il tempo di integrazione espresso in secondi, P_W è la radianza incidente (W/m^2), A è l'area del pixel in m^2 e λ è la lunghezza d'onda della luce incidente (m). In figura 3.2 è mostrato il risultato dell'analisi per le tre temperature del piano focale per le quali sono state eseguite le misure.

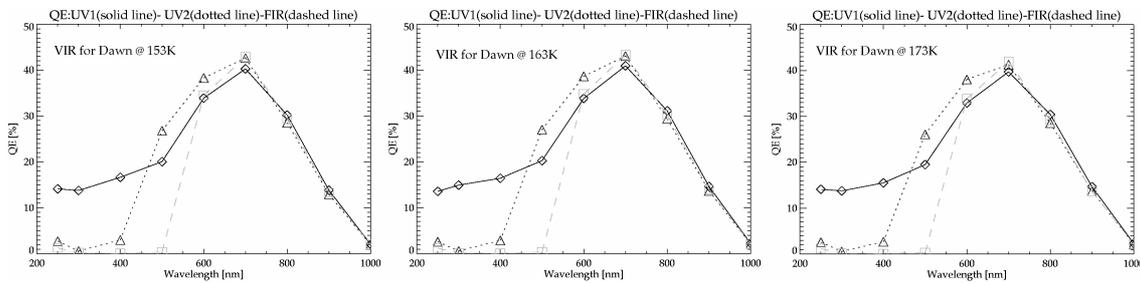


Figura 3.2: Misura della quantum efficiency del piano focale Vis.

3.1.6 Responsivity (VIS-IR)

La responsivity, R (V/photon), è definita come il rapporto tra il segnale misurato all'uscita del detector e il flusso incidente:

$$R\left[\frac{\mu V}{photon}\right] = \frac{S(t_{exp})}{Irr \cdot A \cdot t_{exp}} \cdot 10^6 \quad (3.3)$$

dove: t_{exp} in secondi è il tempo di esposizione, $S(t_{exp})$ in Volt è il segnale misurato, Irr espressa in $photon/(cm^2 \cdot sec)$ è l'irradianza incidente sui pixel del detector, A in cm^2 è l'area del pixel. La responsivity si calcola applicando direttamente l'equazione 3.3 ad una misura eseguita con una sorgente di Irradianza nota. In figura 3.3 è mostrato il risultato dell'analisi per le tre temperature del piano focale per le quali sono state eseguite le misure. In figura 3.4, invece, c'è un riassunto dei coefficienti di responsivity calcolati per le cinque zone de piano focale IR.

3.1.7 Defective Pixels (IR)

Un pixel è definito come *defective pixel* se si verifica una delle seguenti condizioni:

1. è sempre saturo (anche nelle dark o nel background)
2. è sempre morto (restituisce il segnale dell'offset elettronico anche quando è illuminato)
3. il segnale del pixel, nelle condizioni di *flat field*, ha un valore fuori dal range [lower bound, upper bound] dove gli estremi sono calcolati con metodi statistici.

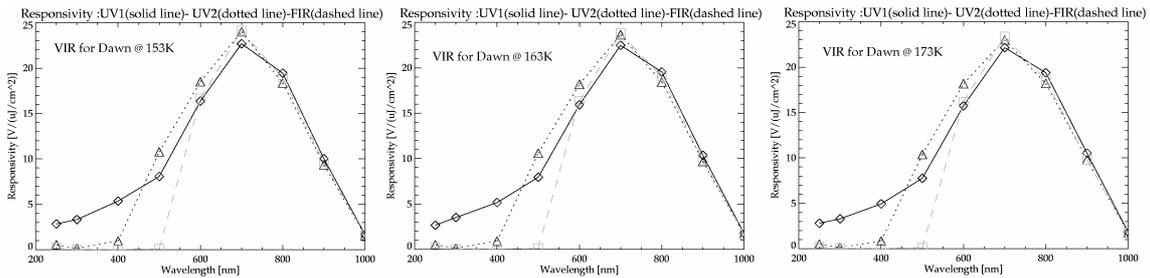


Figura 3.3: Misura della responsivity del piano focale Vis.

	Region A	Region B/C	Region D	Region E	Region F
70 K	$Resp = 0.714$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0015$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.836$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0023$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.648$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.642$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.653$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0006$ $\mu V/\text{photon}$
80 K	$Resp = 0.728$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0018$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.860$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0025$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.652$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.646$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.643$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0006$ $\mu V/\text{photon}$
85 K	$Resp = 0.732$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0018$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.865$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0026$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.653$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.646$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.635$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0005$ $\mu V/\text{photon}$
90 K	$Resp = 0.740$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0025$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.878$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0035$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.655$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.648$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0010$ $\mu V/\text{photon}$	$Resp = 0.627$ $\mu V/\text{photon}$ $\sigma = 0.0005$ $\mu V/\text{photon}$

Figura 3.4: Misura della responsivity del piano focale IR.

Usando delle misure di *flat field* è stata definita una matrice di pixel difettosi da applicare come maschere ai dati che verranno acquisiti durante la missione in modo da escludere dall'interpretazione scientifica quei pixel che non rispondono in modo ripetibile alle sollecitazioni esterne. Nella figura 3.5 sono riportati, per ciascuna zona e a differenti temperature del piano focale, il numero di pixel catalogati come difettosi.

	Region A Total pixels: 12690	Region B/C Total pixels: 23490	Region D Total pixels: 32400	Region E Total pixels: 15120	Region F Total pixels: 20520
70 K	49 pixels = 0.4%	37 pixels = 0.2%	15 pixels = 0.05%	34 pixels = 0.2%	40 pixels = 0.02%
80 K	51 pixels = 0.4%	45 pixels = 0.2%	15 pixels = 0.05%	34 pixels = 0.2%	47 pixels = 0.02%
85 K	53 pixels = 0.4%	49 pixels = 0.2%	15 pixels = 0.05%	43 pixels = 0.3%	58 pixels = 0.02%
90 K	51 pixels = 0.4%	48 pixels = 0.2%	16 pixels = 0.05%	34 pixels = 0.2%	47 pixels = 0.03%

Figura 3.5: Pixel difettosi del piano focale infrarosso.

3.2 Descrizione del set-up di calibrazione

La calibrazione di uno strumento complesso come VIR-MS richiede un apparato sperimentale che deve essere studiato in modo molto approfondito. Come detto nel capitolo 2, VIR-MS è dal punto di vista del progetto ottico uguale a VIRTIS, per questo motivo i due esperimenti sono stati calibrati usando lo stesso apparato sperimentale. E' bene notare però che questo terzo allestimento, dopo

quello per i due VIRTIS (Ammannito et al., 2006) (Filacchione et al., 2006), è stato eseguito cercando di migliorare alcuni aspetti, legati sia alla misura sperimentale che all'analisi dei dati, alla luce delle analisi fatte sui dati precedenti.

3.2.1 Il banco ottico e la camera di termovuoto

Di seguito si descriverà in modo approfondito l'apparato sperimentale. Tale apparato è stato allestito in una delle camere di calibrazione della Galileo Avionica di Firenze.

Le sorgenti luminose

Le sorgenti luminose utilizzate sono state due, dipendentemente dalla lunghezza d'onda della luce necessaria per eseguire la misura.

Nell'intervallo tra $0.25\mu\text{m}$ e $2\mu\text{m}$ è stata utilizzata una lampada a filamento Quarzo Tungsteno Alogena (QTH) da 50W. Questo tipo di lampada dà in uscita uno spettro di corpo nero nell'intervallo spettrale che va dal visibile al vicino infrarosso; per diminuire le fluttuazioni del segnale, la lampada è stata alimentata con una corrente molto stabile.

Nell'intervallo tra $2\mu\text{m}$ e $5\mu\text{m}$ è stata utilizzata una sorgente in Carburo di Silicio (SiC). Questo tipo di lampada è formata da un elemento ceramico che, se viene portato ad altissima temperatura, emette uno spettro di corpo nero nel vicino e medio infrarosso. Come per la QTH anche il SiC è collegato ad un alimentatore che fornisce una corrente molto stabile. Dalle foto in figura 3.6 si può

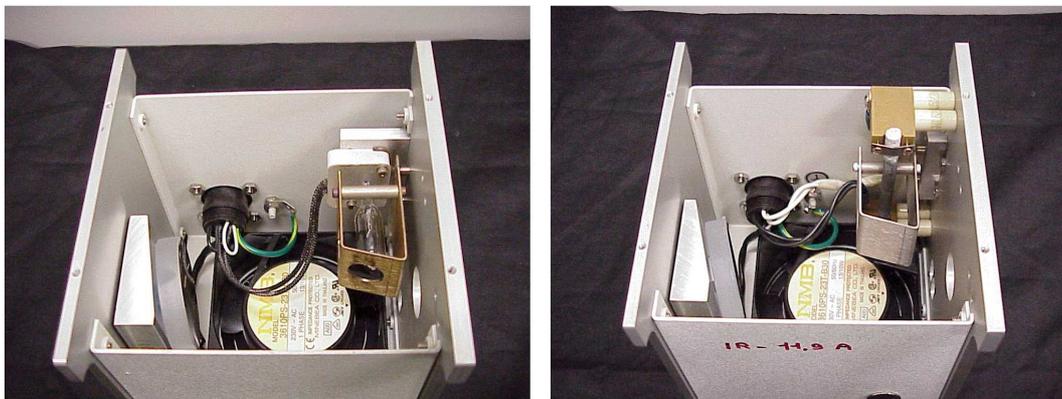


Figura 3.6: Sorgenti luminose: a sinistra la QTH, a destra il SiC.

vedere che entrambe le sorgenti citate sono collocate all'interno di una struttura insieme ad una ventola necessaria per impedire che la temperatura all'interno aumenti troppo e di un ottica per dirigere il fascio luminoso verso il monocromatore.

Il monocromatore

L'alloggiamento delle lampade è stata progettata per facilitarne il montaggio davanti alla fenditura di ingresso del monocromatore. Il monocromatore utilizzato è il modello SP-300i SpectraPro della Acton Research Corporation. In questo tipo di monocromatore le fenditure, sia quella di ingresso che quella di uscita sono motorizzate nel senso che è possibile cambiarne la larghezza attraverso dei

reticolo	torretta	densità solchi (solchi/mm)	intervallo con efficienza 60%	banda passante (nm)
1	1	600	(750-1400)nm	0.5
2	1	300	(1.3-2.5) μm	1.1
3	1	150	(2.6-5.3) μm	2.1
4	2	1200	(200-300)nm	0.23
5	2	1200	(270-450)nm	0.23
6	2	1200	(425-710)nm	0.23

Tabella 3.4: Caratteristiche principali del monocromatore. La banda passante nell'ultima colonna è stata calcolata con la larghezza della fenditura di $100\mu\text{m}$

telecomandi. Il monocromatore ha due torrette su cui in totale sono montati sei reticoli diffrattivi, tre per ciascuna torretta, ottimizzati per diverse lunghezze d'onda come riportato in tabella 3.4.

Lo schema ottico su cui si basa il funzionamento del monocromatore, nella configurazione usata per le misure di calibrazione, è illustrato in figura 3.7 a sinistra mentre a destra è riportata una foto del banco ottico in cui è possibile vedere il monocromatore, posizionato verticalmente, in modo tale da avere la fenditura di uscita in orizzontale. Nella foto è possibile riconoscere anche la sorgente

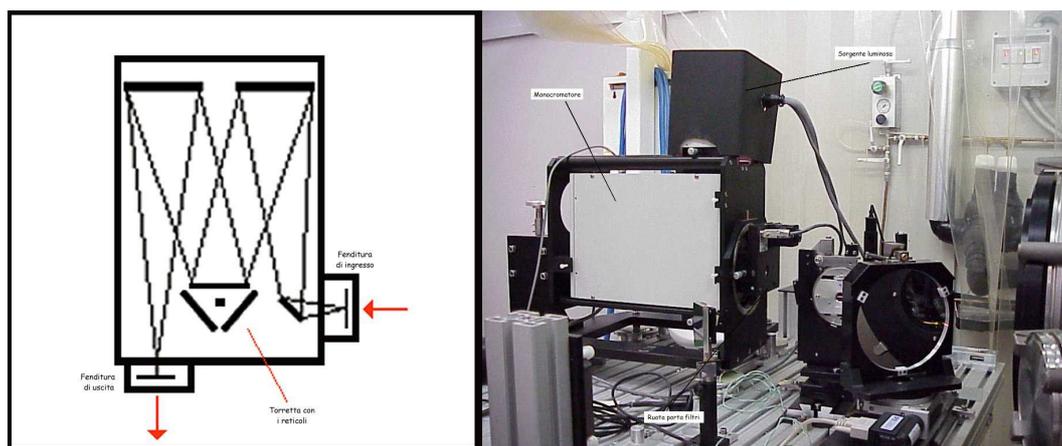


Figura 3.7: Il monocromatore: a sinistra lo schema ottico, a destra una foto del banco ottico

luminosa che è stata schermata da un cartoncino nero per diminuire il contributo della radiazione ambientale. La banda passante del monocromatore dipende dalla larghezza della fenditura di uscita e dal reticolo che è stato usato per le diverse misure. Ad esempio, per la calibrazione spettrale, la larghezza della fenditura di uscita è stata posta uguale a $100\mu\text{m}$ sia per il visibile che per l'infrarosso. Poichè l'intervallo di lunghezze d'onda esplorate ha richiesto il cambio del reticolo, la larghezza di banda associata alle diverse scansioni spettrali è cambiata durante le misure come è espresso nell'ultima colonna della tabella 3.4.

Appena fuori dalla fenditura di uscita si possono montare dei filtri d'ordine posizionati su una ruota porta filtri in modo da eliminare il contributo della luce proveniente dagli ordini superiori del reticolo del monocromatore. Nella foto in figura 3.7 a destra si vede, oltre al monocromatore e alla sorgente, anche la posizione della ruota portafiltri. I filtri sono in grado di bloccare circa il 90% della luce. Nella figura 3.8 sono elencate le lunghezze d'onda a cui ciascun filtro taglia il segnale (a sinistra) ed una foto della ruota porta filtri (a destra).

N° FILTRO	POSIZIONE DEL TAGLIO
1	Nessun filtro
2	320 (nm)
3	590 (nm)
4	665 (nm)
5	715 (nm)
6	Nessun filtro

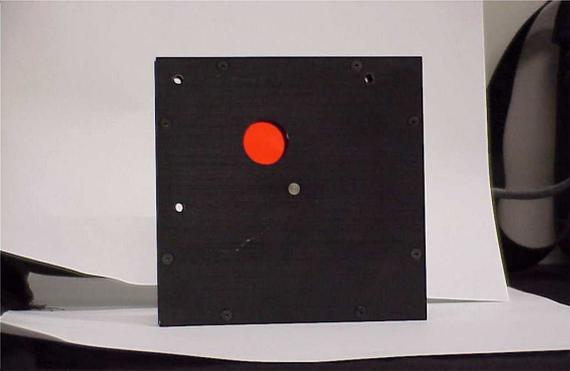


Figura 3.8: Il monocromatore: a sinistra la corrispondenza tra la posizione della ruota porta filtri e le lunghezze d'onda della luce tagliata, a destra una foto della ruota prima di essere montata

Le ottiche

Il fascio luminoso uscente dal monocromatore passa attraverso un sistema di specchi (foto a sinistra in figura 3.9) studiato e montato in modo tale da focalizzare la luce sul piano focale del collimatore. Nel fuoco del collimatore si trova una struttura sulla quale è possibile montare diversi tipi di target dipendentemente dalla misura che si vuole eseguire. Nel caso della calibrazione spettrale è stata montata una fenditura più corta rispetto a quella del monocromatore con le dimensioni $0.1\text{mm} \times 14\text{mm}$ mostrata nella foto a destra in figura 3.9, altri tipi di target usati sono il pin-hole, fenditure con altre caratteristiche geometriche e target dedicati alla caratterizzazione delle proprietà di imaging dello strumento. Il collimatore (foto a destra in figura 3.10) consiste in uno specchio parabolico fuori asse,



Figura 3.9: Gli elementi del banco ottico: a sinistra il sistema di specchi all'uscita del monocromatore, a destra la fenditura utilizzata per la calibrazione spettrale

avente un metro di lunghezza focale, che rende paralleli i raggi divergenti uscenti dalla fenditura posta nel suo fuoco; in questo modo lo strumento vede il fascio luminoso come se questo provenisse da una sorgente all'infinito. Il collimatore invia il fascio verso uno specchio piano di ripiegamento motorizzato che può ruotare sia intorno all'asse orizzontale che intorno all'asse verticale. Nella figura 3.10 a sinistra è mostrata una foto dello specchio di ripiegamento nella quale si vede il sistema di assi e slitte micrometriche che permette allo specchio di ruotare intorno agli assi verticale e orizzontale.

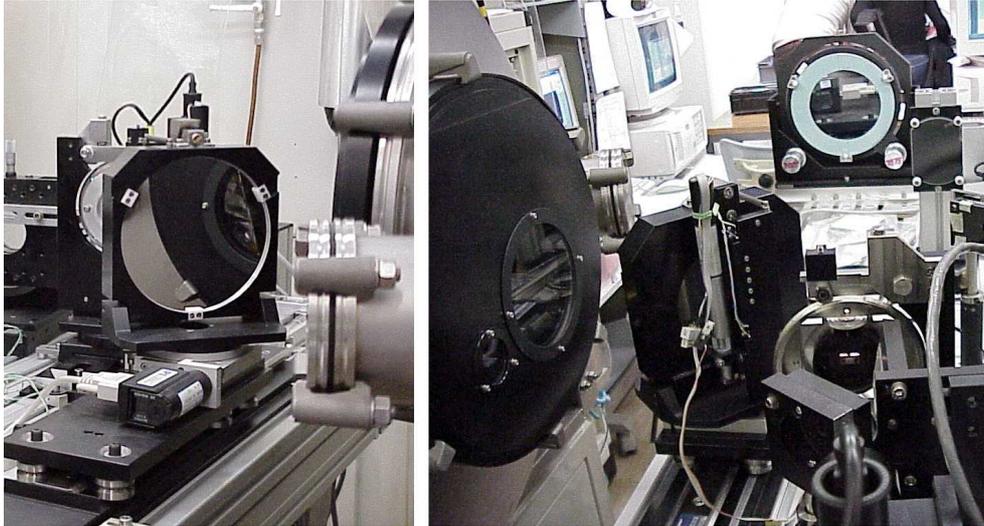


Figura 3.10: Gli elementi del banco ottico: a sinistra lo specchio di ripiegamento davanti alla TVC, a destra lo specchio del collimatore

La camera di termovuoto

Il raggio luminoso raggiunge quindi VIR-MS che si trova all'interno di una camera di termovuoto (TVC). La camera ha una finestra di CaF_2 , che è possibile vedere nella foto a destra in figura 3.10. L'ambiente all'interno della TVC si trova ad una temperatura di circa 130K e una pressione di $1 \cdot 10^{-6}$ mbar; questi valori sono costantemente controllati e memorizzati da un apposito PC.

3.2.2 Lo Unit Tester e l'Optical Control System

Nelle calibrazioni del modulo ottico di VIR-MS, sia l'esperimento che il banco ottico sono controllati dallo Unit Tester (UT), una unità di calibrazione che permette di gestire in remoto sia la movimentazione delle parti meccaniche del banco ottico che le operazioni eseguite dall'esperimento posizionato nella TVC. Questo è possibile poiché lo UT è un'unità di processamento specifica per le calibrazioni a Terra e può, quindi, essere ottimizzata per questo tipo di acquisizioni. Nei test successivi, quando lo strumento è completamente assemblato, questo è comandato attraverso l'elettronica di volo che non essendo stata progettata per le acquisizioni in laboratorio non è in grado di gestire il banco ottico ma solo l'esperimento.

Durante la fase di preparazione della misura, gli elementi del banco ottico sono controllati dall'Optical Control System (OCS) in questo modo è possibile, ad esempio, assestare le posizioni degli specchi e cambiare le caratteristiche del monocromatore. Quando i parametri per effettuare l'acquisizione sono stati tutti decisi, è possibile, tramite lo UT, far eseguire al sistema (banco ottico + esperimento) una sequenza. Da questo momento, non è più possibile operare direttamente sull'OCS ma è l'UT ad indicargli i valori che devono assumere i diversi parametri e in quale momento. Quando la sequenza arriva alla fine l'OCS torna ad essere utilizzabile indipendentemente dall'UT ed è possibile cominciare a studiare i parametri per la misura successiva.

Nella tabella 3.5 è riportata per esteso la sequenza relativa ad una delle sessioni di calibrazione spettrale. Nella sequenza, inizialmente vengono impostati i parametri dei piani focali tra cui anche il tempo di esposizione, poi si leggono le posizioni degli elementi utilizzati per la misura che si sta effettuando, informazioni che verranno successivamente scritte in appositi file dall'OCS come spie-

```

OCS_SET_OPEN_MEAS_SESSION;
M_CCD_WIN_X1 72;
M_CCD_WIN_Y1 0;
M_CCD_WIN_X2 947;
M_CCD_WIN_Y2 511;
M_IR_VDETCOM 3.200;
M_IR_VDETADJ 2.700;
M_IR_DETECT 1;
M_IR_EXPO 0.02;
M_CCD_EXPO 1.0;
HK_REQUEST;
OCS_SET_OUTPUT_DEVICE 4, 1;
OCS_SET_OUTPUT_DEVICE 2, 1;
OCS_SET_OUTPUT_DEVICE 3, 1;
DELAY 500;
OCS_SET_MONOCHROMATOR_READ;
OCS_SET_ACTUATOR_READ 2;
OCS_SET_ACTUATOR_READ 3;
INPUT_MESSAGE Please mount turret #1 and QTH source in the monochromator;
IF_MESSAGE Are the turret #1 and QTH OK ?;
OCS_SET_MONOCHROMATOR_GRATING 1;
OCS_SET_MONOCHROMATOR_FILTER 5;
INPUT_MESSAGE Please set monochromator slit width = 100 micron;
IF_MESSAGE Is the monochromator slit OK?;
OCS_SET_MONOCHROMATOR_READ;
LOOP 176;
OCS_SET_MONOCHROMATOR_WAVELENGTH 1030.0 (0.4);
OCS_SET_MONOCHROMATOR_READ;
DELAY 500;
START_EXPO;
REPEAT;
INPUT_MESSAGE Please insert shutter in front of OGSE source;
IF_MESSAGE Is the OGSE shutter inserted?;
CHANGE_FILE_IMAGE;
DELAY 500;
START_EXPO;
OCS_SET_CLOSE_MEAS_SESSION;
OCS_SET_LOCAL;

```

Tabella 3.5: Sequenza di comando per una sessione di calibrazione spettrale.

gato nel capitolo sul formato dei dati, poi inizia un ciclo, in questo caso di 176 passi, in cui ciascuno di essi differisce dal precedente per il valore della lunghezza d'onda a cui si trova il monocromatore. In questo punto della procedura si può vedere che la sincronizzazione tra il banco ottico e le acquisizioni di VIRTIS si ottiene dando i comandi al monocromatore e poi aspettare un tempo molto lungo, 500 secondi, prima di iniziare l'acquisizione; in questo modo si è ragionevolmente sicuri che il monocromatore è nella giusta posizione quando si esegue la misura. Alla fine del ciclo si esegue una misura per stimare la radiazione ambientale posizionando un cartoncino nero davanti alla fenditura nel fuoco del collimatore e alla fine si scollega l'OCS mandandolo in locale.

3.3 L'acquisizione di VIR-MS: analisi on-line e off-line

3.3.1 L'allineamento

Prima di eseguire le misure è necessario verificare che la fenditura di VIR-MS e il banco ottico siano ben allineati cioè siano entrambi ortogonali all'asse perpendicolare al piano terrestre.

Per prima cosa bisogna allineare VIR-MS poichè solo quando si chiude definitivamente la porta della TVC è possibile posizionare il banco ottico nella configurazione di misura ed allinearlo. Quando

VIR-MS è posizionato all'interno della TVC, viene allineato con il piano orizzontale terrestre a temperatura ambiente tramite l'utilizzo di un teodolite, uno strumento di misura degli angoli che permette di avere delle misure con un'accuratezza pari a frazioni del secondo centesimale. Successivamente si eseguono dei cicli durante i quali si raffredda l'ambiente all'interno della TVC, si controllano gli eventuali spostamenti dello strumento, si torna a temperatura ambiente e si posizionano degli spessori adeguati. Questo ciclo viene ripetuto e, solo quando lo strumento risulta allineato durante la fase di termovuoto, si considera completata la procedura.

Alla fine dei cicli freddi si chiude definitivamente la porta della TVC; a questo punto è possibile posizionare il banco ottico davanti alla finestra di CaF_2 e procedere alla seconda fase dell'allineamento. Ai bordi del banco ottico sono montate due livelle ad acqua perpendicolarmente tra loro come mostra la foto in figura 3.11. Il banco risulta allineato con il piano orizzontale terrestre solo se entrambe le due bolle sono centrate rispetto ai riferimenti segnati sul vetro. Per ottenere la posizione



Figura 3.11: L'allineamento del banco ottico: a sinistra le bolle non centrate, a destra posizione delle bolle quando il banco ottico è allineato con l'orizzontale

ottimale delle bolle si modifica l'altezza di una serie di piedini che sorreggono le gambe del tavolo su cui si trova il banco ottico. Dalla procedura usata per l'allineamento del banco ottico si vede che questa attività non è critica: il fascio che passa dal banco ottico alla camera, infatti, è un fascio collimato e non divergente. Per questo motivo, l'allineamento con le due livelle ortogonali è considerato sufficiente.

3.3.2 Acquisizione del singolo frame

Una volta allineato il sistema è possibile iniziare le misure. Il primo passo è quello di modificare le posizioni degli specchi e i tempi di integrazione in modo tale da ottimizzare il segnale ed evitare la saturazione dei piani focali. Questa procedura consiste nello scegliere dei parametri iniziali basandosi su stime legate all'esperienza fatta con la calibrazione di VIRTIS e alle misure precedenti sullo stesso strumento ed eseguire, quindi, l'acquisizione di un unico *frame* con VIR-MS. A questo punto è possibile osservare il risultato della misura cioè visualizzare in una schermata dell'UT il *frame* acquisito e la forma del segnale corrispondente a ciascun *pixel* come mostrato in figura 3.12. A sinistra è illustrato il *frame* avente sull'asse delle ascisse le *band*, cioè la dimensione spettrale, mentre sull'asse delle ordinate i *sample*, cioè la dimensione spaziale lungo la fenditura. E' possibile vedere la presenza dell'ordine principale nella colonna 148 e degli ordini superiori del reticolo di VIR-MS. Nel pannello riportato sulla destra si può vedere in alto un riquadro con le statistiche relative a tutto il *frame* e ad un riquadro intorno al cursore di 35 *band* e di 35 *sample*; in basso sono mostrati i profili

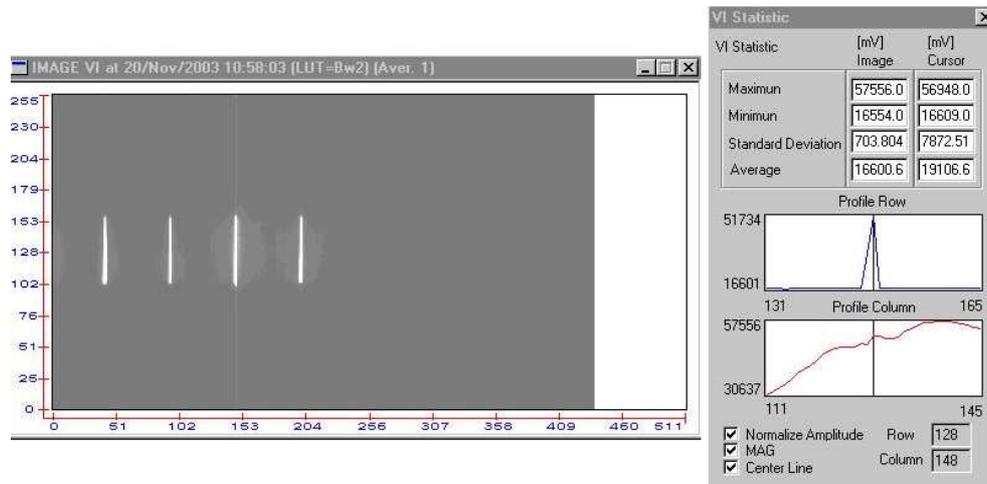


Figura 3.12: Immagine del frame: a sinistra la visualizzazione del frame, a destra la statistica associata ad uno dei pixel

di riga e di colonna all'interno del cursore e la posizione esatta del cursore stesso. In questo modo è possibile evitare che i dati siano saturati e verificare che tutto stia funzionando bene, in particolare che l'allineamento degli elementi risulti soddisfacente. Quando dall'analisi del *frame* è evidente che tutti i parametri sono stati scelti in modo adeguato, si inseriscono nella sequenza e si procede ad una acquisizione completa.

3.3.3 Documentazione (Log book - As Run)

E' di fondamentale importanza documentare in modo preciso le procedure di acquisizione, questo, infatti, permetterà di eseguire l'analisi dei dati tenendo conto di qualunque cosa sia accaduta in camera di calibrazione anche se è passato molto tempo o se le persone che si stanno accupando dell'analisi non erano fisicamente presenti.

In tempo reale si tiene aggiornato un *log-book* cioè un diario di tutte le operazioni effettuate sia sul banco ottico che su VIR-MS durante le misure. Il log-book deve essere molto dettagliato e documentare tutti i problemi che si sono presentati e come sono stati risolti, deve riportare tutti i singoli tentativi effettuati per trovare i giusti parametri e deve avere tutti gli interventi fatti sul banco ottico come il montaggio e lo smontaggio dei vari elementi passando da un tipo di misura ad un altro.

Inoltre, bisogna scrivere un *as-run* che è specifico per ogni tipo di misura, ad esempio uno per la calibrazione spettrale, uno per quella geometrica etc. In questo tipo di documento si scrivono tutte le sessioni eseguite e, nel caso siano state interrotte bisogna indicarne la motivazione, tutti i parametri impostati, le foto dell'apparato sperimentale, le sequenze lanciate dall'UT e parte del pre-processamento eseguito.

3.3.4 Verifica dei dati: analisi off-line

Nel momento in cui si completa l'acquisizione di una sessione è possibile scaricarla dal disco dell'UT ad altri sistemi utilizzati per un'analisi più approfondita rispetto a quella possibile in tempo reale. Mentre quindi in camera di calibrazione si procede a eseguire un'altra sessione, è possibile controllare i dati appena acquisiti in modo tale che se si fossero presentati dei problemi durante la scansione è

possibile ripetere la misura in breve tempo. Per eseguire quest'analisi *off-line* bisogna poter leggere il dato nel formato grezzo con cui lo scrive l'UT che generalmente è diverso da quello che utilizza l'EGSE e che è stato spiegato precedentemente.

Le maggiori differenze riguardano le dimensioni del *cube*, infatti, l'EGSE produce dei dati che, sia nel visibile che nell'infrarosso, hanno un *frame* di $432 \text{ band} \times 256 \text{ sample}$ mentre le *line* dipendono dalla misura che si effettua. L'UT utilizzato presso la Galileo Avionica, invece, scrive un *frame* visibile di $438 \text{ band} \times 256 \text{ sample}$ e uno infrarosso di $438 \text{ band} \times 270 \text{ sample}$. Nei dati grezzi sprovvisti di etichette che dichiarano in precedenza le dimensioni del *cube*, è necessario conoscere questi valori per poter scrivere un programma di lettura del dato. Un'ulteriore differenza consiste nel formato con cui viene scritto il dato. L'UT utilizza gli interi senza segno mentre l'EGSE utilizza gli interi con segno.

Una volta tenuto conto di questi problemi è possibile leggere i dati grezzi con i normali programmi di analisi dati, in questo caso IDL ed ENVI. Questi programmi sono molto più potenti rispetto alla visualizzazione del *frame* fornita dall'UT e permettono di vedere con maggior precisione cosa è successo durante l'acquisizione. La forma dei profili, il livello del segnale, la presenza di *stray-light*, la visualizzazione delle immagini con entrambe le dimensioni spaziali possono essere indagati con una grande precisione.

Nel caso della calibrazioni di VIR-MS, oltre all'analisi del dato in se è stato possibile anche un confronto diretto e repentino con le corrispondenti acquisizioni eseguite da VIRTIS. Grazie anche a questa circostanza oltre che alla precisione con cui sono stati controllati i dati, è stato possibile rendersi conto da subito di alcune anomalie nel funzionamento dello strumento e quindi di correggerle.

3.4 La calibrazione spettrale

Lo scopo della calibrazione spettrale è quello di determinare la funzione di risposta spettrale (SRF) dello strumento, cioè quella funzione che permette di ricostruire lo spettro della radiazione incidente partendo dai conteggi misurati dallo strumento in ciascuno dei suoi canali spettrali. Per uno strumento come VIR-MS si può ipotizzare che la risposta spettrale dei singoli canali sia di tipo gaussiano e quindi caratterizzabile tramite due parametri, la lunghezza d'onda centrale e la larghezza di banda. La SRF dello strumento sarà quindi data dalla convoluzione delle SRF dei singoli canali.

3.4.1 Le misure eseguite

Per le sessioni dedicate alla calibrazione spettrale è stato utilizzato un monocromatore per eseguire delle scansioni spettrali. Per il visibile, sono state fatte tre scansioni rispettivamente intorno a 400nm, 600nm, e 1000nm, ciascuna con un passo di 0.4nm e una FWHM del segnale uscente dal monocromatore (banda passante) ad ogni passo più piccola di 0.3nm. Per l'infrarosso, invece, le tre scansioni sono state fatte intorno a 1000nm, 3000nm e 4950nm con un incremento di 2nm e una banda passante più piccola di 1nm. Quindi, per ogni piano focale sono state scelte tre zone spettrali equamente distribuite su tutto il loro intervallo di sensibilità.

In questo modo è possibile studiare la risposta spettrale di VIR-MS poichè il passo con cui si muove il monocromatore in ogni passo della scansione è molto più piccolo della risoluzione aspettata dello strumento, che secondo le specifiche è di 2.6nm per il visibile e di 14nm per l'infrarosso. Quella eseguita, quindi, è una scansione *sub-pixel* che permette di conoscere la risposta dello strumento a diverse lunghezze d'onda tutte appartenenti all'intervallo di sensibilità di ogni singola banda. Le misure effettuate permettono, quindi, di visualizzare il profilo spettrale delle *band* (colonne del piano focale) illuminate durante le scansioni eseguite e di studiarne le caratteristiche. Durante il test è stato

necessario, a causa dell'ampio intervallo spettrale considerato, cambiare la sorgente, i parametri del monocromatore (reticoli, larghezza delle fenditure di ingresso e di uscita, filtri per la soppressione degli ordini superiori) e i tempi di esposizione delle singole acquisizioni.

Le sessioni utilizzate per la calibrazione spettrale, sia per il visibile che per l'infrarosso, sono elencate in figura 3.13.

Session Name	Source	Mcr parameters						Note
		Wave 0	Step	Grating	Turret	Filter	Bandpass	
vir_ms_fm_spectral_vis_00000	QTH	394	0.4	5	2	1	0.6	Transmission
vir_ms_fm_spectral_vis_00002	QTH	544	0.4	6	2	2	0.6	Transmission
vir_ms_fm_spectral_vis_00004	QTH	694	0.4	6	2	3	0.6	Transmission
vir_ms_fm_spectral_vis_00006	QTH	844	0.4	6	2	3	0.6	Transmission
vir_ms_fm_spectral_vis_00008	QTH	994	0.4	6	2	5	0.6	Transmission
vir_ms_fm_spectral_vis_550_001	QTH	544	0.4	6	2	2	0.6	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_vis_700_001	QTH	694	0.4	6	2	3	0.6	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_vis_850_001	QTH	844	0.4	6	2	3	0.6	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_vis_400_001	QTH	394	0.4	5	2	1	0.6	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_vis_1000_003	QTH	994	0.4	6	2	5	0.6	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_ir_1040_002	QTH	1020	0.4	1	1	5	1.0	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_ir_2000_002	QTH	1970	2	2	1	4	2.2	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_ir_3000_000	SiC	2970	2.0	3	1	6	2.1	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_ir_4000_000	SiC	3970	2.0	3	1	6	4.2	Diffusion
vir_ms_fm_spectral_ir_4500_001	SiC	4470	2.0	3	1	6	5.0	Diffusion

Figura 3.13: Sessioni utilizzate per la calibrazione spettrale.

L'ultima colonna della figura 3.13 si riferisce ai due differenti tipi di scan utilizzati. Nel caso della trasmissione il fascio proveniente dal monocromatore passa attraverso una fenditura posta nel piano focale del collimatore, in questo modo si ottiene un buon livello di segnale ma l'allineamento tra la fenditura del monocromatore e quella del banco ottico può risultare un punto critico. Nel caso della diffusione, invece, nel piano focale del collimatore è posizionato un target diffusivo, in questo caso non si pone il problema dell'allineamento ma c'è una significativa diminuzione del segnale. Data la loro complementarità, si è deciso di eseguire entrambi i tipi di scansione e di valutare a posteriori quale dei due *data set* fosse più indicativo.

3.4.2 L'analisi e i risultati

Assumendo una SRF di tipo gaussiano per i singoli canali, sono stati calcolati i due parametri che le caratterizzano per i canali illuminati durante le scansioni indicate in tabella 3.13. Due esempi di SRF, uno per il piano focale visibile e uno per l'infrarosso, sono riportati in figura 3.14

In ciascun grafico in alto è riportato il canale spettrale al quale il profilo si riferisce. I punti rappresentano le misure sperimentali mentre le linee continue sono il fit gaussiano. I diversi colori si riferiscono a diverse posizioni lungo la fenditura.

Queste misure, che hanno interessato solo una parte delle *band*, sono state estrapolate a tutti i canali usando dei modelli polinomiali, in particolare una funzione lineare per la lunghezza d'onda centrale e un polinomio al quarto ordine per la larghezza di banda. I parametri calcolati con tali fit sono elencati in figura 3.15 L'uso di queste funzioni come modelli deriva da valutazioni di tipo teorico sulle prestazioni ottiche di VIR-MS. La linearità della lunghezza d'onda centrale deriva direttamente dall'assunzione che si possa considerare lineare, per queste lunghezze d'onda, la dispersione del reticolo. Il caso della larghezza spettrale, invece, è diverso. Se lo strumento rispondesse perfettamente, la larghezza spettrale sarebbe costante per tutte le *band*. I punti sperimentali, invece, mostrati nel grafico a destra in figura 3.16 per il VIS e in figura 3.17 per l'IR, mostrano chiaramente che questa

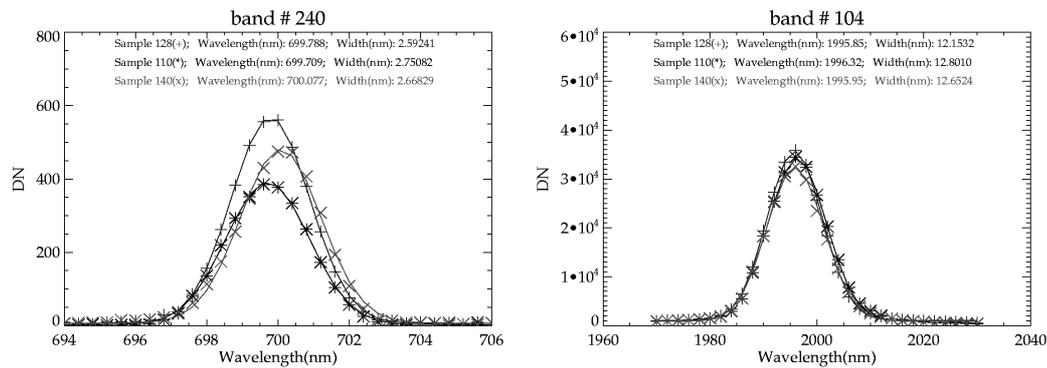


Figura 3.14: SRF per i due piani focali di VIR-MS.

		Spectral dispersion		Spectral width				
VIS	Model	$a \cdot x + b$		$a \cdot x^4 + b \cdot x^3 + c \cdot x^2 + d \cdot x + e$				
	Parameters	$a=1.89223$	$b=245.660$	$a=1.3e^{-10}$	$b=-1.1e^{-7}$	$c=1.89e^{-5}$	$d=0.0047$	$e=1.6$
	Sigma	$\sigma_a=0.00033$	$\sigma_b=0.085$	$\sigma_a=8.1e^{-10}$	$\sigma_b=7.8e^{-7}$	$\sigma_c=0.26e^{-5}$	$\sigma_d=0.0037$	$\sigma_e=1.7$
IR	Model	$a \cdot x + b$		$a \cdot x^4 + b \cdot x^3 + c \cdot x^2 + d \cdot x + e$				
	Parameters	$a=9.4593$	$b=1011.29$	$a=-6.8e^{-10}$	$b=8.23e^{-7}$	$c=-2.09e^{-4}$	$d=0.0021$	$e=13.9$
	Sigma	$\sigma_a=0.0011$	$\sigma_b=0.28$	$\sigma_a=2.3e^{-9}$	$\sigma_b=1.6e^{-6}$	$\sigma_c=3.80e^{-4}$	$\sigma_d=0.0335$	$\sigma_e=1.2$

Figura 3.15: Coefficienti dei fit utilizzati per estrapolare i parametri di banda a tutto il range spettrale.

condizione non è verificata. In modo del tutto empirico si è scelta una polinomiale per estrarre le informazioni a tutte le band anche se, con questa procedura, è possibile avere solo delle indicazioni sull'andamento della larghezza di banda e non certo un calcolo deterministico.

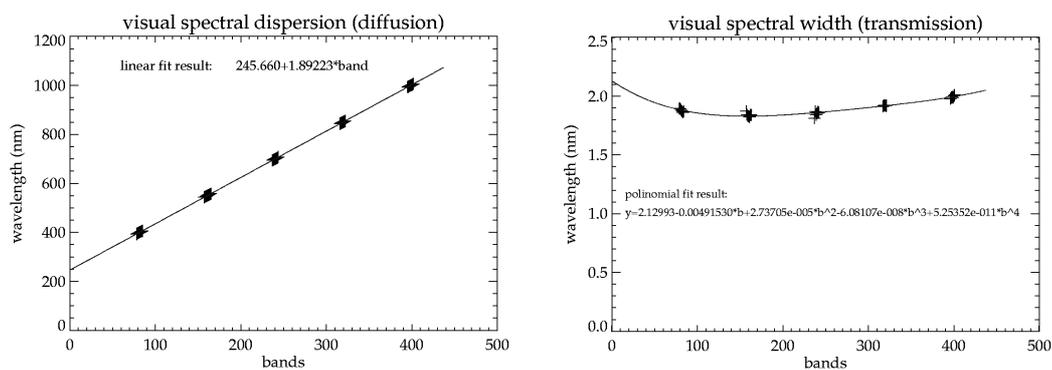


Figura 3.16: SRF del piano focale VIS di VIR-MS.

Nelle figure 3.16 e 3.17 sono visualizzati i grafici che derivano dai coefficienti in tabella 3.15. In tali grafici i punti neri indicano le misure sperimentali mentre le linee rosse sono i fit calcolati. Nel caso del visibile (figura 3.16) sono stati usati per la larghezza di banda i dati acquisiti in trasmissione, mentre, per la lunghezza d'onda centrale quelli acquisiti in diffusione. Questa scelta è stata motivata da un'attenta analisi delle acquisizioni, infatti la misura della lunghezza d'onda centrale risente di eventuali errori nel allineamento delle fenditure ed è quindi meglio caratterizzabile con la configu-

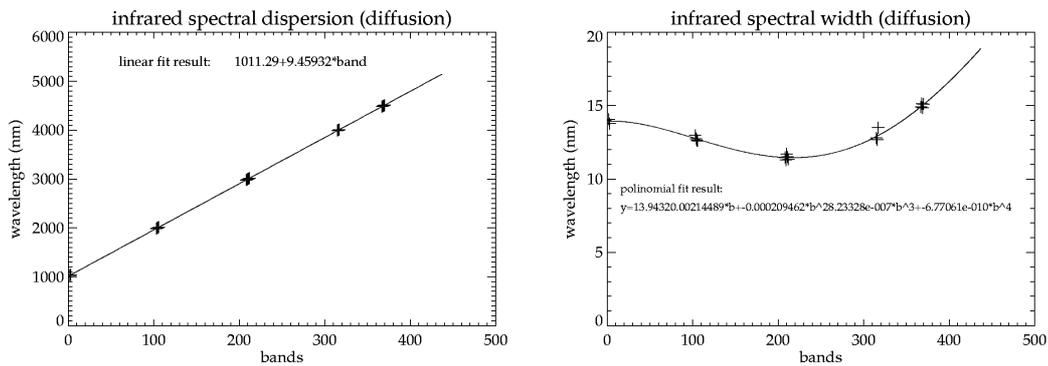


Figura 3.17: SRF del piano focale IR di VIR-MS.

razione 'in diffusione' mentre per la larghezza di banda è stata usata la configurazione in trasmissione poichè non questa misura non risente di piccoli disallineamenti mentre ha bisogno di una maggiore intensità del segnale. Per l'infrarosso sono state eseguite solo misure in diffusione poichè non si è raggiunto una condizione di allineamento accettabile tra le due fenditure.

3.5 La calibrazione geometrica

Lo scopo della calibrazione geometrica è quello di determinare la funzione di risposta spaziale (PSF) dello strumento, cioè quella funzione che permette di ricostruire lo scenario che l'esperimento sta osservando partendo dai conteggi misurati dallo strumento in ciascun pixel spaziale. La PSF dello strumento è la convoluzione delle PSF dei singoli pixel.

3.5.1 Le misure eseguite

Come sorgente nelle sessioni dedicate alla calibrazione spaziale è stata utilizzata una lampada spettrale (HgNe) per eseguire delle scansioni spaziali. Sono state eseguite delle scansioni ortogonali e longitudinali rispetto alla fenditura dello strumento posizionando nel fuoco del collimatore una fenditura larga 0.1mm che corrispondono sul piano focale a 0.4 pixel. Il passo della scansione è di 32 μ rad, in questo modo, è possibile studiare la risposta spaziale di VIR-MS poichè questo valore è più piccolo della dimensione angolare dei pixel dello strumento, che secondo le specifiche è di 250 μ rad per entrambi i canali. Quella eseguita, quindi, è una scansione *sub-pixel* che permette di studiare in dettaglio la risposta dello strumento.

Nel caso di scansioni ortogonali alla fenditura la dimensione del pixel è determinata dalla fenditura di ingresso dello strumento si parla quindi di *Slit Function*, nel caso invece di scansioni longitudinali il pixel in esame è delimitato dai pixel adiacenti, si parla quindi di *Pixel Function*. Le scansioni parallele alla fenditura sono state utilizzate anche per misurare la funzione *IFOV*, cioè la distanza spaziale tra i centri di due pixel consecutivi; chiaramente, date le caratteristiche dell'esperimento, è necessario quantificare sia l'*IFOV-Y* che l'*IFOV-Z* che sono rispettivamente l'*IFOV* nella direzione della fenditura e dello specchio. In figura 3.18 è riportata una rappresentazione grafica delle scansioni eseguite.

Per caratterizzare la risposta dello strumento in tutto il campo di vista, sono state eseguite scansioni in diverse posizioni indicate nella figura 3.19. In tale figura l'asse orizzontale rappresenta la

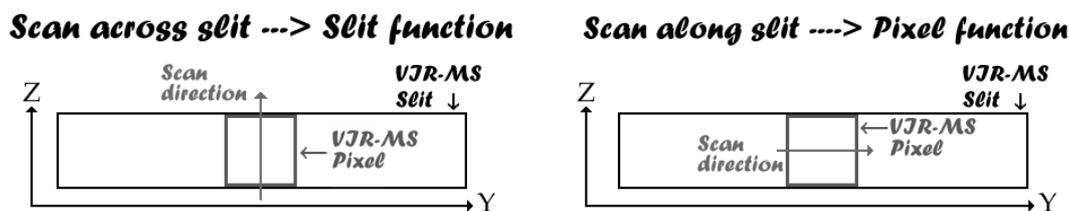


Figura 3.18: Le scansioni spaziali eseguite per la calibrazione geometrica

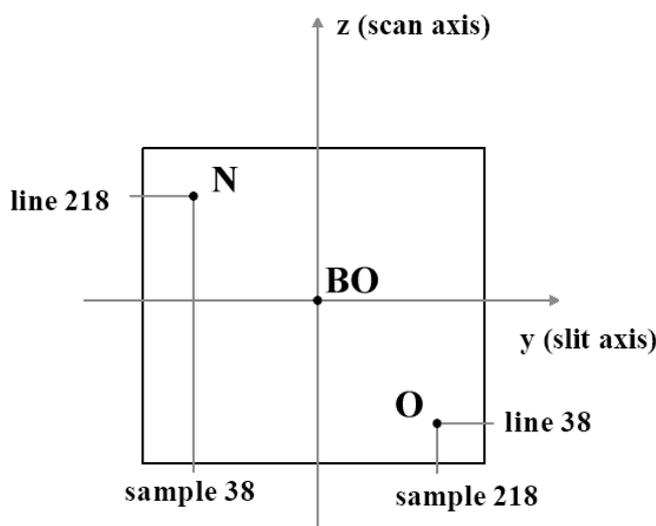


Figura 3.19: Localizzazione nel campo di vista di VIR-MS delle scansioni spaziali

dimensione spaziale determinata dalla fenditura mentre l'asse verticale è la dimensione spaziale determinata dalla scansione dello specchio primario del telescopio. Il punto indicato con BO è il *boresight* o asse ottico dello strumento che corrisponde al centro della fenditura e della scansione, i punti N e O sono invece dei punti fuori asse. Per ottenere una caratterizzazione completa della PSF, le scansioni avrebbero dovuto essere fatte per ciascun pixel dell'immagine; per vincoli di tempo e per valutazioni teoriche sul comportamento ottico di VIR-MS, si è deciso di misurare la PSF solo nei punti indicati nella figura 3.19 poiché le informazioni ottenute sono comunque sufficienti per valutare la risposta spaziale dello strumento.

Le sessioni utilizzate per la calibrazione spaziale, sia per il visibile che per l'infrarosso, sono elencate in tabella 3.6. Nel nome di ciascuna sessione si fa riferimento al tipo di scansione (slit se ortogonale, pixel se parallela alla fenditura) e alla posizione nel campo di vista (BO, N, O).

3.5.2 L'analisi e i risultati

Per entrambi i tipi di scansione è stata eseguita un'analisi analoga. Fissato un pixel illuminato durante la scansione sono stati ricostruiti i profili spaziali in entrambe le direzioni e sono stati fittati con una funzione di tipo gaussiano. La larghezza spaziale dei pixel è uguale alla FWHM delle gaussiane. La IFOV, invece, è la distanza tra i massimi di due gaussiane consecutive. I grafici in figura 3.20 mo-

nome della sessione	start scan	stop scan	passo	n° scan
vir_ms_fm_pixel_BO00000_ir	-1250	1310	32	80
vir_ms_fm_pixel_BO00000_vis	-1250	1310	32	80
vir_ms_fm_pixel_FOV_N00000_ir	-23498	-20938	32	80
vir_ms_fm_pixel_FOV_N00000_vis	-23498	-20938	32	80
vir_ms_fm_pixel_FOV_O00000_ir	21502	24062	32	80
vir_ms_fm_pixel_FOV_O00000_vis	21502	24062	32	80
vir_ms_fm_slit_BO00100_ir	-1287	1353	32	80
vir_ms_fm_slit_BO00100_vis	-1287	1353	32	80
vir_ms_fm_slit_fovN00000_ir	21463	24103	32	80
vir_ms_fm_slit_fovN00000_vis	21463	24103	32	80
vir_ms_fm_slit_fovO00000_ir	-23537	-20897	32	80
vir_ms_fm_slit_fovO00000_vis	-23537	-20897	32	80

Tabella 3.6: Sessioni di calibrazione spaziale

strano i risultati ottenuti per il piano focale visibile mentre la figura 3.21 è l'equivalente per il piano focale infrarosso.

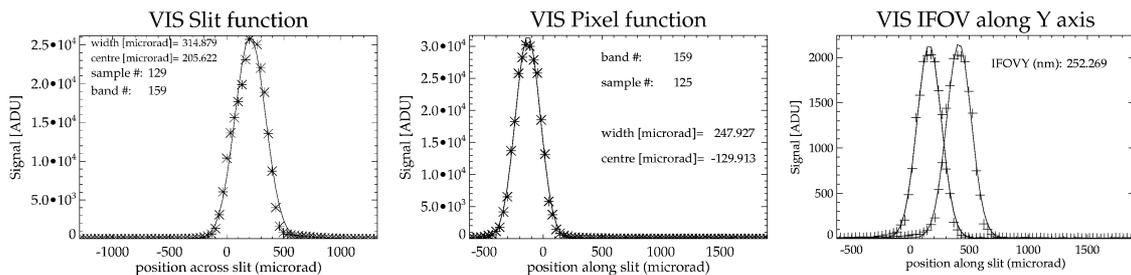


Figura 3.20: Profili spaziali del piano focale visibile

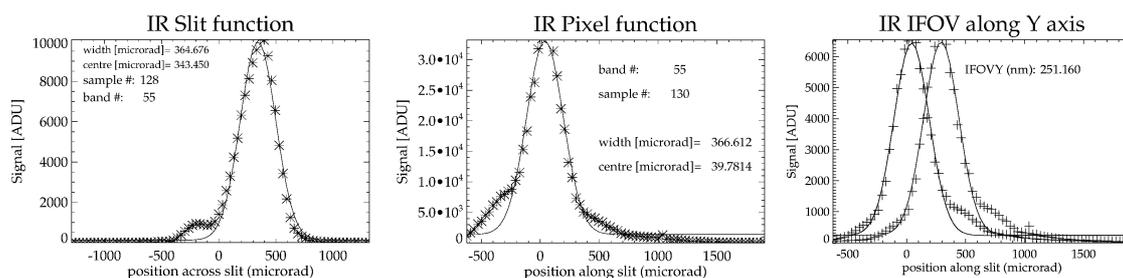


Figura 3.21: Profili spaziali del piano focale infrarosso

Sebbene nelle due figure precedenti siano stati mostrati solo alcuni dei profili, questi sono rappresentativi di tutto il campo di vista, infatti, è stato possibile riscontrare una sostanziale uniformità in tutte le misure fatte. Nella tabella 3.22 sono indicati, per ciascuna delle funzioni che determinano le caratteristiche spaziali dello strumento, i valori medi calcolati su tutte le scansioni eseguite. Tali valori rappresentano i risultati finali della calibrazione spaziale. E' bene notare che questi risultano essere in accordo con la specifica dello strumento che richiede per ciascun pixel una FWHM più piccola di

400 μrad . I profili nelle figure 3.20 e 3.20 mostrano chiaramente che la PSF può essere approssimata

Spatial Calibration Summary Results					
Slit VIS	326 \pm 69	Pixel VIS	251 \pm 33	IFOV VIS	256 \pm 11
Slit IR	350 \pm 36	Pixel IR	339 \pm 45	IFOV IR	257 \pm 12

Figura 3.22: Risultati della calibrazione geometrica. I valori riportati sono tutti in μrad .

con una funzione gaussiana bidimensionale la cui larghezza nelle due direzioni delle immagini è data dalla Pixel Function e dalla Slit Function.

Il *Development Model* (DM) è uno strumento simile a quello da volo da usare però in laboratorio, sia per fare analisi funzionali sulle prestazioni del sistema opto-meccanico e dei suoi singoli elementi, sia per misure di tipo scientifico. In quest'ultimo caso, infatti, si potrebbero fare confronti diretti tra le misure eseguite da VIR-MS sugli asteroidi Vesta e Cerere e quelle in laboratorio fatte sostanzialmente con lo stesso spettrometro ma delle quali si conoscono le caratteristiche del campione in esame. Il DM sarà quindi utilizzato per creare un catalogo spettrale di riferimento per l'interpretazione dei dati sia di VIR-MS che di altri spettrometri ad immagine per l'esplorazione planetaria come ad esempio VIRTIS-M.

Le principali differenze tra VIR-MS e il DM derivano alla diversità delle condizioni nelle quali dovranno operare: VIR-MS nello spazio, ed è quindi stato costruito con materiali adatti al volo spaziale che gli permetteranno di resistere all'usura del tempo e delle condizioni ambientali; il DM in laboratorio e pertanto è stato costruito con materiali e meccanismi standard per la strumentazione ottica. E' bene notare, però, che alcuni elementi di particolare importanza, ad esempio il reticolo, sono gli stessi in entrambi gli strumenti in modo da non compromettere la rappresentatività delle misure del DM.

In questo capitolo sarà descritto il DM (par 1) evidenziandone le analogie e differenze con VIR-MS. Successivamente saranno descritti i due sottosistemi, lo spettrometro nel par 2 ed il telescopio nel par 3, e le misure fatte durante il loro allineamento.

4.1 Descrizione

Il DM, mostrato nella foto in figura 4.1, ha lo stesso disegno ottico del modello da volo. Così come VIR-MS, infatti, è composto da uno spettrometro e da un telescopio. Lo scopo del telescopio, solo in parte visibile in figura 4.1 perchè sotto il piano del supporto meccanico, è quello di focalizzare un fascio di luce collimato sulla fenditura di ingresso dello spettrometro; lo spettrometro poi esegue la dispersione del fascio il cui spettro è misurato dal piano focale. Tramite un sistema di acquisizione dedicato sviluppato in labview è poi possibile visualizzare e salvare su PC i dati acquisiti.

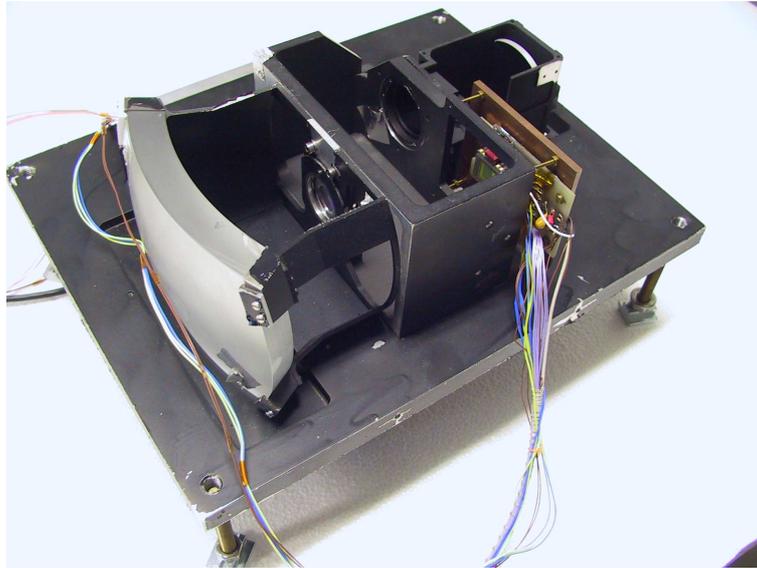


Figura 4.1: Foto del DM nella sua configurazione finale.)

4.1.1 Sottosistema ottico

Gli elementi del sistema sono fissati su un Banco Ottico Strutturale (BOS) che consiste in una piastra parallela al piano XY (considerando il riferimento del progetto ottico in figura 4.2) che ha lo scopo di sostenere sia lo spettrometro che il telescopio oltre a quello di fornire dei punti di riferimento utili durante il co-allineamento dei singoli elementi. Il BOS, a sua volta, è inserito in una scatola di alluminio anodizzato nero, non mostrato nella figura 4.1, che protegge lo strumento da colpi accidentali e dalla luce diffusa dell'ambiente durante le misure.

Il punto di ingresso della luce è, come nel caso di VIR-MS lo specchio M1 (l'unico specchio non visibile in figura 4.1), che oltre ad essere il primario del telescopio è anche l'unità di scansione spaziale del sistema. Rispetto a VIR-MS manca completamente l'otturatore e le protezioni esterne: nel caso del DM, infatti, non è necessario schermare lo strumento dalla contaminazione di particelle provenienti dallo spazio così come non è necessario avere una superficie riflettente per le lampade di calibrazione interna che nel DM non sono state implementate. M1, uno specchio sferico così come tutti gli altri elementi ottici del DM, è un elemento motorizzato con un attuatore lineare della PI (M230.10). L'attuatore consiste in un micrometro comandato da un motore a step con un encoder di alta risoluzione (2048 conteggi/giro); ha una corsa lineare di 10mm e un incremento minimo di $0.05 \mu m$. La scansione di M1 avviene lungo l'asse Z del sistema, che è l'asse ortogonale alla fenditura, e permette di comporre immagini spettrali usando un rivelatore bi-dimensionale acquisendo consecutivamente zone contigue dell'oggetto da misurare. L'attuatore può essere comandato tramite PC usando il driver e il controller forniti in dotazione dalla PI insieme all'attuatore. I comandi per gestire la movimentazione di M1 sono stati integrati nel software OCS il cui funzionamento è descritto in dettaglio nelle appendici A-C. Lo specchio, di manifattura commerciale e non da volo, è composto da un substrato di vetro crown borosilicato K10 (costruito dalla SCHOTT) ricoperto da uno strato di alluminio per aumentarne la riflettività nell'intervallo spettrale da 250 a 1000nm. Il vetro K10 della SCHOTT è stato scelto perchè nell'intervallo delle possibili temperature operative (135-300 K), ha un coefficiente di dilatazione termico lineare (CTE) confrontabile con quello del vetro NG5 di cui è composto il reticolo dello spettrometro, infatti, risulta $CTE_{K10} = CTE_{NG5} = 6.5 \cdot 10^{-6} K^{-1}$. Tutti

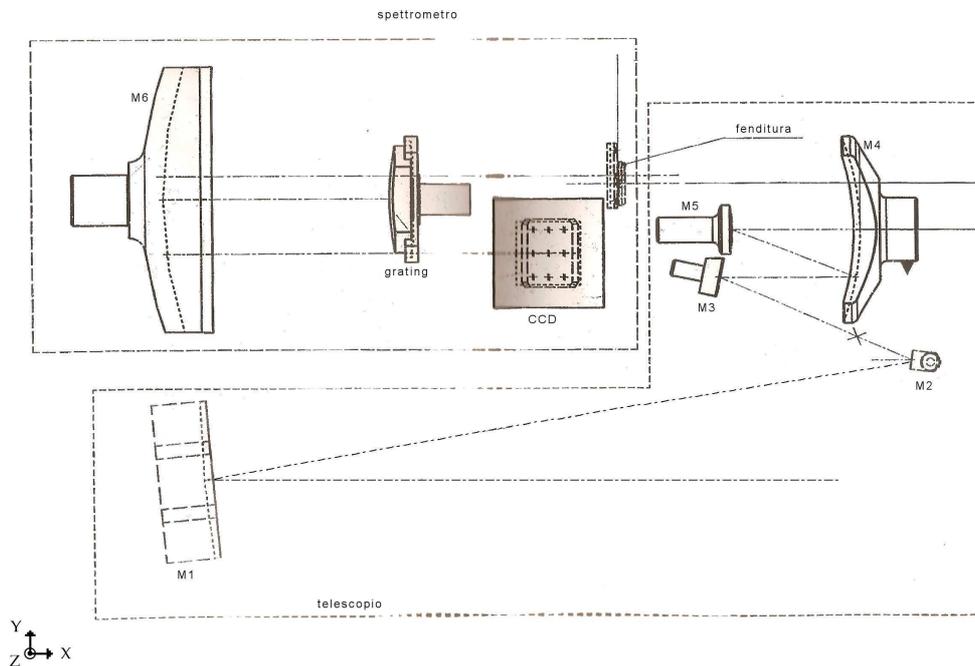


Figura 4.2: Progetto del DM nella sua configurazione finale.)

gli altri specchi del telescopio riproducono fedelmente il telescopio da volo sia per le caratteristiche ottiche che per i materiali di cui sono composti. L'unica differenza è che, mentre nello spettrometro da volo lo specchio M5 è ricoperto da un trattamento ottico per attenuare l'effetto degli ordini superiori del grating IR sul piano focale visibile (Dami et al., 2001), tale trattamento è assente nel corrispondente specchio del DM.

La fenditura, punto di ingresso dello spettrometro, è di inox annerito, le dimensioni sono $9.5\text{mm} \cdot 25\mu\text{m}$. Tali dimensioni della fenditura sono state scelte in modo tale che, dato il disegno ottico del DM, la larghezza corrispondesse alla dimensione fisica di un pixel del piano focale e la lunghezza alla lunghezza ad una sua colonna. La fenditura è montata su un supporto che include anche un sistema di movimentazione che permette sia di orientare la fenditura ruotandola intorno all'asse ottico del sistema, sia di focalizzarla, spostandola senza ruotarla, lungo l'asse ottico. Il primo movimento ha un range di $\pm 5^\circ$ e una precisione di $20''$, mentre il secondo ha un range di $\pm 5\text{mm}$ con una precisione di $10\mu\text{m}$. Lo specchio M6, il primario dello spettrometro, è, come M1, uno specchio commerciale di vetro crown borosilicato K10 della SCHOTT ricoperto da uno strato di alluminio. Il reticolo, costruito dalla ZEISS, è un elemento da volo in vetro NG5 rappresentativo, però, del grating montato sullo spettrometro VIRTIS. Il reticolo di VIR ha lo stesso disegno ottico e la stessa manifattura, ma, in più rispetto a quello di VIRTIS e del DM, ha un ulteriore *coating* rispetto a quello già citato su M5 per migliorare l'abbattimento dell'effetto degli ordini. Il piano focale è una CCD bidimensionale di tipo *frame transfer* (modello: TH 7863D). La matrice di questo tipo di CCD è divisa in due parti uguali. La prima è fotosensibile e serve alla cattura della luce, la seconda, schermata, serve come memoria della prima e si colloca tra la prima e il registro di lettura che fornisce sequenzialmente i pacchetti di carica all'amplificatore di uscita i cui segnali sono inviati all'interfaccia tra il piano focale e il PC. La matrice sensibile ha dimensioni: 288 pixel spaziali e 384 pixel spettrali ed ogni pixel ha dimensioni fisiche di

23 μm . Al contrario di VIR, il DM ha il solo piano focale visibile. Questa è stata una precisa scelta in fase progettuale, in questo modo, infatti, lo strumento costruito risulta più semplice da maneggiare e si presta quindi meglio ad eventuali test. La presenza del piano focale infrarosso costringerebbe all'uso continuo di una camera di termo-vuoto che dilaterrebbe sia i tempi che i costi dei test e/o misure scientifiche che si vuole eseguire. È bene notare, però, che l'interfaccia del rivelatore è stata studiata in modo tale da permettere, in modo alternato, il montaggio di entrambi i piani focali, VIS e IR. In caso di necessità, quindi, sarà possibile eseguire misure anche nell'IR coprendo, così, tutto l'intervallo spettrale di VIR-MS.

4.1.2 Sottosistema elettronico

La CCD è collegata tramite un convertitore analogico/digitale ad un PC. Questo permette di definire i parametri dell'acquisizione, di visualizzare le misure in real time ed eventualmente di memorizzarle. Il software usato per gestire l'acquisizione dei dati, il GSE, è stato sviluppato in LabView da Giuseppe Piccioni appositamente per questo esperimento e permette sia di impostare le caratteristiche dell'acquisizione che di gestirne il risultato. La schermata dell'GSE così come si presenta all'utente è riportata in figura 4.3.

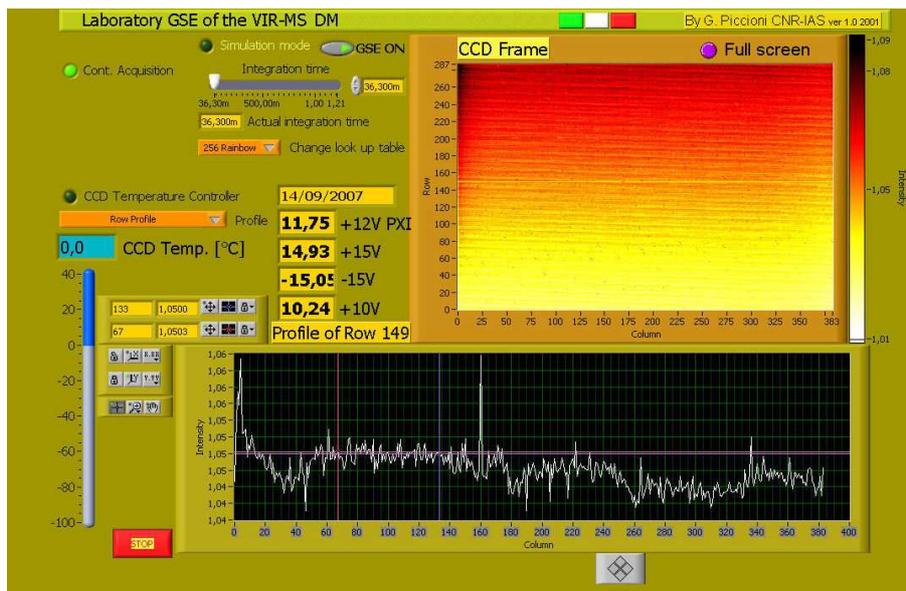


Figura 4.3: La schermata del GSE durante una acquisizione.)

EGSE: i controlli

I controlli sono quei parametri che l'operatore può impostare per adattare la misura alle esigenze del momento. I principali controlli fino ad ora implementati nell'EGSE sono:

- la scelta del tempo di esposizione che può variare da 36.5msec a 1.21 sec;
- la scelta della modalità di acquisizione, singola o continua;
- la possibilità di salvare un'acquisizione scegliendone nome e direttorio;

- la possibilità di caricare un dato precedentemente acquisito.

E' anche possibile scegliere se far funzionare il software in modalità simulata o ricevendo i dati dalla CCD. Nel primo caso non c'è comunicazione tra il GSE e la CCD ma si simulano i dati con dei valori casuali. Questa modalità è utile per l'implementazione di nuove funzionalità nel software poichè permette di verificarne il giusto funzionamento prima di fare delle vere acquisizioni.

EGSE: gli indicatori

Per indicatori si intendono i dati e le informazioni accessorie acquisiti durante la misura. Per tutto il tempo di accensione della CCD, indipendentemente dalla presenza o assenza di acquisizioni, l'EGSE esegue un monitoraggio continuo dei valori delle tensioni di alimentazione del sensore, tali valori sono visualizzati sul monitor con frequenza minore del secondo. Nel caso in cui il valore di una tensione risultasse fuori dall'intervallo di tolleranza, l'indicatore diventa rosso avvisando così l'utente di possibili malfunzionamenti. Ogni volta che si decide di fare una misura è visualizzato sul monitor il *frame* cioè la riproduzione istantanea dell'acquisizione piano focale. Il software permette anche di fare una prima analisi dei dati, visualizzando, ad esempio, profili di riga, di colonna, la media di una zona del frame.

4.2 Lo spettrometro

Il montaggio e l'allineamento dello spettrometro sono due attività che spesso si sovrappongono. Durante l'assemblaggio infatti ciascun elemento è allineato con gli altri e poi fissato sulla struttura portante. Per gli elementi particolarmente critici da un punto di vista della messa a fuoco e dell'allineamento, è stata prevista la possibilità di movimentazione per mantenere nel tempo il corretto funzionamento del sistema. I primi elementi da fissare sul BOS sono il reticolo e il primario dello spettrometro (M6). Tali elementi rimarranno fissi durante tutte le fasi successive. In seguito è stato fissato il supporto del rivelatore ed in particolare sono stati allineati reciprocamente (entro 20") i tre piedini di interfaccia con il BOS (foto in figura 4.4). Tali piedini sono stati costruiti in modo tale da permettere la traslazione del piano focale nello spazio lungo tre direzioni in modo da allinearli al meglio con il resto dello spettrometro. La determinazione della giusta configurazione dei piedini sarà l'oggetto della messa a fuoco e dell'allineamento del piano focale con il resto del sistema ottico. Questa fase ha una notevole criticità poichè il grado di allineamento del piano focale ha influenza diretta sulle prestazioni sia spettrali che geometriche dello strumento.

E' stata poi fissata la fenditura di ingresso dello spettrometro, allineandola con i riferimenti segnati sul BOS e con i solchi del reticolo. Eseguite queste operazioni di montaggio, sono state fatte delle misure per posizionare il rivelatore esattamente sul piano focale del sistema fenditura+specchio primario+reticolo. Per prima cosa è stato posizionato il rivelatore con l'area sensibile parallela ad un piano perpendicolare all'asse ottico ad una distanza pari alla lunghezza focale dello specchio M6 (posizione teorica del fuoco). Facendo poi dei piccoli spostamenti rispetto al fuoco teorico, per ciascuna posizione è stato acquisito uno spettro sollecitando lo strumento con una sorgente monocromatica. In particolare è stato usato un diodo laser a 630nm orientato direttamente sulla fenditura di ingresso, usando un pezzo di semplice carta bianca sulla fenditura dal lato esterno per attenuare il fascio e facendolo quindi lavorare come diffusore. Sono stati acquisiti degli spettri in corrispondenza di 5 distanze. La figura 4.5 a sinistra mostra gli spettri acquisiti nei cinque punti attribuendo colori diversi a diverse posizioni, mentre, a destra, è riportata l'elaborazione fatta calcolando per ciascuno spettro la FWHM del laser. La linea rossa rappresenta un fit gaussiano fatto per trovare una stima

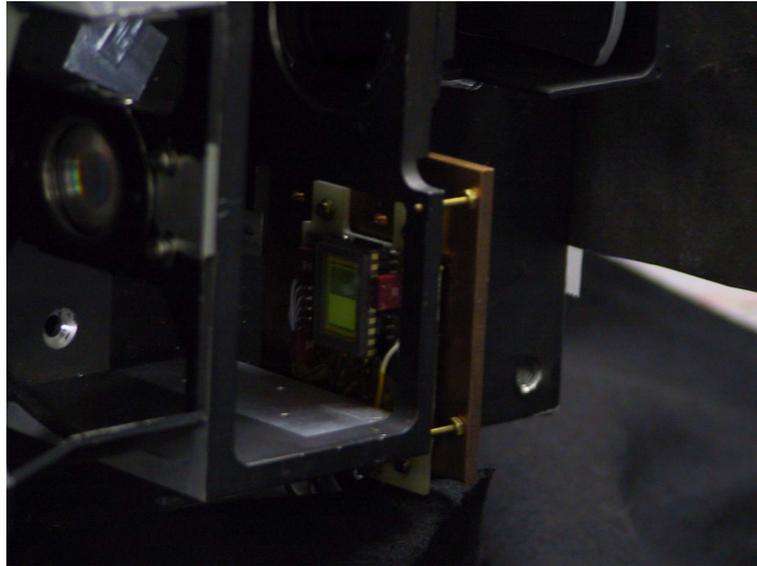


Figura 4.4: Foto del gruppo rivelatore del DM.

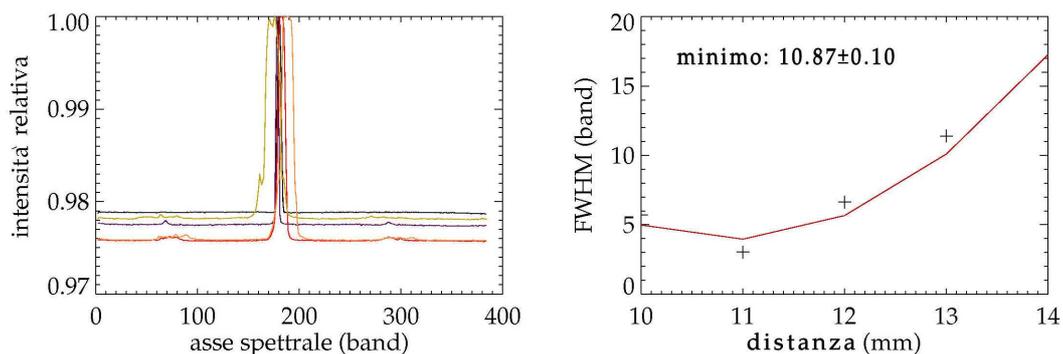


Figura 4.5: Misure per la messa a fuoco del piano focale. A sinistra profili spettrali di un laser per diverse distanze tra il piano focale e lo specchio primario (colori diversi corrispondono a posizioni diverse), a destra la FWHM di tali profili spettrali calcolata per ogni spettro nel grafico sulla sinistra e il risultato dell'elaborazione.

della distanza tra il piano focale e il primario dello spettrometro che minimizzi la larghezza spettrale di uno stimolo monocromatico. Il punto di miglior fuoco, infatti, è in corrispondenza della posizione che minimizza la FWHM dello spettro del diodo laser. Nel caso in esame tale distanza è risultata essere (10.87 ± 0.10) mm dove l'errore è stato calcolato con metodi statistici. Il piano focale è stato quindi fissato ad una distanza di 10.87mm dal supporto solidale con il BOS posizionandolo di fatto nel fuoco dello spettrometro.

Una ulteriore prova è stata quella di verificare che, dopo la messa a fuoco, il piano focale fosse allineato sia rispetto alla fenditura di ingresso che rispetto ai solchi del reticolo. L'allineamento dovrebbe essere una diretta conseguenza del fatto che tutti gli elementi sono stati fissati secondo i riferimenti nel BOS le cui posizioni sono state scelte in base al modello ottico dello strumento. Un verifica è però necessaria perchè le tolleranze di montaggio potrebbero aver introdotto dei disallineamenti che possono essere compensati in questa fase con piccoli spostamenti del piano focale. Un eventuale disallineamento tra le colonne del piano focale e la fenditura di ingresso produrrebbe

una rotazione dell'asse di dispersione rispetto alla direzione ortogonale alle colonne del piano focale (caso A in figura 4.6). Per verificare se questo effetto è presente nel DM ed eventualmente per

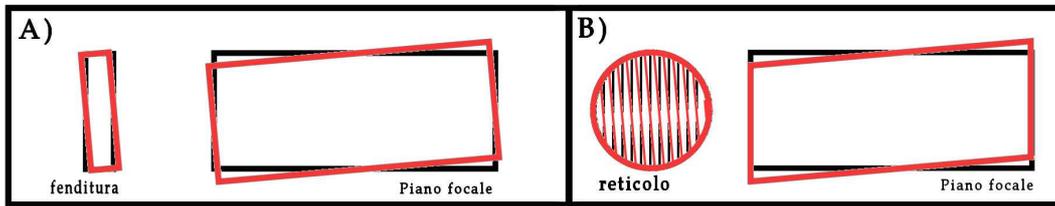


Figura 4.6: Possibili disallineamenti tra gli elementi dello spettrometro. In nero la situazione in caso di corretto allineamento, in rosso in caso di disallineamento.

correggerlo sono state fatte delle misure riempiendo tutta la fenditura con una sorgente uniforme e monocromatica. Tale configurazione è stata ottenuta usando un laser accoppiato ad un generatore di target lineare con dispersione del fascio nella direzione parallela a quella della fenditura. Una stima del disallineamento tra il piano focale e la fenditura si può ricavare verificando che per tutti i sample (i pixel lungo la fenditura) il massimo del segnale spettrale si trovi in corrispondenza della stessa colonna. La prima acquisizione fatta dopo l'accensione del laser è visualizzata in figura 4.7 a

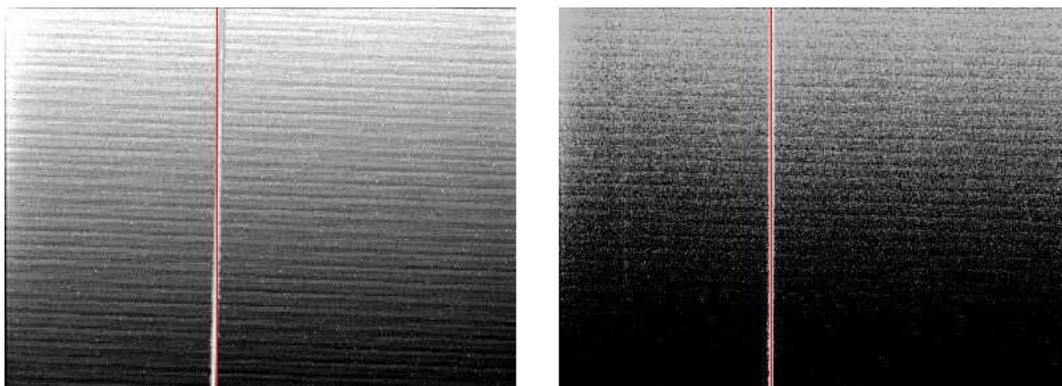


Figura 4.7: A sinistra il frame acquisito prima dell'allineamento, a destra il frame acquisito dopo l'allineamento. In entrambe le immagini, in rosso è stata rappresentata una riga orizzontale. Nel caso ideale il profilo del laser deve essere allineato con la riga rossa

sinistra. Tale immagine rappresenta l'acquisizione del piano focale : l'asse delle X è l'asse spettrale mentre le ordinate (asse Y) sono la dimensione spaziale della fenditura. Dallo sfondo della corrente di buio del sensore, risalta il segnale dovuto al laser che è la riga verticale bianca che interessa tutta la fenditura. La riga rossa che dà il riferimento di una colonna del piano focale mette in evidenza la presenza di un angolo di circa 1° che non è trascurabile poichè, considerando le proprietà ottiche dello strumenti, corrisponde a circa 5 o 6 pixel di disallineamento. Dati questi valori si è deciso di agire sul piano focale spostando leggermente la posizione reciproca dei tre piedini di supporto in modo da farlo ruotare sul piano ortogonale all'asse ottico. La posizione in cui il sistema è stato fissato dopo una serie di tentativi corrisponde al frame in figura 4.7 a destra. In tale figura si vede che l'immagine della fenditura è allineata a meno di 1 pixel con le colonne del piano focale.

Il passo successivo è quello di individuare eventuali distorsioni dell'immagine dovute al disallineamento tra il piano focale e il reticolo (caso B in figura 4.6). Per eseguire questa misura è stata usata una lampada spettrale HgNe, cioè una lampada con righe di emissione molto strette le cui posizio-

ni sono caratteristiche dell'HgNe ma ben distribuite lungo tutto l'asse spettrale del DM. Poichè tale lampada è stata usata per la calibrazione spettrale, la sua descrizione e le modalità di funzionamento sono spiegate nel capitolo 6. Posizionando una fenditura ortogonale a quella del DM e del suo stesso spessore è stata limitata a poco più di 1 pixel la porzione di piano focale illuminata dalla sorgente. Se il reticolo e le colonne del rivelatore sono stati ben allineati, allora i picchi di emissione della lampada dovrebbero essere tutti sullo stesso sample indipendentemente dalla banda. Nella figura 4.8 è rappresentato a sinistra il frame acquisito dove si riconoscono almeno tre picchi di emissione della lampada spettrale e a destra un grafico dove si vede il sample di massima emissione per ciascuna delle tre *band*. Nella condizione ideale i tre massimi dovrebbero coincidere, invece, dal grafico si evince che il disallineamento corrisponde di fatto a tre pixel. In questo caso si è preferito non agire sul piano focale e sul reticolo visto che il valore trovato è al limite della precisione ottenibile con i mezzi a disposizione, infatti giochi meccanici e tolleranze della struttura non permettono di scendere molto sotto questo valore. Eseguite queste operazioni possiamo concludere che lo spettrometro è stato allineato

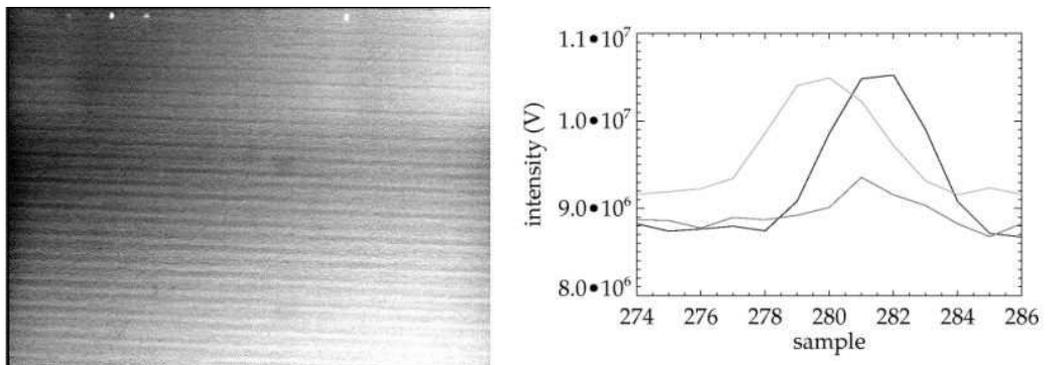


Figura 4.8: Allineamento del reticolo. A destra il frame acquisito usando la lampada spettrale HgNe come sorgente e una fenditura ortogonale a quella dello strumento come limitatore di campo. A sinistra il profilo di colonna per i tre picchi di emissione della lampada più intensi. In caso di perfetto allineamento, i profili devono avere un massimo in corrispondenza dello stesso sample

ed è pronto per essere usato.

4.3 Il telescopio

Una volta allineato lo spettrometro, è possibile già fare delle misure purchè sia abbia l'accortezza di studiare un sistema che focalizzi la luce della sorgente della particolare misura in esecuzione sulla fenditura di ingresso dello spettrometro. Sia per facilitare questo compito che per rendere il DM più rappresentativo del modulo ottico di VIR-MS, si è deciso di interfacciarlo con lo stesso telescopio di cui è dotato lo strumento da volo. Da un punto di vista del disegno ottico, il telescopio ha il compito di focalizzare sulla fenditura dello spettrometro la luce proveniente da una qualunque sorgente collimata.

Come già detto precedentemente, tutti gli specchi che compongono il telescopio sono la copia esatta di quelli montati su VIR-MS. Tali elementi sono stati prima allineati tra loro usando un interferometro e quindi fissati su il Banco Ottico del Telescopio (BOT). In questo modo la condizione di co-allineamento con lo spettrometro può essere cercata muovendo tutto il telescopio solidalmente insieme al BOT.

L'allineamento relativo tra lo spettrometro e il telescopio è necessario per far sì che quest'ultimo

focalizzi esattamente sulla fenditura di ingresso. Per premettere questa operazione il BOT è stato fissato sulla scatola portante in modo da poter mettere degli spessori che permettano l'allineamento lungo l'asse Z dei due sistemi oltre alla messa a fuoco.

Una volta assemblato il telescopio sul BOT, bisogna eseguire la calibrazione dello specchio M1, cioè, bisogna determinare la relazione tra i conteggi dell'encoder dell'attuatore e l'angolo di rotazione dello specchio. In questa fase è necessario fare solo una valutazione senza necessariamente trovare il valore definitivo. La relazione da usare sarà calcolata con precisione durante la calibrazione geometrica dello strumento integrato, tuttavia, è bene partire da una stima di massima poiché questo aiuterà nella precisione della misura futura. A tal proposito è stato usato un laser posizionato in modo tale da avere lo spot del laser su uno schermo graduato fatto da normale carta millimetrata dopo che questo è stato riflesso dallo specchio M1. Facendo dei movimenti con lo specchio di un numero noto di conteggi, 50000 in questo caso, e registrando gli spostamenti sullo schermo graduato, è possibile ottenere la relazione cercata. Con un primo set di scansioni, è stata allineata la carta millimetrata con l'asse di scansione dello specchio facendo in modo che questo risultasse orizzontale. Si è anche orientato lo schermo in modo che risultasse perpendicolare all'asse ottico dello strumento spostandolo fin quando il laser non ha formato uno spot circolare. Per ogni posizione dello specchio, poi, è stata fatta una fotografia dello schermo (vedi figura 4.9) salvata in formato digitale. La macchina fotografica usata è una normale compatta digitale (Canon PowerShot A550) con un sensore 7.1MPixel (3073×2304). Tali immagini sono state elaborate con ENVI per ottenere precisioni di misura più elevate rispetto a quelle possibili usando come riferimento le sole righe della carta millimetrata. Tali

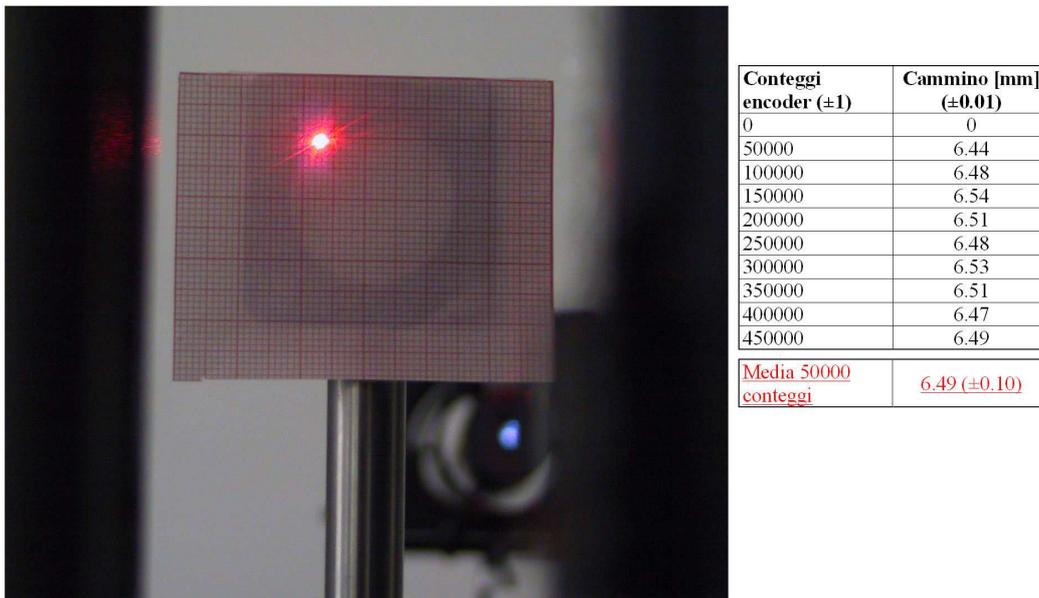


Figura 4.9: Calibrazione di M1. A sinistra una foto dello schermo graduato, a destra i risultati dell'elaborazione con ENVI

righe sono state usate per registrare le immagini le une sulle altre. In ogni immagine, poi, è stato calcolato il baricentro dello spot del laser usando una funzione gaussiana bi-dimensionale. Nella tabella riportata a destra in figura 4.9 sono indicati nella prima colonna gli step dell'encoder rispetto alla posizione iniziale (indicata con 0) e, nella seconda colonna, il cammino fatto dallo spot del laser sullo schermo graduato relativamente alla posizione precedente. Il valore nell'ultima riga, in rosso, è la media di tutti i punti calcolati ed è quello che è stato usato. Anche senza conoscere il dettaglio

del sistema schermo-macchia fotografica, è stata fatta una verifica a posteriori dell'errore sul posizionamento del laser sullo schermo dopo aver analizzato l'immagine con ENVI. Con un semplice confronto tra la scala graduata e i pixel, la risoluzione del pixel sulla misura singola risulta essere di 0.11mm. Considerando la media tra più misure e la risoluzione del calcolo del centroide, è stato stimato un errore di 0.01mm. L'errore sulla misura della distanza tra lo specchio e lo schermo è. Conoscendo la distanza tra lo schermo e lo specchio (D) e considerando il cammino sullo schermo per due diversi angoli (α), si può calcolare l'angolo di cui si è spostato lo specchio tramite la relazione:

$$\alpha = 2 \arctg \frac{a}{2 \cdot D} \quad (4.1)$$

In questo caso $D=(36.243 \pm 0.025)\text{mm}$, $a=(6.49 \pm 0.01)\text{mm}$, calcolato come valor medio tra quelli riportati nella figura 4.9 e di conseguenza $\alpha = 1.027^\circ \pm 0.010^\circ$. Quindi, la relazione cercata è: 50000 step corrispondono a 1.027° . Questo calcolo ha un'incertezza sull'angolo di 0.010° che corrisponde a $174 \mu\text{rad}$ è più piccola dell'IFOV dello strumento che invece è di $250 \mu\text{rad}$ nominali ed è quindi un valore accettabile. Tale valore sarà inserito nell'OCS, il programma che tra le altre cose regola la movimentazione di M1, anche se, durante la calibrazione geometrica sarà calcolato un valore con una precisione maggiore.



5 Il banco ottico

Come è stato descritto nel capitolo precedente, il DM è uno spettrometro che analizza la luce proveniente da una sorgente posta ad una distanza infinita. In laboratorio questa geometria si riproduce collimando la luce divergente proveniente dalla sorgente prima che questa arrivi sullo specchio primario del telescopio del DM (specchio M1). Il progetto del sistema di collimazione è in parte derivato da quello usato per la calibrazione a terra di VIR-MS che si trova presso la Galileo Avionica. Le differenze tra i due set-up sperimentali derivano sia da quelle tra i due strumenti, VIR-MS e il DM, che dalla diversità nel loro utilizzo finale, uno nello spazio e l'altro in laboratorio. All'assenza del piano focale IR nel DM, ad esempio, corrisponde direttamente l'assenza della camera di termovuoto e i relativi controlli; inoltre, mentre nel caso di VIR le misure in laboratorio si esaurivano con la calibrazione dello strumento, nel caso del DM è stato tutto ottimizzato per l'esecuzione di misure su campioni di interesse scientifico portando, ad esempio, alla progettazione e relativa realizzazione di un nuovo sistema di scansione degli specchi.

In questo capitolo sarà descritto il banco ottico, dove per banco ottico si intende quell'insieme di elementi ottici e meccanici che compongono il sistema detto collimatore, la procedura eseguita per il suo allineamento e il *software* sviluppato per gestire il sistema.

5.1 Progettazione ed integrazione

Il banco ottico da usare per eseguire misure in laboratorio con il DM è stato progettato appositamente per questa attività. Partendo dal banco ottico già esistente in Galileo Avionica sono state fatte delle modifiche per adattarlo meglio alle esigenze legate all'uso che verrà fatto del DM. Da un punto di vista ottico il progetto è essenzialmente lo stesso così come è rimasto invariato il progetto ottico del DM rispetto a quello di VIR-MS. Al contrario, il progetto meccanico è stato modificato per tenere conto delle modifiche fatte al DM per renderlo più adatto all'uso in laboratorio. Il progetto optomeccanico del banco ottico così come è stato realizzato e le foto degli elementi che lo compongono sono mostrati rispettivamente nelle figure 5.1 e 5.2.

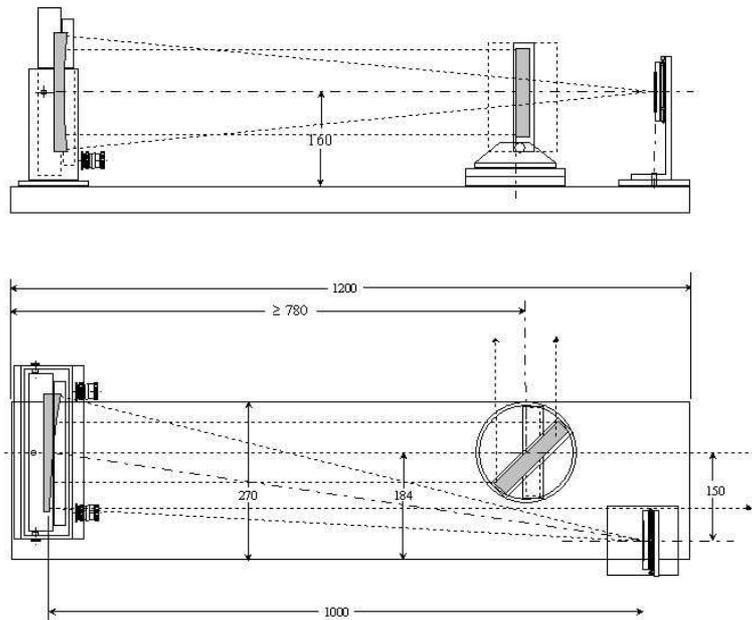


Figura 5.1: Il banco ottico. Vista laterale e dall'alto del progetto realizzato. Si riconoscono: il portacampioni (A), lo specchio parabolico fuori asse (B), lo specchio di ripiegamento (C).)

Riferendosi a tali figure, i principali elementi del progetto sono il *porta-campioni*, A, che è di fatto la sorgente del sistema; la parabola fuori asse, B, e lo specchio di ripiegamento, C.

Il porta campioni, una volta allineato, è formato da un sistema centrante basato su una molla e dei rallini, visibili nella foto a sinistra in figura 5.2 che forza il campione a rimanere sull'asse ottico del sistema di misura. Il porta campioni è fissato su un supporto che può muoversi lungo l'asse ottico, questo accorgimento permette sia di agevolare il fissaggio in corrispondenza del fuoco dello specchio parabolico che di compensare gli eventuali spessori dei campioni. Il supporto, inoltre, è stato costruito in modo tale da permettere la scansione sul piano ortogonale all'asse ottico. In questo modo, in presenza di campioni estesi, si possono selezionare le zone da misurare senza dover smontare il campione per posizionare la zona di interesse con l'asse ottico. La scansione in remoto del piano di misura è uno degli aspetti innovativi di questo *set-up* rispetto a quello della Galileo Avionica.

Lo specchio a forma di parabola fuori asse, foto al centro in figura 5.2, è il cuore del sistema, infatti, posizionando il porta campioni esattamente nel suo fuoco, si ottiene in uscita un fascio collimato. Lo specchio ha una focale di 1 m e una qualità nella lavorazione della superficie dell'ottica di $1/8$ di λ . Il supporto dello specchio permette di fare piccoli spostamenti durante la fase di allineamento con il porta-campioni. Sul supporto è anche stato montato un laser che punta in direzione del porta-campioni, tale laser ha il compito di individuare grossolanamente il punto del campione che si trova in asse rispetto al sistema.

Lo specchio di ripiegamento è uno specchio di Zerodur piano il cui compito è quello di indirizzare il fascio collimato proveniente dallo specchio parabolico verso il DM. Il supporto permette di ruotare lo specchio sia intorno ad un asse verticale che orizzontale, rispettivamente spostando l'immagine del campione lungo l'asse Z dello strumento e lungo l'asse Y (per il sistema di riferimento vedere figura 4.2). La rotazione lungo Y è motorizzata esattamente come M1, mentre quella lungo Z è manuale. Lungo Z, infatti, si è deciso di puntare grossolanamente usando il controllo manuale sullo specchio di ripiegamento mentre per la scansione fine si usa la scansione motorizzata dello specchio M1.

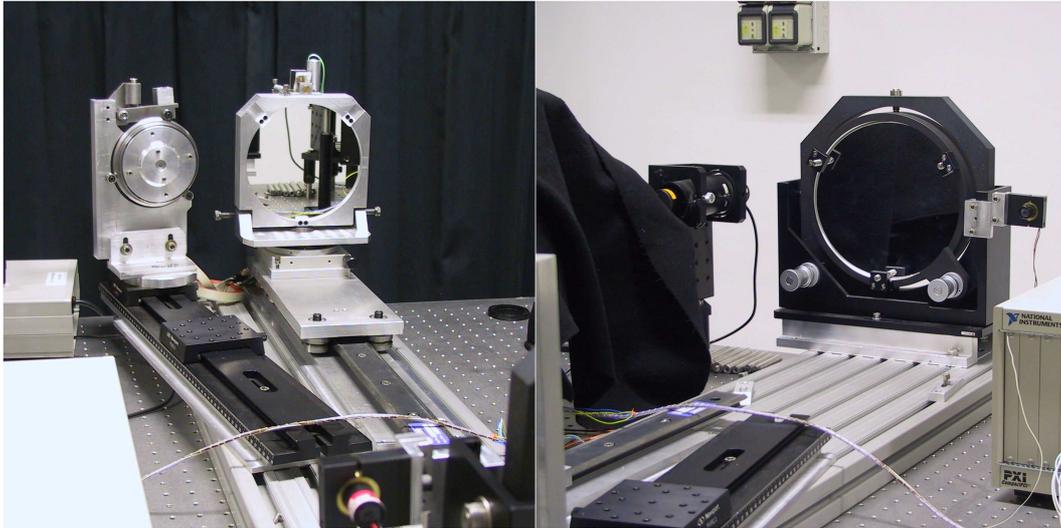


Figura 5.2: Foto dei tre elementi principali del banco ottico. Nella foto a sinistra sono riconoscibili il portacampioni (A) sulla sinistra, e lo specchio di ripiegamento (C) sulla destra. Nella foto a destra la parabola fuori asse (B).

Come già detto, il punto centrale di tutto il sistema è lo specchio parabolico. Per poter dimensionare il progetto e in particolare per decidere la posizione dello specchio di ripiegamento è stato necessario misurare il valore del fuori asse dello specchio parabolico. L'idea iniziale era di farlo uguale a quello dello specchio analogo in GA (fuori asse di 150 mm, come indicato nel progetto in figura 5.1), in corso d'opera, però, si è deciso di spostare verso l'esterno di 50 mm tutto il sistema in modo da avere più spazio a disposizione per fissare i supporti degli elementi A, B e C. Al momento di montare lo specchio sul banco, però, si è notata una incongruenza nella documentazione fornita dal costruttore. Alcune volte era indicato un fuori asse di 150 mm, a volte di 200 mm. E' stato quindi necessario fare delle misure non previste per determinare univocamente questa quantità. La disposizione dei componenti del set up usato per eseguire la misura è illustrata nello schema in figura 5.3.

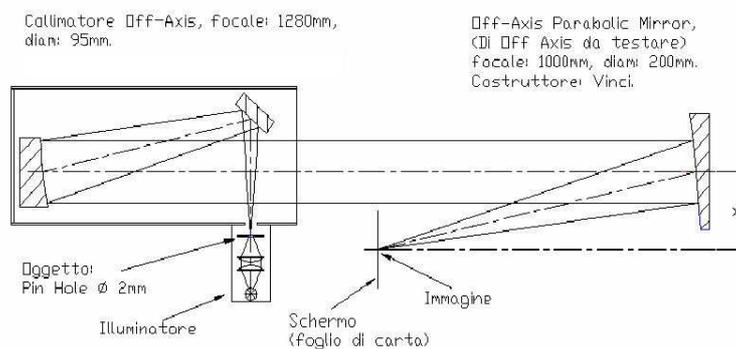


Figura 5.3: Misura del fuori asse del collimatore: stima diretta.

Come sorgente, otticamente all'infinito, è stata impiegata una normale lampada QTH accoppiata con un collimatore in dotazione nel laboratorio. Il test si è svolto nel modo seguente:

1. Si è proiettato il fascio di luce uscente dal collimatore in modo da illuminare il centro dello specchio parabolico da investigare.
2. Si è proceduto a modificare, per tentativi, il fuori asse dello specchio parabolico in esame in modo da minimizzare l'aberrazione presente sull'immagine, visibile sullo schermo (foglio di carta), posto sul piano focale della parabola sotto esame.
3. Si è misurato, mediante righello, la distanza fra l'asse centrale del fascio luminoso e il punto immagine visibile sullo schermo, la distanza misurata è indicata con la quota X e corrisponde al fuori asse della parabola, vedi figura 5.3.

Il risultato della misura è un valore del fuori asse di circa 200 mm. La misura eseguita in questo modo lascia molta indeterminazione nel valore ottenuto e non è possibile associare un'incertezza a tale valore, infatti, pur essendo concettualmente corretta, presenta una sensibilità molto ridotta dovuta al seguente motivo: il collimatore usato per fare la misura ha un diametro troppo piccolo rispetto al diametro e alla focale dello specchio da esaminare, ne consegue che le aberrazioni dovute all'errore del fuori asse che deformano l'immagine e che dovrebbero dare l'indicazione di quanto sia il disallineamento, risultano essere piccole per cui non è agevole valutarne la grandezza 'a occhio' sia pure aiutandosi, come infatti è stato fatto, con una lente di ingrandimento. Tuttavia, l'intento era quello di capire se il fuori asse effettivo è 150 mm o 200 mm e non essendo possibili valori intermedi, questa procedura ha fornito l'indicazione cercata. Ad ogni modo, per una maggiore sicurezza, è stato fatto anche un calcolo numerico.

Si è misurato lo spessore dello specchio sul bordo sottile $A=(11.8 \pm 1)\text{mm}$, e sul bordo opposto, più spesso $B=(32.0 \pm 1)\text{mm}$. I punti di misura sono indicati in figura 5.4. La differenza fra le due

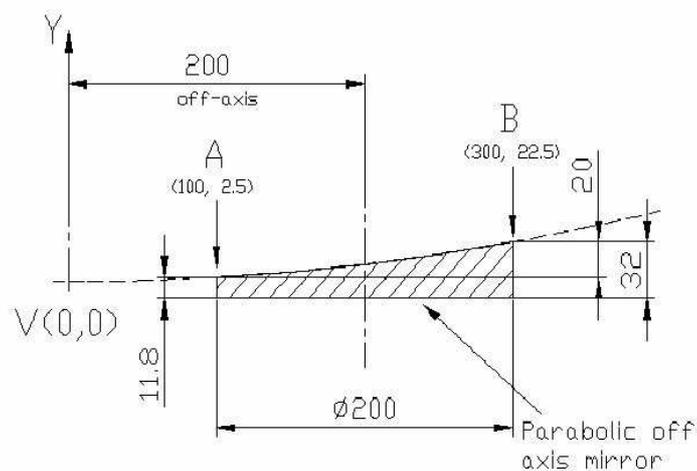


Figura 5.4: Misura del fuori asse del collimatore: stima numerica.

misure di spessore è di $20.2 \pm 1\text{mm}$. Si è tabulato il profilo dall'equazione della parabola di focale 1 m, la stessa dello specchio fuori asse, posta con il vertice nell'origine degli assi e simmetrica rispetto all'asse Y. Si è individuato, graficamente, la posizione in cui i due punti di misura A e B, distanti fra loro 200 mm e con $B-A=20\text{mm}$, si sovrappongono contemporaneamente alla curva tabulata della parabola. Il risultato di questa costruzione geometrica ci fa vedere che lo specchio parabolico in

esame si comporta come il profilo della parabola calcolata nella zona che corrisponde ad un fuori asse di 200 mm.

Avendo due indicazioni indipendenti di un fuori asse di 200 mm, si è deciso di fissare lo specchio di ripiegamento considerando questo valore ed, eventualmente, eseguire in seguito misure più precise. E' bene notare che questa misura serve solo per avere una stima iniziale della posizione del fuoco che invece è determinato definitivamente usando la procedura descritta nel paragrafo seguente.

5.2 Allineamento

Una volta posizionati i tre elementi sul banco ottico come indicato nel progetto in figura 5.1, è necessario allinearli in modo tale da ottenere un sistema in grado di collimare la luce proveniente dal porta-campioni prima che questa arrivi sullo specchio M1 del DM. Lo specchio di ripiegamento non è un elemento critico, infatti, avendo il compito di deviare un fascio già collimato può essere posizionato in modo da rendere semplice l'interfacciamento tra il banco ottico e il DM senza la necessità di una procedura complessa di allineamento rispetto agli altri elementi; basterà avere l'accortezza di far coincidere il centro dello specchio con l'asse ottico del sistema. Lo specchio parabolico e il porta-campioni, invece, devono essere allineati otticamente poichè la qualità della collimazione del sistema dipende dalla precisione con la quale il centro del porta-campioni coincide con il fuoco della parabola che corrisponde alla forma dello specchio fuori asse. I requisiti richiesti al sistema sono l'individuazione del fuoco con una precisione di almeno $\pm 50\mu\text{m}$ e un diametro utile del fascio collimato di 150 mm. Inoltre, poichè per l'attività di test in cui il collimatore sarà impiegato, la precisione dell'allineamento è una condizione fondamentale, occorre minimizzare gli errori di allineamento fino a ridurre la distorsione del fronte d'onda entro il limite $\leq 0.2\lambda$.

Per ottenere al meglio questo allineamento è stato usato l'interferometro LUPI (figura 5.5) poichè ha caratteristiche adatte a soddisfare i requisiti di allineamento richiesti per il collimatore che si sta allineando.

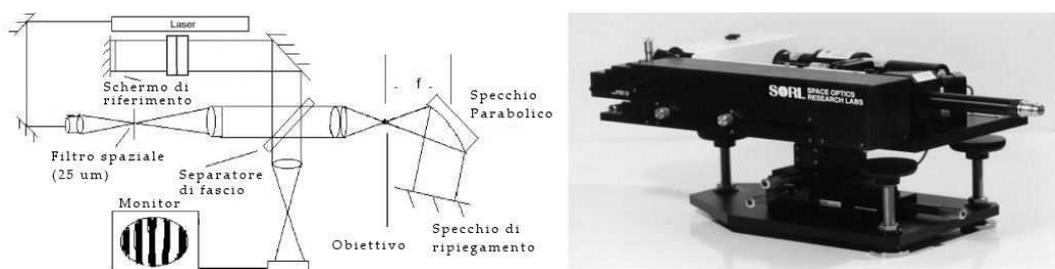


Figura 5.5: L'interferometro LUPI: a sinistra il cammino ottico, a destra una foto.

Il LUPI è un interferometro di tipo Twyman-Green. In questa classe di strumenti la sorgente luminosa è un laser filtrato spazialmente, collimato prima di passare attraverso un separatore di fascio. Metà del fascio, quella in riflessione, è indirizzata verso uno schermo di riferimento, l'altra metà, quella in trasmissione, è focalizzata in un punto geometrico che coincide con il fuoco della superficie da allineare, in questo caso lo specchio parabolico.

Dopo la riflessione sullo specchio da allineare e dopo essere arrivato sullo schermo di riferimento, il fascio è riflesso indietro ripercorrendo lo stesso cammino attraverso il fuoco e il separatore di fascio dove si ricombina con il fascio di riferimento. In seguito all'alternarsi dell'interferenza costruttiva e distruttiva, su un monitor collegato al LUPI si forma la figura di interferenza. Analizzando la figura di

interferenza si può cercare il fuoco di uno specchio e si possono anche determinare le caratteristiche dalla superficie dello specchio. Per aumentare le possibilità di analisi delle frange, è stato allestito un sistema di acquisizione che dal monitor permette direttamente di salvare le immagini in formato digitale compatibile con i più comuni software di analisi dati, in questo caso è stato usato ENVI. È bene sottolineare che il Lupi è un interferometro che, in ultima analisi, funziona sul principio di Michelson ne deriva che la figura delle frange di interferenza presenta differenze raddoppiate rispetto a quelle reali presenti sul fronte d'onda. Perciò, a allineamento avvenuto, la distorsione, rivelata dalla figura delle frange di interferenza, in termini di P-V, dovrà essere $\leq 0.4\lambda$.

Il set-up da noi utilizzato per eseguire l'operazione di allineamento è illustrato nello schema in figura 5.6. Questa configurazione è convenzionalmente conosciuta come test di autocollimazione

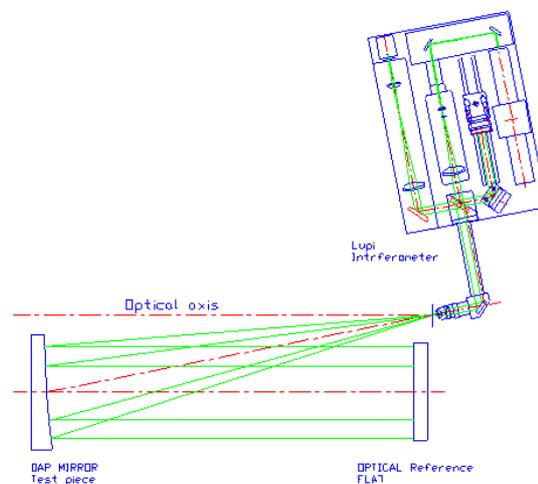


Figura 5.6: Schema ottico della configurazione usata per l'allineamento della parabola off-axis.

a doppia riflessione. L'operazione consiste, in ultima sintesi, nella individuazione del fuoco dello specchio parabolico off-axis. Per un approssimativo e iniziale allineamento si è proceduto secondo l'ordine seguente:

1. Si è posizionato lo specchio piano perpendicolare all'asse della base meccanica che fa da supporto al collimatore. Quindi, in fase di allineamento, questo specchio è impiegato come superficie riflettente di riferimento.
2. Si è posizionato, in modo approssimato, l'interferometro come in figura, con l'ausilio di un metro e di una squadra da officina, sapendo già, dalle misure precedentemente descritte, che l'off-axis della parabola è di 200mm.
3. Si è diaframmato, mediante 2 dischi di carta con foro al centro di diametro di $\approx 5\text{mm}$, entrambi gli specchi.
4. Si è acceso l'interferometro, e lo si è utilizzato come sorgente puntiforme per illuminare la parabola. Lo stretto fascio luminoso, ($\varnothing \approx 5\text{mm}$ grazie al diaframma), riflesso dalla parabola rappresenta, per il nostro allineamento, il raggio parassiale dello specchio parabolico.
5. Si è agito sulle viti che regolano i movimenti di tilt di cui è dotata la piattaforma che supporta la parabola, facendo in modo che il fascio sottile riflesso dalla parabola passasse attraverso il

diaframma posto al centro dello specchio piano di riferimento, da questi venisse riflesso di nuovo verso la parabola e con percorso inverso (autocollimazione) andando a sovrapporsi al fuoco di origine posto davanti all'obiettivo dell'interferometro.

A questo punto l'allineamento della zona parassiale della parabola è completa. Si è quindi proceduto all'allineamento della parabola a tutta apertura:

1. Si è sostituito, sullo specchio parabolico, il diaframma da 5mm con uno da 40mm, e si è tolto il diaframma dalla superficie dello specchio di riferimento.
2. Sull'interferometro: Si è agito sulle regolazioni di tilt dello specchio del braccio di riferimento del LUPI e su le traslazioni lineari che movimentano l'intero interferometro, in modo da rendere visibili le frange di interferenza.
3. Sulla parabola off-axis: Si è agito sulla regolazione di tilt orizzontale per allineare il fuori asse. Su rotazione dello specchio all'interno della legatura per l'allineamento verticale.

Ogni operazione eseguita in modalità 3 è stata progressivamente seguita da ottimizzazione delle figure di interferenza in modalità 2, si è così proseguito fino a ottenere il migliore fronte d'onda, che corrisponde alla condizione in cui le frange di interferenza raggiungono il massimo della linearità e del parallelismo con orientamento sia in senso verticale che orizzontale. Il disallineamento verticale è rappresentato dall'asimmetria destra sinistra o da frange di interferenza orizzontali a forma di ventaglio. Il disallineamento del fuori asse è rappresentato da frange curve. Quando questi effetti sono stati tutti compensati si può procedere ai passaggi successivi.

Si è sostituito il diaframma da 40 mm con uno da 80mm e si è di nuovo proceduto con operazioni in modalità 2 e 3 e così di seguito fino a raggiungere il diametro di 150mm, che corrisponde al diametro esterno dello specchio di riferimento. A questo punto, l'operazione di allineamento è finita.

Con i componenti del set-up fermi nell'ultima posizione di allineamento il fuoco dell'obiettivo da microscopio del lupi e il fuoco della parabola off-axis del collimatore coincidono. Il fuoco è visibile, come spot luminoso, quando l'interferometro è acceso. Si è proceduto a montare meccanicamente la legatura porta pin-hole, ponendo molta cura a posizionare il centro del foro del pin-hole in coincidenza del punto di fuoco. Si è usato il metodo di osservare i bordi illuminati del pin-hole attraverso l'obiettivo da microscopio dell'interferometro stesso.

La posizione sul piano focale è stata determinata agendo sui movimenti del supporto meccanico porta pin-hole fino a mettere a fuoco il bordo circolare del pin-hole stesso. Questo metodo permette di apprezzare differenze $\leq 4\mu m$.

E' bene notare che questa procedura è molto complessa poichè proprio per la sua precisione risente di molti fattori di disturbo che apparentemente possono sembrare trascurabili come ad esempio le variazioni di temperatura durante l'esecuzione della procedura. Per questo motivo le frange di interferenza sono talmente confuse e difficili da analizzare da permettere solo una analisi qualitativa. Dopo diversi tentativi il punto di migliore allineamento che si è riusciti a trovare è quello che corrisponde alla figura di interferenza in figura 5.7. Sebbene la situazione sebra essere molto lontana dal caso ideale, si è deciso di considerarla accettabile poichè, come spiegato di seguito, la forma delle frange sembra legata più alle caratteristiche della superficie dello specchio che al suo allineamento.

La figura 5.7 può essere usata anche per fare un'analisi almeno qualitativa della superficie dello specchio parabolico. La densità delle frange di interferenza è evidentemente non omogenea, questo vuol dire che lo specchio non ha la superficie perfettamente parabolica ma, al contrario, sembra presentare una sorta di scalino. Questo potrebbe essere frutto della modalità di lavorazione, infatti, una simile figura potrebbe essere spiegata se si ipotizza che è stato prima ottenuta una superficie sferica



Figura 5.7: *Figura di interferenza .)*

che è poi stata lavorata, probabilmente a mano, fino ad ottenere quella parabolica. Tale effetto, sebbene sembra evidente nella figura di interferenza, rientra nei limiti della specifiche quindi, non inficia la qualità ottica del sistema allestito.

Spesso, per necessità di laboratorio, occorre mettere sul piano focale del collimatore oggetti quali sorgenti monocromatiche, superfici diffondenti, strumentazione di vario tipo, che per il loro ingombro, non possono essere supportati dalla piattaforma porta-pin-hole. Diventa così indispensabile, per rendere disponibile lo spazio necessario, smontare e successivamente rimontare il supporto meccanico completo del porta pin-hole. Per soddisfare questa condizione occorre dotare il collimatore di uno strumento che permetta di rendere visibile, durante l'attività di laboratorio, la posizione del fuoco del collimatore stesso. Occorre anche che questo strumento permetta di poter rimontare il porta pin-hole nella posizione originale. La soluzione adottata è schematicamente illustrata nella figura 5.8: Il dispositivo è costituito da il diodo laser stabilmente bloccato, mediante una pinza meccanica, alla piattaforma che supporta lo specchio parabolico, sul lato corrispondente all'asse ottico della parabola. Il laser è stato posizionato e bloccato in posizione coassiale all'asse ottico della parabola. Il fascio luminoso del laser ($\approx 0.63\mu m$) è stato focalizzato nel centro del pin-hole.

Una volta smontata la piattaforma porta pin-hole, il fascio luminoso del diodo laser rimane l'unico riferimento visibile che individua l'asse ottico dello specchio parabolico che geometricamente passa per il fuoco. Ma da sola l'asse non basta per individuare il punto di fuoco, occorre anche un riferimento per individuare la distanza dal vertice della parabola. A questa necessità si è provveduto praticando una linea di traguardo sulla superficie metallica della guida che supporta la piattaforma porta pin-hole.

Nel caso in cui si dovesse riposizionare la piattaforma porta pin-hole sarà necessario verificare che il fascio del laser passi all'interno del foro del pin-hole, e che il bordo meccanico della piattaforma coincida con la linea di riferimento tracciata sulla guida, per facilitare questa operazione serve l'ausilio di una lente di ingrandimento.

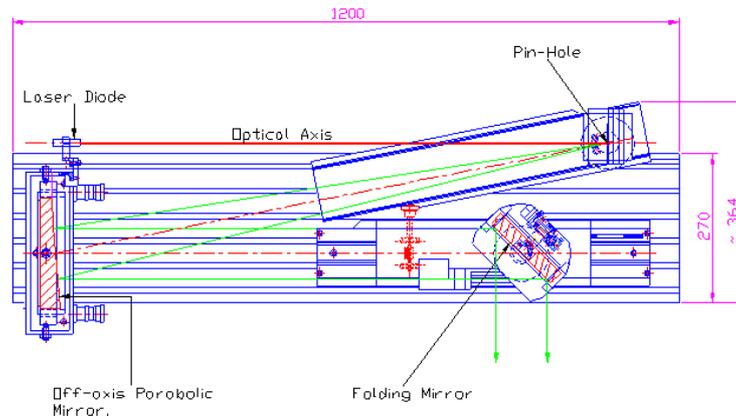


Figura 5.8: Schema di funzionamento del dispositivo per individuare il fuoco del collimatore.)

5.3 Software

Per la gestione in remoto del banco ottico è stato sviluppato appositamente in labview un software, l'OCS. Il labview è stato scelto per due motivi:

1. è lo stesso linguaggio usato per il GSE dello spettrometro (par 4.x), questo permetterà in futuro di integrare facilmente i due software in un unico programma in modo tale da sincronizzare le acquisizioni del piano focale e gli elementi del banco ottico rendendo più semplice la gestione delle misure;
2. è un linguaggio che permette la programmazione modulare, cioè, di integrare in un secondo momento i controlli per la gestione in remoto di qualunque elemento che in futuro sarà necessario aggiungere al banco ottico per eseguire le misure volute..

La configurazione attuale che permette la rotazione sincronizzata di due specchi e la traslazione del porta-campione, anche essa sincronizzata con le rotazioni, è quindi una versione base che gestisce gli elementi esistenti e funzionanti in questo momento. Quando le esigenze di misure richiederanno di usare altri elementi come ad esempio il monocromatore sarà semplice aggiungere i controlli necessari nell'OCS. La descrizione dettagliata del software e la documentazione ad esso associata si trova nelle appendici dalla A alla C.



6 Misure con il DM

Terminata la fase di assemblaggio e di allineamento descritta nel capitolo precedente, il sistema è stato calibrato. Precedentemente sono state descritte alcune misure eseguite durante l'allestimento del sistema che hanno permesso di avere un'idea delle sue prestazioni in modo da poter ottimizzare le procedure di allineamento. Per poter fare delle misure quantitative, però, il DM deve essere calibrato devono cioè essere determinate le sue prestazioni sia nel dominio spettrale che spaziale. A questo scopo devono essere trovate le corrispondenze tra le grandezze fisiche e quelle ingegneristiche (ad esempio, la corrispondenza tra le colonne del piano focale e le lunghezze d'onda). La procedura di calibrazione, interamente eseguita nel laboratorio di planetologia dell'INAF presso l'area di ricerca di Tor Vergata a Roma, è in parte derivata da quella usata per la calibrazione del flight model descritta nel capitolo 3. Alcuni aspetti, però, sono stati curati in modo diverso nei due casi. Le differenze nella procedura usata sono dovute principalmente alla diversità degli ambienti in cui i due strumenti saranno operati e, di conseguenza, alle diverse tecniche di acquisizione delle immagini iper-spetttrali nello spazio e in laboratorio. Nel caso di VIR-MS, infatti, è importante, oltre alle prestazioni, conoscere anche la funzione di calibrazione radiometrica che permette di ottenere lo spettro espresso come radianza in funzione delle lunghezze d'onda. In laboratorio, invece, basta associare ad ogni misura una analoga acquisita usando come target un riferimento lambertiano per avere gli spettri in riflettanza. Da questa considerazione segue che per rendere il sistema operativo in laboratorio non è strettamente necessaria una calibrazione radiometrica. Un ulteriore aspetto da considerare è la diversità dei set-up usati, quello della Galileo Avionica, infatti, è stato progettato e realizzato appostamente per eseguire le calibrazioni di VIRTIS prima e di VIR-MS poi. Il set-up corrispondente nel laboratorio dell'INAF, invece, è stato pensato per eseguire misure su analoghi planetari e non è stato ottimizzato per eseguire la calibrazione del sistema. Alcuni test, quindi, devono essere fatti in modo diverso per adattarsi al meglio alle caratteristiche del nuovo set-up.

In questo capitolo sarà quindi descritta la procedura di calibrazione e i risultati ottenuti che saranno poi discussi in relazione ai risultati analoghi ottenuti per la calibrazione del flight model. In seguito, si descriverà una misura fatta, la cosiddetta *first light* del sistema, e le relative procedure di analisi che a tale misura sono state applicate.

6.1 La calibrazione

Per calibrazione si intende il processo che porta alla determinazione di parametri che definiscono le prestazioni di uno strumento confrontandone le misurazioni con degli standard ufficialmente riconosciuti. La calibrazione serve ad assicurare che il sistema in esame è in grado di produrre risultati in accordo con i requisiti stabiliti con un preciso grado di confidenza.

6.1.1 La calibrazione spettrale

Lo scopo della calibrazione spettrale è quello di determinare le prestazioni spettrali del sistema messo a punto. I parametri che devono essere determinati sono:

intervallo di sensibilità spettrale [nm], definito dalle lunghezze d'onda corrispondenti alla prima e all'ultima colonna del piano focale

risoluzione spettrale [nm], definita come la banda passante delle singole colonne del piano focale

campionamento spettrale [nm], definito come la distanza in lunghezza d'onda tra due colonne consecutive.

L'ipotesi iniziale nella determinazione della procedura di calibrazione spettrale è che la relazione che lega le colonne del piano focale (band) e le lunghezze d'onda sia lineare. Questa ipotesi è una diretta conseguenza della legge di dispersione del reticolo. Infatti, se d è la distanza tra due solchi consecutivi, θ è l'angolo di dispersione, m è l'ordine e λ la lunghezza d'onda, allora la relazione che descrive la dispersione di un raggio incidente si può scrivere:

$$d \cdot \sin(\theta) = \pm m \cdot \lambda \quad (6.1)$$

se si suppone che la luce arrivi perpendicolarmente alla superficie del reticolo. Da questa equazione si vede che, fissati l'ordine e la densità dei solchi, per angoli piccoli si può assumere una relazione lineare tra λ e θ che si traduce in una relazione lineare tra le lunghezze d'onda e le band del piano focale. Differenziando l'equazione 6.1, si trova la dispersione angolare tra due raggi di lunghezza d'onda rispettivamente λ e $\lambda+d\lambda$:

$$\frac{d\theta}{d\lambda} = \frac{m}{d \cdot \cos(\theta)} \quad (6.2)$$

dalla quale risulta che per angoli piccoli il rapporto $\frac{d\theta}{d\lambda}$ è costante e quindi la larghezza spettrale dei pixel può essere considerata costante su tutto il piano focale. Per giustificare l'ipotesi di piccoli angoli basta considerare i valori che m , d e λ assumono nel caso di VIR-MS ed DM e sostituirli nell'equazione 6.1 e verificare i valori che si ottengono (tabella 6.1). In corrispondenza dell'intervallo

	m	d(solchi/mm)	$\lambda_{min}(nm)$	$\lambda_{max}(nm)$	$\theta_{min}(gradi)$	$\theta_{max}(gradi)$
VIS	+1	268.7	≈ 220	≈ 1000	0.05	0.27

Tabella 6.1: Verifica della dispersione lineare del reticolo. m è l'ordine, d è la densità dei solchi misurata con un microscopio atomico (Piccioni et al., 2000), λ_{min} e λ_{max} sono le lunghezze d'onda minime e massime a cui sono sensibile i piani focali, θ_{min} e θ_{max} sono gli angoli di dispersione corrispondenti calcolati con la formula 6.1.

di angoli indicato nelle ultime due colonne della tabella 6.1, la funzione seno può essere approssimata con la funzione lineare ed il coseno può essere considerato costante. In base a queste considerazioni,

è quindi possibile supporre sia una relazione lineare tra lunghezza d'onda e band che una larghezza di banda costante su tutto il piano focale.

Assumendo quindi la linearità della dispersione del reticolo, la calibrazione spettrale è stata eseguita analizzando gli spettri acquisiti con delle lampade spettrali Oriel; in particolare quelle usate sono state la 6031 (Kr), la 6033 (Xe) e la 6034 (HgNe). Questo tipo di lampade consiste in un tubo di quarzo sagomato a forma di U e riempito di gas a bassa pressione. Sono molto usate per la calibrazione di spettrometri di media risoluzione poichè hanno dei picchi di emissione molto stretti ed intensi dovuti all'eccitazione di un singolo gas (lampade 6031 e 6033) o di un gas composto dalla miscela di Mercurio metallico e Neon (lampada 6034). La figura 6.1 mostra a destra una foto di una delle lampade spettrali usate mentre a sinistra è riportata una tabella con le righe di emissione caratteristiche di ciascuna lampada dichiarate dal costruttore.

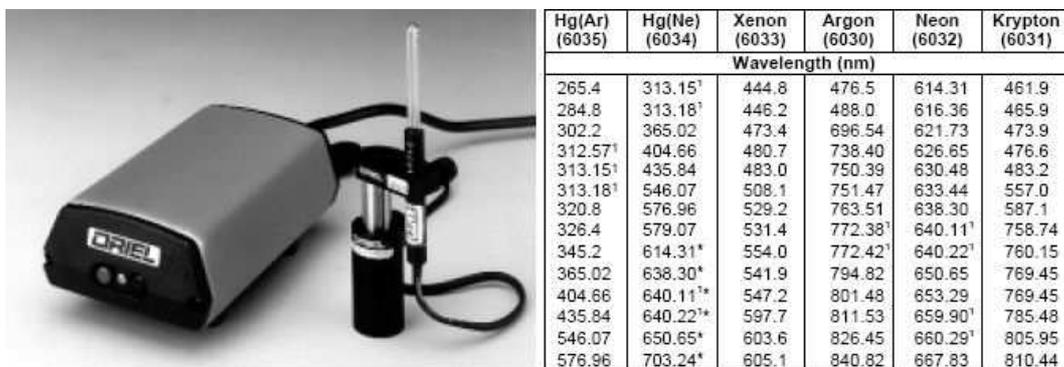


Figura 6.1: Le lampade di riferimento spettrale. A destra una foto; a sinistra una tabella con le righe di emissione caratteristiche di ciascuna lampada.

Dopo aver posizionato la lampada nel fuoco del collimatore, è stato acquisito uno spettro per ciascuna lampada con il DM. Gli spettri considerati sono il risultato della media di 5 acquisizioni consecutive e di 5 pixel della fenditura, operazione eseguita per migliorare il rapporto segnale/rumore della misura. L'analisi comparativa tra tale spettri e quello delle lampade fornito dalla Oriel ha permesso di trovare la corrispondenza tra la posizione dei picchi di emissione nel piano focale e le lunghezze d'onda caratteristiche di tali picchi. Nella figura 6.2 sono riportati per ciascuna lampada i grafici con lo spettro acquisito dal DM sulla sinistra e quello di riferimento sulla destra. Gli spettri

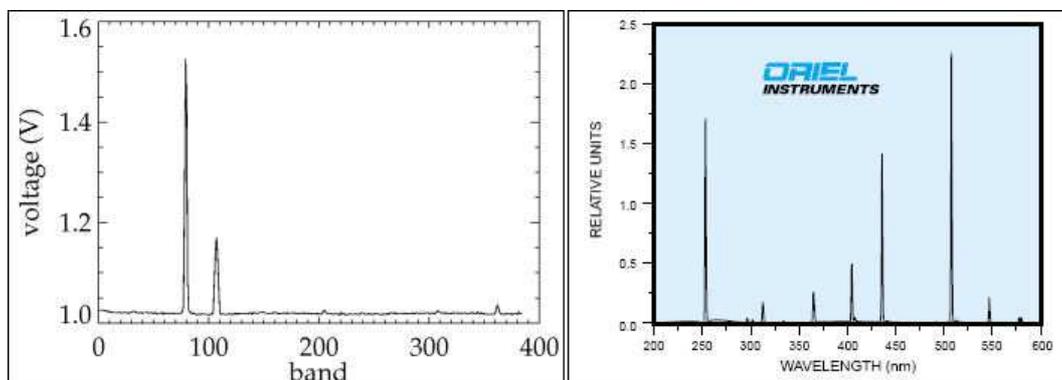


Figura 6.2: La lampada spettrale HgNe. A destra lo spettro non calibrato acquisito dal DM; a sinistra lo spettro di riferimento fornito dalla Oriel.

acquisiti dal DM sono spettri non calibrati quindi espressi ancora in unità ingegneristiche cioè l'asse spettrale in band (numero progressivo che indica le colonne del piano focale) mentre l'intensità è riportata come la differenza di potenziale misurata all'uscita del circuito di lettura della CCD.

Gli spettri delle lampade 6033 e 6034 sono stati usati per trovare in prima approssimazione la relazione tra bande e lunghezze d'onda, successivamente, lo spettro della lampada 6031 è stato usato per raffinare la precisione della misura. Come si vede dalla figura 6.2 sono due le emissioni riconoscibili nello spettro della lampada 6034 acquisito dal DM, una alla banda 79 e una alla banda 107. Dall'analisi delle loro posizioni ed intensità relative, tali emissioni sono state associate rispettivamente alla riga a 546nm e al doppietto a 576-579nm. Ugualmente per la lampada 6033 sono stati identificati in entrambi gli spettri 4 picchi. La tabella 6.2 riassume le corrispondenze identificate e a quale lampada appartengono.

Band del DM	$\lambda(nm)$	Lampada
79	546.07	6034
107	576.96-579.07	6034
320	823.0	6033
324	828.0	6033
371	881.9	6033
383	895.2	6033

Tabella 6.2: Corrispondenze identificate tra le band del piano focale e le lunghezze d'onda.

Usando tali punti come riferimento, è stata calcolata la retta di dispersione spettrale facendo un fit lineare, trovando così la lunghezza d'onda della prima banda (intercetta) e il campionamento spettrale (pendenza). La figura 6.3 mostra il grafico delle lunghezze d'onda centrali in funzione della band (colonne del piano focale) ottenute con il fit lineare e la relazione che lega tali grandezze.

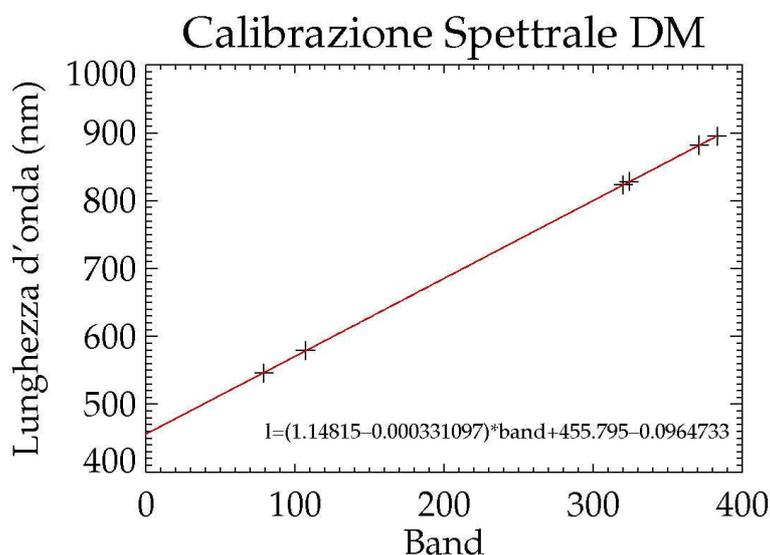


Figura 6.3: La retta di dispersione del DM. In nero i punti sperimentali ottenuti confrontando gli spettri in figura 6.2, in rosso la retta calcolata con il fit lineare che associa ad ogni colonna del piano focale una lunghezza d'onda.

I coefficienti ottenuti con il fit lineare sono stati utilizzati come punto di partenza per la registrazione spettrale tra l'acquisizione del DM e uno spettro della stessa lampada acquisito con il Field Spec. Il Field Spec è uno spettrometro a reticolo olografico con caratteristiche spettrali simili a quelle

del DM infatti è sensibile in un intervallo spettrale tra 350 nm e 2500 nm con un sampling di 1.0 nm e una risoluzione spettrale di 10.0 nm. Usando lo spettro del FieldSpec come riferimento e partendo dalla calibrazione ottenuta con il fit lineare, è stata calcolata la coppia di coefficienti che massimizza la correlazione tra le due curve. La funzione di correlazione usata tiene conto della forma generale dello spettro e della posizione dei singoli picchi. Il grafico in figura 6.4 mostra i due spettri considerati, a sinistra prima della registrazione, a destra dopo la registrazione. In entrambi i casi è stata indicata la coppia di coefficienti usati per la calibrazione spettrale del dato del DM.

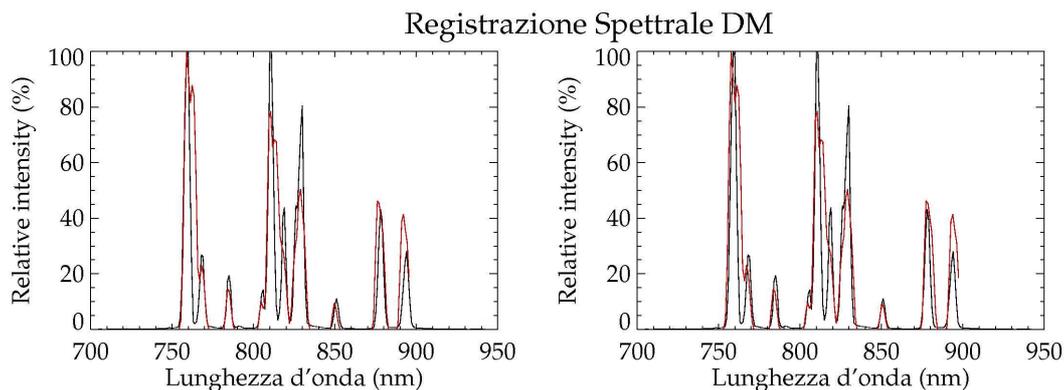


Figura 6.4: *Registrazione spettrale del DM: sovrapposizione dello spettro del DM (in rosso) con quello di riferimento (in nero). A sinistra usando la calibrazione spettrale ottenuta con il fit lineare, a destra usando i coefficienti calcolati dall' algoritmo di registrazione*

Ipotizzando poi che la funzione di risposta spettrale (SRF) delle colonne del piano focale sia costante e di forma gaussiana, allora la risoluzione spettrale corrisponde alla FWHM della SRF. Tale grandezza è stata calcolata usando il picco di emissione a 546nm poichè l'altro picco misurabile, quello a 479nm è associato ad un doppietto spettrale e quindi meno indicato per questo tipo di misura. Considerando quindi l'emissione della lampada monocromatica, la forma dello spettro di tale emissione è per definizione la risposta spettrale a quella banda dello strumento. Fittando quindi il picco misurato con una gaussiana, e calcolando la FWHM corrispondente, è stato calcolata la risoluzione spettrale del sistema. Il grafico in figura 6.5 mostra il profilo della funzione di risposta spettrale misurata e il valore della FWHM che è di (2.428 ± 0.062) nm. Infine, nota la lunghezza d'onda della prima banda, il numero totale della bande e il campionamento spettrale, è stato calcolato l'intervallo di sensibilità totale che è risultato essere 450-900nm.

La tabella 6.3 riassume i risultati ottenuti e li confronta con quelli ottenuti per il canale visibile del flight model. Dal confronto delle colonne relative a VIR-MS e al DM si fare alcune considerazioni.

Parametro	VIR-MS	DM
campionamento [nm]	1.89223 ± 0.00033	1.17335 ± 0.00074
risoluzione [nm]	1.910 ± 0.070	2.428 ± 0.062
range [nm]	225÷1070	450÷900

Tabella 6.3: *Risultati della calibrazione spettrale, VIR-MS e il DM a confronto.*

L'intervallo di campionamento è più piccolo nel DM rispetto a VIR-MS. Questo è dovuto alla dimensione fisica dei pixel del piano focale, diverso nei due esperimenti, $38 \mu m$ per VIR-MS e $23 \mu m$ per il DM. Infatti, in uno spettrometro i fattori che concorrono alla determinazione del campionamento sono la dimensione dei pixel del piano focale e la legge di dispersione del reticolo. Poichè VIR-MS e

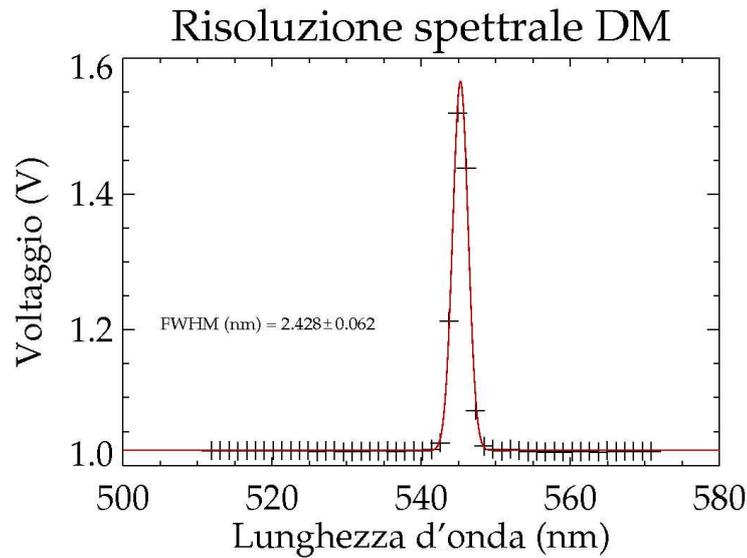


Figura 6.5: La Funzione di risposta spettrale. In nero i punti sperimentali misurati dal DM, in rosso la SRF calcolata con il fit gaussiano.

il DM hanno lo stesso reticolo, i pixel più piccolo corrispondono ad un campionamento più piccolo, come in effetti misurato. Un'altro aspetto da sottolineare riguarda la risoluzione, infatti, dalla tabella è evidente che quella di VIR-MS è migliore rispetto a quella del DM. Questo potrebbe essere dovuto ad una minore precisione nella procedura di messa a fuoco usata per il DM. Mentre per VIR-MS sono stati fatti diversi cicli di termovuoto e scansioni sub-pixel per determinare il fuoco dello spettrometro, nel caso del DM sono state fatte delle misure più rudimentali descritte nel capitolo precedente. Per ora il valore trovato è stato ritenuto accettabile anche se questo aspetto sarà tenuto presente per un eventuale miglioramento del set-up. L'intervallo di sensibilità è molto diverso nei due casi. Anche in questo caso il risultato ottenuto è una diretta conseguenza della dimensione fisica dei piani focali. Quello del DM, oltre ad avere dei pixel più piccoli, ha anche la dimensione totale lungo l'asse spettrale più piccola. Questo porta ad una minore estensione del range di sensibilità.

6.1.2 La calibrazione geometrica

Lo scopo della calibrazione geometrica è quello di determinare le prestazioni del sistema nel dominio dello spazio. I parametri che devono essere determinati sono:

FOV (mm × mm) , definito come il campo di vista totale del DM.

IFOV (mm × mm) , definito come il campo di vista di un singolo pixel spaziale del DM.

IFOV-Z (mm) , definito come la distanza sul target di due posizioni consecutive dello specchio di scansione.

Passo (mm) , definito come il campionamento spaziale, cioè la distanza sul target del centro di due pixel consecutivi.

Il FOV e l'IFOV di uno spettrometro ad immagine sono definiti come il range di angoli dai quali la radiazione incidente può essere rilevata rispettivamente dal piano focale e dal singolo pixel. Se

si fissa la distanza tra l'oggetto che si vuole osservare e lo strumento, tali parametri determinano l'estensione dell'area totale vista dallo strumento e dal singolo pixel. Nel caso del DM, quindi, da un punto di vista dimensionale tali parametri sono espressi come delle distanze e non degli angoli, come invece fatto per VIR-MS, poichè si sta considerando la proiezione del FOV e dell'IFOV sul piano focale del collimatore. Questa scelta è motivata dal fatto che il DM e il suo banco ottico sono di fatto un unico sistema di misura poichè il target, rappresentato dal piano focale del collimatore, è sempre alla stessa distanza. Nel caso di VIR-MS le caratteristiche geometriche sono espresse in angoli poichè l'estensione della loro proiezione sul target dipende dalla distanza del target stesso.

Le procedure per la misura dei parametri sopra elencati sono quelle che hanno sofferto maggiormente della differenza dei set-up usati per la calibrazione del DM e di VIR-MS. Nel caso dello strumento flight, infatti, sono state fatte diverse scansioni sub-pixel sia longitudinalmente che ortogonalmente rispetto alla fenditura determinando rispettivamente la Pixel Function e la Slit Function la cui combinazione ha permesso di determinare l'IFOV come descritto nel capitolo 3. Per il DM non è stato possibile ripetere lo stesso tipo di misure a causa di limitazioni nel set-up. Di conseguenza è stato cercato un altro metodo che desse però le stesse informazioni senza ricorrere alle scansioni sub-pixel. La calibrazione geometrica è stata eseguita quindi usando un target di riferimento standard USAF 1951 della Edmund Optics. La figura 6.6 mostra uno schema del target usato e la tabella fornita dalla Edmund Optics per il calcolo della risoluzione. Il target USAF è formato da una serie di

USAF 1951 1X EDMUND		Number of Line Pairs / mm in USAF Resolving Power Test Target 1951										
		Group Number									For High Res only	
Element	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9
1	0.250	0.500	1.00	2.00	4.00	8.00	16.00	32.0	64.0	128.0	256.0	512.0
2	0.280	0.561	1.12	2.24	4.49	8.98	17.95	36.0	71.8	144.0	287.0	575.0
3	0.315	0.630	1.26	2.52	5.04	10.10	20.16	40.3	80.6	161.0	323.0	645.0
4	0.353	0.707	1.41	2.83	5.66	11.30	22.62	45.3	90.5	181.0	362.0	-----
5	0.397	0.793	1.59	3.17	6.35	12.70	25.39	50.8	102.0	203.0	406.0	-----
6	0.445	0.891	1.78	3.56	7.13	14.30	28.50	57.0	114.0	228.0	456.0	-----
Substrate		1.5mm (0.06") soda lime glass with beveled edges										
Flatness		0.0001" or better										
Surface Quality		40-10										
Coating		Vacuum-deposited durable chromium, density 3.0 or greater										
Minimum Resolution		for 38-256, 38-257, 55-622 & 58-198: Group 0, Element 1 for 36-408 & 36-275: Group -2, Element 1										
Maximum Resolution		for Standard: Group 7, Element 6 for High Res: Group 9, Element 3										

Figura 6.6: Il target di riferimento USAF 1951 usato per la calibrazione spettrale. A sinistra lo schema della matrice, a destra la tabella per il calcolo della risoluzione.

barre organizzate in gruppi ed elementi. Ciascun gruppo consiste in 6 elementi (numerati da 1 a 6) e ciascun elemento è composto da tre barre orizzontali e tre verticali equi-spaziate tra loro. La scala è geometrica, quindi, ciascun gruppo è legato al successivo da un fattore g^2 , dove g è l'estensione di un gruppo, mentre i 6 elementi sono legati tra loro da un fattore uguale alla radice sesta della potenza di 2. Ciascun elemento all'interno di un gruppo corrisponde ad una risoluzione così come è indicato nella tabella in figura 6.6. La risoluzione di un sistema ottico è definita dal gruppo e dall'elemento subito precedente quello in cui le barre bianche e nere cominciano a non essere distinguibili. Le barre orizzontali e verticali servono per trovare la risoluzione in entrambe le direzioni.

Per eseguire la misura, il target di riferimento è stato posizionato nel piano focale del collimatore, la sorgente è stata posizionata dietro al target sul quale è stato applicato un foglio di carta per evitare che la luce della sorgente, in corrispondenza delle barre trasparenti, arrivasse direttamente sul piano focale. In questa configurazione è stata acquisita un'immagine iper-spetttrale. L'immagine è stata costruita facendo 100 step dello specchio di scansione. L'immagine ottenuta, mostrata a sinistra nella figura 6.7, è stata trattata con metodi statistici prima di essere analizzata. In pratica, per ciascun

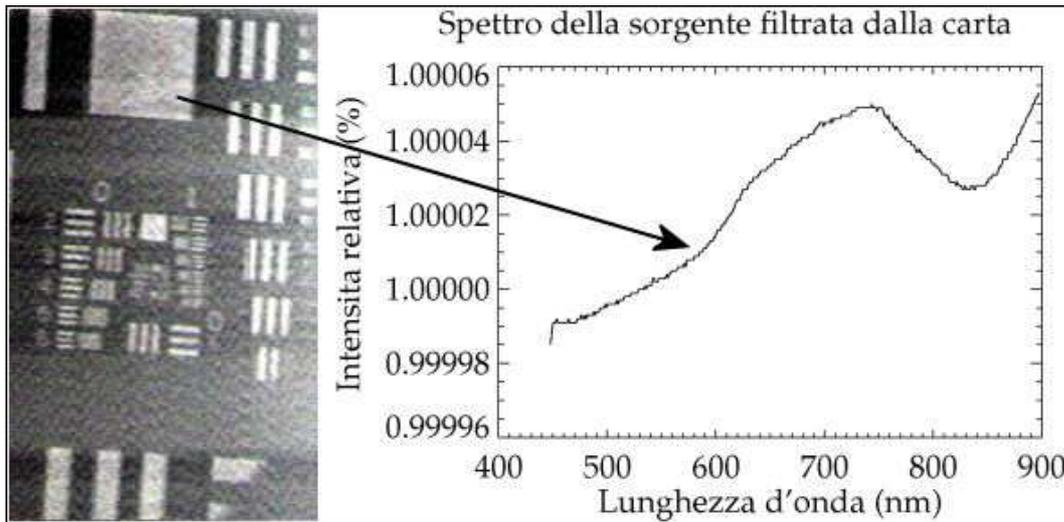


Figura 6.7: Il target di riferimento USAF 1951 visto dal DM. A sinistra una combinazione RGB di tre bande, a destra lo spettro mediato delle zone chiare.

pixel della fenditura $p_{b,s,l}$ è stata calcolata la media dei valori acquisiti nelle 100 scansioni ($l = 0, 99$) ottenendo così, per ciascuna banda b , un'acquisizione media (frame medio, $P_{b,s}$):

$$P_{b,s} = \sum_{l=0}^{99} p_{b,s,l} \quad (6.3)$$

Successivamente, ciascun frame (singola acquisizione del piano focale, $p_{b,s,l}$) è stata divisa per il frame medio $P_{b,s}$ a sua volta moltiplicato per il valor medio dell'immagine iperspettrale iniziale \bar{p} :

$$I_{b,s,l} = \frac{p_{b,s,l}}{P_{b,s} * \bar{p}} \quad (6.4)$$

In questo modo sono stati rimossi buona parte degli effetti dovuti alla disomogeneità sia della risposta dei pixel che della sorgente. Nella figura 6.7, sulla destra è riportata l'immagine RGB in falsi colori (l'asse orizzontale è quello della scansione mentre l'asse verticale è la dimensione della slit), data cioè dalla combinazione di tre delle 384 lunghezze d'onda disponibili; sulla sinistra, invece, è riportato il grafico con lo spettro acquisito dal DM in corrispondenza degli elementi trasparenti del target. Nell'immagine RGB è possibile notare un leggero tilt lungo l'asse orizzontale, questo effetto è dovuto ad un disallineamento nel target quando è stato messo sul piano focale del collimatore e non a caratteristiche dello strumento. L'immagine è stata quindi analizzata con ENVI per estrarre le informazioni cercate.

Per calcolare il FOV è stata calcolata l'estensione sul target dell'area misurata dal DM. Il calcolo è stato fatto solo per la dimensione lungo la fenditura (asse verticale in figura 6.7) e si è poi considerato un FOV quadrato. Questo perchè i 100 step di scansione fatti non sono sufficienti ad esplorare tutto il campo di vista, ma, al contrario, coprono un'area sul target più piccola. Tuttavia, l'estensione del FOV nella direzione della scansione può essere cambiata semplicemente cambiando in numero di step dell'encoder effettuati per muovere lo specchio non è, quindi, considerata una grandezza vincolante per il sistema di misura. Per praticità nel confronto con altri sistemi di misura analoghi si è deciso di considerare il FOV quadrato, quindi la misura che sarà fatta per la direzione della fenditura

sarà estesa anche all'altro asse. L'estensione del FOV nell'asse verticale in figura 6.7 è determinata dall'ampiezza della fenditura e dalle caratteristiche ottiche del sistema integrato DM e banco ottico. La misura è stata eseguita usando due diversi metodi. Per la prima determinazione è stato scelto come dettaglio da analizzare il quadrato trasparente in modo da poter fare una misura su entrambi i lati. In quadrato scelto si corrisponde al gruppo -2 ed elemento 2 secondo il codice di lettura del target USAF indicato dalla Edmund Optics, dalla tabella a destra in figura 6.6 si vede che in corrispondenza di tali valori si hanno 0.280 coppie/mm, poiché il quadrato è formato da 2.5 coppie di barre, si può concludere che la lunghezza del lato del quadrato è 8.92mm. Nell'immagine acquisita dal DM, lo stesso quadrato ha il lato di 59 pixel. Considerando che la fenditura è distribuita su 288 pixel, da una semplice proporzione si calcola l'estensione totale sul target che è 43.54 ± 0.74 . L'errore associato alla misura è stato calcolato con la propagazione dell'errore associando 1 pixel di errore alla misura del DM e nessun errore alla misura sul target. Per la seconda determinazione, il primo passo è stato quello di fare una fotografia ad alta risoluzione del target con un preciso riferimento geometrico (in questo caso la carta millimetrata) ???. È stato scelto un dettaglio facilmente identificabile sia nell'immagine del DM che nella fotografia in modo da poter fare una registrazione delle due immagini. Invece del quadrato precedentemente usato in questo caso è stata selezionata la zona che comprende tutti gli elementi del gruppo 0. Oltre ad avere dei confini facilmente rintracciabili, questa zona si trova al centro della fenditura e non spostata in alto come il quadrato, in questo modo si hanno delle indicazioni su un'altra zona del FOV. L'estensione della zona selezionata sul target misurata sulla fotografia è di 12.0 ± 0.2 dove l'errore è stato associato considerando la risoluzione dell'immagine. La stessa zona è distribuita su 79 pixel del DM. Anche qui, facendo una proporzione e propagando gli errori si ottiene un FOV di 43.74 ± 1.91 . Mediando i risultati dei due metodi di misura si ottiene un valore del FOV di 43.64 ± 0.10 .

Il calcolo dell'IFOV, equivalente alla risoluzione spaziale del sistema, è stato fatto usando la tabella a destra in figura 6.6. Nell'immagine del DM è stata individuata l'ultima coppia gruppo-elemento nella quale le barre orizzontali e verticali sono distinguibili. Usando il coefficiente corrispondente nella tabella è stato calcolato un valore per l'IFOV di 0.25 ± 0.03 mm. L'errore associato alla misura è stato valutato considerando la risoluzione della misura, sono state quindi calcolate le risoluzioni associate ai due elementi adiacenti a quello selezionato, per errore è stato considerato la metà dell'intervallo tra tali valori.

Il campionamento spaziale è stato calcolato dividendo il FOV per il numero di pixel in cui è divisa la fenditura. Nel caso del DM si trova 0.15153 ± 0.00034 (dove l'errore è calcolato propagando l'errore percentuale sulla misura del FOV) che rappresenta la distanza tra i centri di due pixel consecutivi. Analogamente al campionamento lungo la fenditura è stato calcolato l'IFOV-Z che di fatto è il campionamento lungo l'asse della scansione. Come detto in precedenza per costruzione la corrispondenza tra gli step dell'

La tabella 6.4 riassume i risultati ottenuti e li confronta con quelli ottenuti per il canale visibile del flight model come descritto nel capitolo 3. È bene notare che nel capitolo 3 i valori dei parametri che

Parametro	VIR-MS	DM
FOV [mm]	65.28±2.82	43.64 ± 0.10
IFOV [mm]	0.251±0.033	0.25 ± 0.03
passo [mm]	0.252±0.011	0.15153 ± 0.00034

Tabella 6.4: Risultati della calibrazione spettrale, VIR-MS e il DM a confronto.

definiscono la calibrazione spaziale sono stati espressi sotto forma di angoli sottesi dai pixel. Questo dipende dal fatto che la risoluzione sul target di VIR-MS dipenderà dalla distanza a cui questo si

trova. Nel caso del laboratorio, invece, la distanza è fissa ed è quindi equivalente usare gli angoli o le distanze sul piano focale del collimatore. I valori relativi a VIR-MS in tabella 6.4 sono stati convertiti in modo da risultare confrontabili con quelli equivalenti misurati per il DM. Dalle tabella di ottiene che il passo di VIR è più esteso rispetto a quello del DM, questa è una dipende dalle diverse dimensioni fisiche dei pixel del piano focale ($23 \mu m$ per il DM, $38 \mu m$ per VIR-MS), infatti, a parità di sistema ottico, il passo è più piccolo per pixel più piccoli. Un'ulteriore conseguenza di questa diversità è la diversa estensione del FOV, anche questo più piccolo nel caso del DM. L'IFOV, parametro dipendente principalmente dal progetto ottico e dalla qualità dell'allineamento, invece, è confrontabile nei due casi.

6.2 Misura di campioni

Il campione scelto per acquisire la prima immagine iperspettrale con il DM è una meteorite antartica. Si è scelto una eucrite poichè, insieme alla Howarditi e Diogeniti, sono un gruppo di meteoriti (HED) che si suppone provengano da Vesta. La possibilità di fare studi in laboratorio e poi di acquisire dati simili anche della superficie di Vesta permetterà di investigare in dettaglio l'eventuale legame tra le HED e questo asteroide. Di fatto questa misura rappresenta non solo la prima acquisizione fatta con il DM ma anche il primo nucleo per la costituzione del database di analoghi planetari che rappresenta uno dei motivi per cui il DM è stato costruito. Il campione selezionato, denominato LEW88005, è una eucrite che proviene dalla collezione del Johnson Space Center gestita dalla NASA, il National Science Foundation americano e lo Smithsonian Institution. La figura 6.8 mostra una foto del frammento analizzato. LEW88005 è una eucrite polimitica con una moderata ossidazione dovuta alla



Figura 6.8: La meteorite LEW88005.

permanenza in atmosfera terrestre. La percentuale molare della ferrosilite nel pirossene del campione varia tra 25 e 59 (Meteorite working group, 1989). La superficie del campione è formata da delle inclusioni visibili anche ad occhio nudo e una storia di shock e brecciazione molto complessa che prevede temperature maggiori di $1000^{\circ}C$. Lo stesso frammento è stato già analizzato in lavori prece-

denti (Hewins, 1990) dai quali è emerso che il plagioclasio in questa meteorite si trova sotto diverse forme, normale feldspato, maskelynite, e vene di vetro nero.

6.2.1 La misura

Per eseguire la misura è stato messo il campione nel piano focale del collimatore. E' stata quindi acquisita un'immagine formata da 80 step dello specchio di scansione. La stessa operazione è stata eseguita con un target di spectralon e con un target ricoperto di panno nero per l'acquisizione del background. L'immagine iperspettrale finale, espressa spettralmente in riflettanza, è stata ottenuta sottraendo il background misurato sia al segnale ottenuto con il campione che con lo spectralon e dividendo tra loro i risultati di tale operazione:

$$R(\%) = \frac{S_{LEW88005} - BKG}{S_{Spectralon} - BKG} \quad (6.5)$$

La figura 6.9 mostra un confronto tra la foto del campione e l'immagine RGB ottenuta con tale operazione dove si può riconoscerne la corrispondenza con il campione anche se ne è stata acquisita solo una piccola parte. Il motivo per cui sono stati acquisiti solo 80 step che, come si vede dal confronto

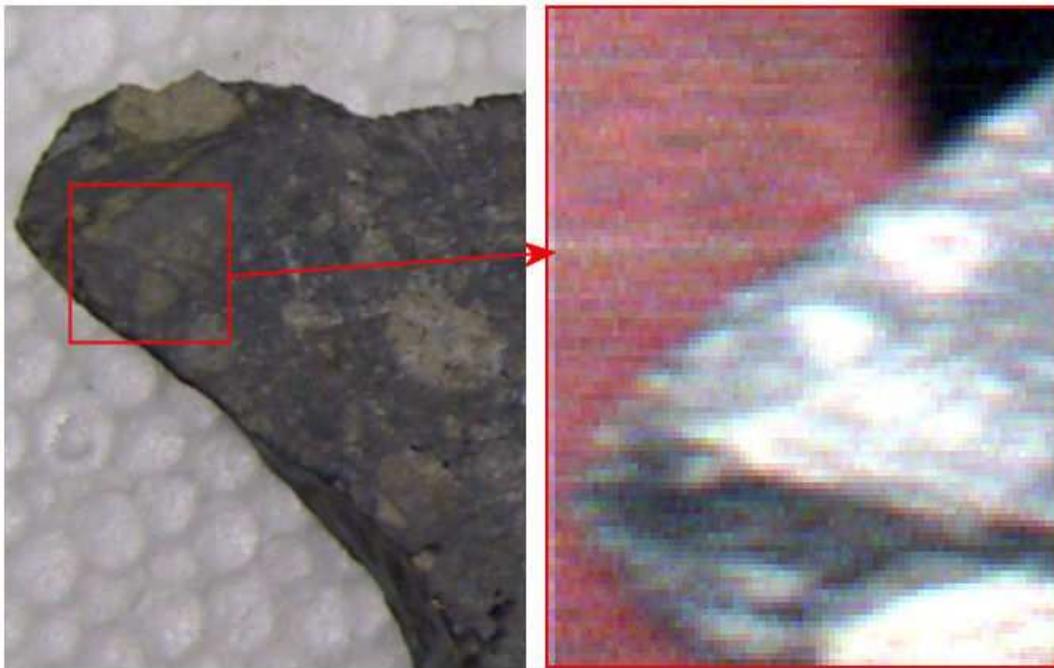


Figura 6.9: Una foto del campione (sinistra) e la misura del DM (destra) a confronto. L'immagine del DM è una combinazione RGB delle bande 374 (886 nm), 207(690 nm) e 58(515 nm).

tra l'acquisizione e la foto, coprono solo una piccola zona della superficie del campione è che l'interesse principale nell'acquisire questa immagine è stato quello di verificare il funzionamento dello strumento usando un campione rappresentativo. L'immagine RGB è stata ottenuta usando come rosso la banda 374 (886 nm), come verde la banda 207 (690 nm) e come blu la banda 58 (515 nm). Dall'immagine RGB si vede che il DM è in grado di distinguere diverse strutture all'interno della zona selezionata come una venatura più scura ed inclusioni con valori di riflettanza più alti rispetto

al resto del campione. La possibilità di associare a ciascun pixel dell'immagine uno spettro, permette anche di fare un'analisi sulla composizione di tali strutture evidenziate nel campione.

6.2.2 L'analisi

Le zone spettralmente diverse evidenziate sono principalmente 4:

tipo spettrale 1 pasta grigia

tipo spettrale 2 venatura scura

tipo spettrale 3 inclusione scura

tipo spettrale 4 inclusione chiara

Gli spettri di queste zone sono mostrati in figura 6.10 a destra. A ciascun tipo spettrale corrisponde

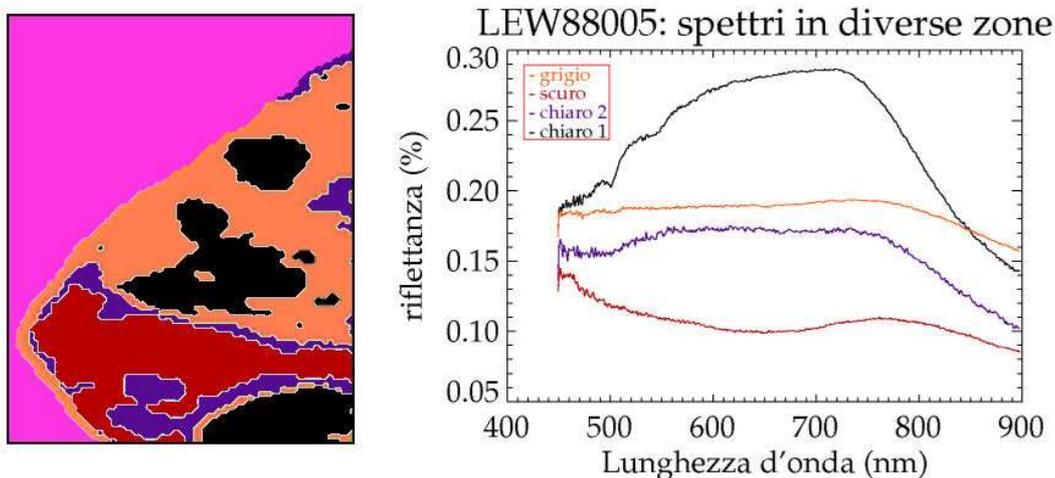


Figura 6.10: I tipi spettrali identificati nella zona del campione misurata e la loro distribuzione spaziale.

corrisponde un colore: lo spettro del tipo spettrale 1 è in rosa salmone, quello del tipo spettrale 2 è in rosso, quello del tipo spettrale 3 è in viola mentre quello del tipo spettrale 4 è in nero. Sempre in figura 6.10, a sinistra, è stata rappresentata la distribuzione spaziale delle 4 zone. Il grafico con gli spettri e l'immagine hanno lo stesso codice di colori in modo da individuare la corrispondenza tra gli spettri e la loro distribuzione sul campione. Il primo tipo spettrale, la pasta formata da pirosseno, basalto e vetro, è di fatto una matrice all'interno della quale si trovano gli altri elementi. La matrice si trova principalmente nella parte superiore della zona analizzata. Il tipo spettrale composto principalmente da vetro è localizzato in una venatura che attraversa longitudinalmente tutta la zona misurata e su una piccola zona del bordo. La zona scura è circondata dal terzo tipo spettrale composto dal tipo spettrale caratterizzato da pirossene con una forte presenza di vetro. Il quarto tipo spettrale si trova principalmente raccolto in inclusioni circondate dalla matrice.

In tutti gli spettri è evidente l'accento della banda di assorbimento intorno a 1000 nm tipica dei pirosseni dovuta alle transizioni dello ione Fe^{2+} nei siti M1 e M2 della struttura cristallina dei silicati (?) anche se il limite massimo di sensibilità spettrale del DM, 900nm, non permette di vedere il minimo della banda. La zona tra 450 e 480 nm ha evidentemente dei problemi di rapporto segnale rumore

dovuti ad una minore efficienza dell'esperimento a quelle lunghezze d'onda (minore efficienza sia del reticolo che del piano focale) e quindi non sarà discussa. Il tipo spettrale 4 ha una banda di assorbimento molto pronunciata poco sopra i 500nm anch'essa legata a transizioni tipiche dello ione Fe^{2+} (?). La stessa banda è presente, anche se meno evidente, anche nello spettro del tipo spettrale 1 (pasta grigia) mentre è assente nello spettro del tipo spettrale 2 (ventura scura). La seconda inclusione sembra non avere questa banda, va però considerato che in quella zona lo spettro è molto rumoroso ed è quindi difficile fare delle considerazioni sulla base di soli questi dati. Confrontando questi spettri con quelli di minerali disponibili in letteratura (es: RELAB), è possibile fare delle ipotesi sulla composizione delle singole strutture. La pasta grigia di cui è composto il campione (tipo spettrale 1, rosa salmone in figura 6.10) sembra essere un misto di pirossene, basalto e componente vetrosa, infatti, sebbene siano ancora riconoscibili gli assorbimenti a 500 e 1000 nm del pirossene, il contrasto misurato tra il livello del continuo e il minimo della banda è incompatibile con quello di un pirosseno puro. La zona scura (tipo spettrale 2, rosso in figura 6.10) è composta principalmente da vetro anche se permane una piccola percentuale di pirossene evidenziata dal persistere dell'avvallamento verso i 1000nm. Le due inclusioni, invece, sono composte quasi esclusivamente di pirossene anche se in quella più scura (tipo spettrale 3, viola in figura 6.10) una percentuale di componente vetrosa diminuisce il contrasto tra il continuo e gli assorbimenti spettrali che invece sono particolarmente pronunciati nell'inclusione più chiara (tipo spettrale 4, nero in figura 6.10).

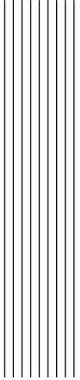
L'analisi dello spettro appena esposta può essere resa quantitativa usando degli algoritmi per calcolare i parametri associati alle bande di assorbimento diagnostiche dei vari materiali. Per l'analisi dei dati acquisiti con il DM, ma più in generale, per analizzare i dati iper-spettrali di superfici planetarie acquisiti da spettrometri ad immagine è stato sviluppato uno specifico software: QUANTO (QUbe ANalysis TOol). QUANTO si basa sul concetto dell'MGM, cioè sulla deconvoluzione di uno spettro in una funzione che rappresenta il continuo al quale si sovrappongono delle funzioni gaussiane che rappresentano gli assorbimenti spettrali (Sunshine et al., 1990). In aggiunta rispetto all'MGM, però, è stato ottimizzato per analizzare uno ad uno tutti gli spettri in un unico cubo spettrale e per fare delle correlazioni spaziali dei risultati. Per una descrizione del software, i principi fisici sul quale si basa e il suo funzionamento si può fare riferimento alle appendici dalla D alla F. QUANTO è stato applicato all'immagine acquisita dal DM. Sebbene l'analisi sia stata fatta punto per punto, i risultati sono stati mediati considerando un campione omogeneo quello proveniente da ogni singola zona spettrale. Nella tabella 6.5 sono riportati i coefficienti calcolati con QUANTO relativi al continuo e all'accento della banda a 1000nm. Nel caso specifico del campione in esame, i risultati ottenuti so-

	livello [%]	pendenza [eV^{-1}]	profondità [%]	centro [nm]	larghezza [nm]	area [% * nm]
Tipo spettrale 1	0.1614	0.1249	0.539	917.881	265.974	0.073
Tipo spettrale 2	0.1311	0.0908	0.550	918.411	259.797	0.066
Tipo spettrale 3	0.3974	0.0219	0.375	926.506	272.483	0.216
Tipo spettrale 4	0.5255	0.2874	0.228	975.058	246.161	0.918

Tabella 6.5: Parametri associati gli spettri calcolati usando QUANTO. Livello e pendenza si riferiscono al continuo, profondità, centro, larghezza e area si riferiscono alla banda a 1000nm

no difficilmente interpretabili, infatti, la componente che domina lo spettro, cioè la banda ad 1 μm dovuta al pirosseno, non è completa nell'intervallo spettrale considerato e questo comporta notevoli incertezze nell'eseguire il fit. Considerato però che l'errore statistico nell'operazione di media è generalmente inferiore al 3 % dei valori calcolati, l'analisi può essere considerata attendibile. Senza fare un'analisi dettagliata dei valori ottenuti, poichè sarebbe un'attività al di fuori dello scopo di questo

progetto di ricerca, si possono comunque fare delle considerazioni di carattere generale. La colonna dedicata al livello del continuo dei quattro tipi spettrali, ad esempio, dà delle indicazioni per determinare la composizione delle 4 zone spettrali. L'alto valore del tipo 4 indica che questo è formato principalmente da pirosseno mentre il vetro e il basalto, due elementi che tendono ad abbassare la riflettanza dello spettro, sono presenti in percentuali minori rispetto al resto del campione. Questa conclusione è in accordo con i valori trovati per la profondità della banda a 1000nm che, infatti, è risultata essere meno profonda in quelle zone con un livello del continuo più basso. I due parametri sono in accordo poiché a diminuzione del contrasto è un effetto degli stessi elementi che abbassano il livello medio della riflettanza. Un altro parametro da considerare è la posizione spettrale della banda a 1000nm. Precedenti lavori su pirosseni terrestri hanno dimostrato che lo spostamento verso lunghezze d'onda maggiori è legato ad un aumento della percentuale dello ione Fe nella struttura cristallina del minerale (?). Se si suppone valida la stessa relazione per il pirosseno nei meteoriti, allora si può concludere che il tipo spettrale 1 ha una maggiore presenza dello ione Fe rispetto alle altre zone. Rendere quantitative queste considerazioni sarà necessario ampliare il set di misure e fare delle calibrazioni partendo da campioni di composizione nota. Questa attività sarà un naturale proseguimento del lavoro fatto che aveva come obiettivo quello di preparare gli strumenti, sperimentali e computazionali, per future interpretazioni.



Conclusioni

Lo scopo del progetto di ricerca è quello di compiere attività di laboratorio in supporto alla missione Dawn. Attraverso dei sistemi di misura appositamente progettati, infatti, sono state investigate le potenzialità della spettrometria ad immagine come strumento di indagine applicato allo studio delle proprietà fisiche dei corpi del sistema solare. Durante la prima fase è stata eseguita la calibrazione dello spettrometro ad immagine di tale missione, VIR-MS (Visual and InfraRed Mapping Spectrometer), e di alcuni dei suoi sotto-sistemi. Nella seconda fase, invece, è stato costruito, testato e calibrato il DM (Development Model) di VIR-MS, uno spettrometro da usare in laboratorio sia per eseguire sia verifiche del funzionamento dei sottosistemi dello spettrometro in volo sulla sonda Dawn, qualora si presentino delle anomalie o si vogliano testare modi operativi non precedentemente implementati nello strumento da volo, sia misure spettroscopiche su campioni di minerali e analoghi di superfici planetarie. Il progetto ha richiesto la collaborazione tra diversi istituti di ricerca (INAF e Università di Padova) e della Selex- Galileo Avionica, l'industria costruttrice di VIR-MS.

Per quanto riguarda la calibrazione a terra dello spettrometro in volo sulla sonda Dawn, sono state studiate in dettaglio le prestazioni di tale strumento calcolandone i parametri necessari per una completa calibrazione. A tale scopo è stata seguita tutta la campagna di calibrazione presso la Selex-Galileo Avionica di Campi Bisenzio durante la quale sono stati acquisiti i dati che successivamente sono stati analizzati per calcolare le grandezze di interesse per la calibrazione. In particolare sono state studiate in dettaglio le prestazioni geometriche e spaziali di VIR-MS quantificando tutti i parametri come le risoluzioni e i campionamenti necessari per la determinazione della risposta dello strumento. Ciò ha permesso di generare una serie di tabelle che permettono di convertire il dato grezzo in dato calibrato. In particolare la scrivente si è occupata della calibrazione spettrale e spaziale. I risultati ottenuti faranno parte della cosiddetta pipe-line, vale a dire del software che permetterà di calibrare i dati da volo.

Una volta che siano stati calibrati, i dati dovranno essere interpretati per dedurre le proprietà dei materiali osservati nel corso della missione. E' per questo motivo che si è operato uno sforzo per completare un strumento di laboratorio da utilizzare su copioni noti, al fine di identificare per analogia i dati da volo.

Il sistema di laboratorio è stato utilizzato studiare campioni che posano essere simulanti dei mate-

riali che caratterizzano gli asteroidi Vesta e Cerere; come già detto nelle prossime fasi di volo servirà come supporto tecnico nelle varie fasi della missione.

Il DM, è stato dapprima allineato e successivamente calibrato: finalmente si sono acquisiti i primi dati cioè si è ottenuta la first light del sistema di misura allestito. La calibrazione è stata fatta in modo diverso rispetto a quella di VIR-MS poiché il modo di utilizzo di uno spettrometro in volo non è del tutto equivalente a quello di uno spettrometro di laboratorio. Per ciascuno dei due strumenti, quindi, il processo di calibrazione è stato conseguito ponendo l'accento sugli aspetti più peculiari dei due sistemi e delle due procedure. I risultati ottenuti nei due casi sono stati confrontati e discussi in modo comparativo al fine di evidenziare quali sono gli aspetti che rendono diverse le prestazioni dei due esperimenti. Questa analisi sarà essenziale quando si userà il DM per comprendere meglio il funzionamento nello strumento in volo poiché permetterà di determinare i limiti entro i quali i due strumenti sono rappresentativi uno dell'altro. Sarà oltre utile per comprendere le possibili diverse risposte allo stesso stimolo.

Una volta operativo, il DM è stato poi usato per acquisire l'immagine iper-spetttrale di una meteorite antartica. Il campione misurato fa parte di un gruppo di meteoriti, le HED, che si suppone provengano da Vesta. La scelta, quindi non è stata casuale, poiché la misura qui presentata rappresenta il primo passo nella costruzione di una base dati formato da analoghi planetari e da minerali che sarà poi utilizzato come ausilio per l'interpretazione dei dati di VIR-MS.

Oltre alla presentazione delle misure, è stata fatta anche una prima analisi dei dati ottenuti facendo delle prime correlazioni tra le informazioni spaziali e quelle spettrali, vero punto di forza della spettrometria ad immagine.



A OCS User Requirements Document

A.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET			
1. DOCUMENT TITLE: OCS User Requirements Document			
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE
1	0	May 2007	Creation of the document

A.2 Abstract

The purpose of the OCS is to manage the actions required to the elements on the optical bench to perform spectral measurements of mineral and rock samples.

In this document will be defined the requirements for the software in terms of performances and products to be provided to the user.

A.3 Introduction

A.3.1 Purpose of the document

The purpose of the document is to define the poroperties necessary to the OCS in order to get the required moovment of the elements on the optical bench necessary to the alignment and measurements. These requirements will be used to specify the software requirements and architectural design in the Software Specification Document.

The definition of these requirements was made by E. Ammannito as principal user of the OCS.

A.3.2 Definitions, acronyms and abbreviations

In this document are used the following acronyms:

OCS Optical Control Software

URD User Requirements Document

SSD Software Specification Document

SUM Software User Manual

VIS Visual Spectral Range (100-1000nm)

IR Infrared Spectral Range (1000-5000nm)

A.4 General Description

This chapter is dedicated to the definition of the actions and outputs required for OCS in order to perform alignments and measurements.

A.4.1 General capabilities

OCS should be able to moove the elements on the optical bench. The kind of moovments and the required precision will be described in the specific capabilities. Moreover, OSC should be able to save the position of every element in an ascii file with a clear connetion with the time. This is the only way to enable the user to sincronize the moovments of the elements on the optical bench and the acquisition of the spectrometer.

A.4.2 General constraints

The OCS should be able to mov the elements on the optical bench.

A.4.3 User characteristics

The OCS should have an interactive interface. The user should be able to choose the input parameters such as the characteristic of the movements.

A.4.4 Operational environment

The target machine for OCS will be Intel x86 (IBM compatible PCs) running Windows.

A.5 Specific Requirements

This chapter is dedicated to the definition of the user requirements for the OCS considering the technical and computational aspects.

The OCS Software should be able to perform the following movements:

- translational movements of the sample over two axes on the plane perpendicular to the optical axis of the system. OCS shall manage translations with a limit of 5cm of travel for both axes.
- rotational movements of the folding mirror (a flat mirror to select the location of the spectrometer) over two axes: top-bottom and left-right. OCS shall manage at least 90 deg of travel for perpendicular axis (right-left) and at least 45 deg of travel for parallel axis (top-down).

The user shall be allowed to choose scan mode or fixed mode for the four actuated axes independently.

The output, if an output file is required by the user, shall contain a reference to the time of each position of the actuators in order to perform an off-line synchronization with other elements of the system.



B OCS Software Specification Document

B.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET			
1. DOCUMENT TITLE: OCS Software Specification Document			
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE
1	0	May 2007	Creation of the document

B.2 Abstract

The purpose of the OCS is to manage the actions required to the elements on the optical bench to perform spectral measurements of mineral and rock samples.

In this document will be defined the software specifications.

B.3 Introduction

B.3.1 Purpose of the document

This document describes the software requirements and architectural design of the OCS. In particular will be considered the requirements indicated in the OCS URD.

B.3.2 Definitions, acronyms and abbreviations

In this document are used the following acronyms:

OCS Optical Control Software

URD User Requirements Document

SUM Software User Manual

SSD Software Specification Document

SCD Source Code Documentation

B.3.3 Overview of the document

This document describes the top-level structure of the code and the functions the OCS software will provide. The document is divided into 2 sections:

in section *Model Description* will be illustrated the logical model of OCS

in section *Specific Requirements* will be described the requirements for the development of the software.

B.4 Model Description

Figure B.1 shows logical components of the OCS.

The user will have to specify the input parameters such as the communication interface as well as scanning and saving parameters. When the parameters are selected, pressing the button *start*, the OCS will start to actuate properly the elements on the optical bench saving the position of the moving elements on an ASCII file if required by the user.

B.5 Specific Requirements

In this chapter will be described the requirements for the development of the software.

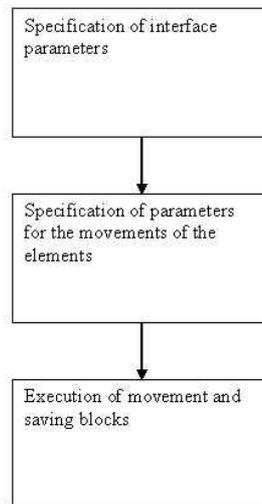


Figura B.1: Logical design of the OCS

B.5.1 Functional requirements

The software should be able to receive inputs for the user and, following such inputs, should manage the position of the elements in the optical bench saving them if required by the user. OCS can acquire input parameters through a graphical interface that allow the user to choose the action to be execute by each one of the elements in the optical bench. OCS can interact with the hardware on the optical bench using drivers provided by the costructor of the elements themself. In this case there are the driveres of the step motors used to actuate the mirror and the sample tray. If required by the user OCS can save the opeition of the elements at each step of each motor using standard Labview functions.

B.5.2 Performance requirements

There are no particular requirements on the performance of the software. The hardware used (step motors) ensure the precision in the movements necessary to the alignment of the system and to perform the measurements.

B.5.3 Interface requirements

The software should have a grafical interface. It is necessary to enable the user to interactively choose a suitable set of initial parameters and for this reason it should be as simple as possible and user friendly as indicated in the URD.

B.5.4 Operational requirements

The OCS Software requires, to be executed, the installation of the Labview 6.2 or later version, al least, the Labview Runtime that allow any user to execute the OCS without the Labview licence.

B.5.5 Resource requirements

The software should be executed using a pc with moderate performance. It means that the only requirements on the resource of the system to be used is the possibility to install and run Labview (v 6.2). The only requirement is the available of a parallel port for the communication with the hardware.

B.5.6 Documentation requirements

The documentation associated with the software (documents, headers, labels and comments) should be written in english in order to facilitate the use of the software itself in the international scientific community.

B.5.7 Security requirements

The possibility to open and execute OCS as well as the use of the data produced is reserved to users that have access to the system where OCS is installed (ie knowledge of Windows password).

B.5.8 Portability requirements

There are no particular requirements related with the portability of the software. The software is intended to be used only in the windows ambient even if it will be possible that a later version will be written to enable the portability in other operating systems.

B.5.9 Quality requirements

The OCS code shall be developed to ESA PSS-05 standards for small software projects

B.5.10 Maintainability requirements

The code shall be consistent with existing standard Labview version (6.2) or later in terms of the classes and member functions. Any additional function shall be included in the source code (is drivers for the communication with the hardware).

B.5.11 Design method

Figure B.2 outlines the structure necessary to meet the OCS URDs [1]. At the beginning the interface parameters shall be chosen. It means that the user can select the interface to be used for the communication between the OCS and the hardware (ie RS232) and the number of the parallel port to be used for the connection. The second choice is the possibility to save on file the position of the optical elements. The user shall then define the scanning parameters of the elements depending on the measurements to be done. When all the needed parameters are defined, pressing the Labview run button, it is possible to start the session. The elements on the optical bench will move as indicated by the user. At each step, if previously required, the OCS will save the position of each optical element with a clear reference to the time. At the end of the session, the elements will come back to the rest position.

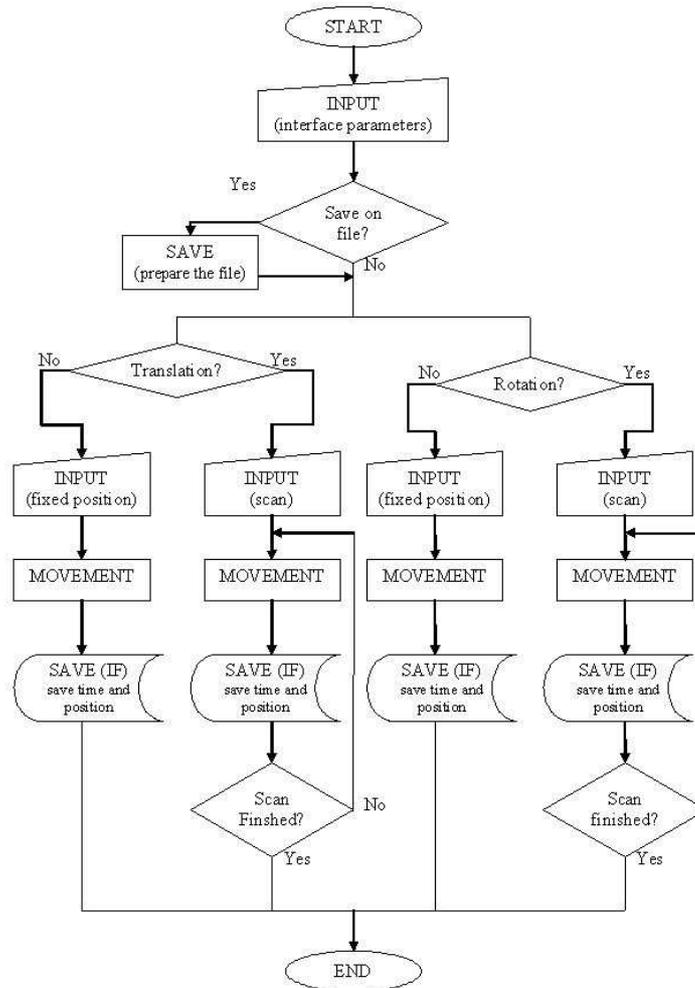


Figura B.2: OCS flux diagram



C OCS Software User Manual

C.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET			
1. DOCUMENT TITLE: OCS Software User Manual			
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE
1	0	May 2007	Creation of the document

C.2 Abstract

The purpose of the OCS is to manage the actions required to the elements on the optical bench to perform spectral measurements of mineral and rock samples.

This document provides all the necessary information to allow the user to install and operate the OCS. A brief explanation of the OCS is given followed by more extensive coverage of the commands available.

C.3 Introduction

C.3.1 Intended readership

This document is written for the final user of the OCS. The final user is who use the OCS as tool for laboratory measurements of reflectance spectra in the VIS and IR range of minerals and rocks.

C.3.2 Applicability statement

The OCS is a free code and the permission to use, copy, modify, and distribute this software and its documentation for any purpose other than its incorporation into a commercial product is granted without fee.

C.3.3 Purpose

This document is the Software Users Manual (SUM) for the OCS, a software to manage spectroscopic measurements in laboratory.

C.3.4 How to use this document

This document is not intended to be a manual on the Operational System and software ambients. In the following is assumed that the final user knows the characteristic of the system where the OCS will be installed and executed as well as the tools necessary to the software to be compiled. For information on the Operational Systems and the related software the user should refer to their own documentation.

C.3.5 Related documents

1. OCS URD (User Requirements document)
2. OCS SSD (Software Specification Document)

C.3.6 Problem reporting instructions

Any kind of problems related with OCS that can not be solved with the help of the attached documentation should be addressed to the author of the software using the the e-mail: eleonora.ammannito@iasf-roma.inaf.it.

C.3.7 Overview of the document

In chapter 2 of this manual an overview of the code is presented. Chapter 3 covers the installation of the OCS and chapter 4 describes the commands necessary to use the OCS. Chapter 5 gives an example input file to guide the first time user and chapter 6 reports the results of the validation tests performed.

C.4 Overview

In order to perform laboratory measurements of reflectance spectra it is necessary to remotely control some elements (ie mirrors and samples) in order to get the necessary precision and repeatability in the measurements and alignment of the system. The OCS allows the user to specify some input parameters required for the measurements, to control the on going session through the outputs on screen and to save an ascii file recording the events in the session.

C.5 Installation

This chapter describes the recommended steps for installing the OCS. The MGM is supplied as a LabView vi, thus, it is necessary to have LabView (full or runtime) installed and working on the machine to be used. In particular the user will need to have installed LabView 6.2, which is the version of LabView that the OCS has been developed under.

To install the OCS, simply unzip and untar the file `ocs.tar.gz`, thus creating a devoted directory (ie the OCS directory). Under the OCS directory there should be the file `ocs10.vi` and others LabView VIs files, the directory Drivers which include the drivers for the communication with the hardware and the directory Example which include the files to be used as example.

To compile and run the code just use the dedicated button in the Run menu in the Labview environment.

Through such easy steps the user will be able to use the OCS and perform his own measurement session.

C.6 Instruction

In this chapter will be described the functionalities of OCS and the method to use the software to perform measurements of reflectance spectra in the visible and infrared wavelengths.

C.6.1 Functional description

In order to use the software it is necessary first of all to determine the interface and the parallel port to be used for the communications with the hardware on the optical bench. The possible choices for the interface are:

- RS232
- IEEE 4888

The user can choose if he needs to save data on file. If yes he can define a name and directory for the file or leave the OCS saves the output in the default name and path as indicated in the front panel of the OCS.

Up to now there are two remotely actuated elements (as indicated in the OCS URD):

- The folding mirror that is a plain mirror to deviate the optical beam into the spectrometer. It can rotate along two axes, one perpendicular and one parallel to the local horizon.
- The sample housing that must translate on the focal plane of the optical system along two axes in order to measure several portions of the sample itself during the same measurement session.

Each one of these elements can be actuated in two modes: commanded in a fixed position or scanning during the measurement session. This is a choice of the user that must provide to the OCS the parameters necessary to execute the session.

The execution can last for several minutes, during such period the OCS will show in the 'actual position area' of the Front Panel the positions of the elements with respect to the reference axis.

At the end of the session the elements will come back to the rest position waiting for a new measurement session.

C.6.2 Cautions and warnings

If at least one of the input files is missing, corrupted or not complete, the software will not work returning an error message.

C.6.3 Probable errors and possible causes

The errors managed by the OCS are related with the physical coherence of the parameters provided by the user and with problems in the communication protocol between hardware and software.

In the first case, due to an inconsistency of the information provided using the controls in the Front Panel, the OCS will stop the execution indicating in the 'Error list' area the problem you are experiencing.

In the second case, the OCS will stop the execution. For information and help it is recommended to refer to the documentation of the Labview installation on the system and the one of the drivers provided by the constructor of the actuators.

C.7 Reference

In this chapter will be described the structure and format of the Front Panel to be used by the user to provide the required parameters to OCS. In figure C.1 there is an overall view of the Front Panel whose functionalities will be described below.

C.7.1 Functional description

Interface selection

In figure C.2 are represented the possible choices available in the 'Interface selection area' of the Front Panel. In case A) was chosen as interface the RS232 using the parallel port 1 of the pc while in the case B) was chosen as interface the IEEE488 using the parallel port 2. Mixed solutions are possible.

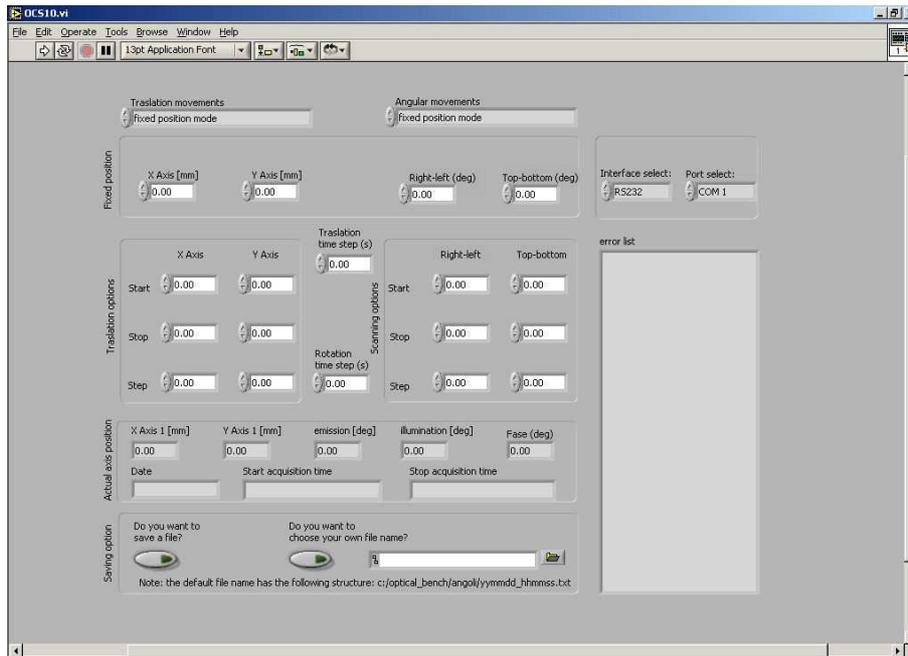


Figura C.1: OCS Front Panel

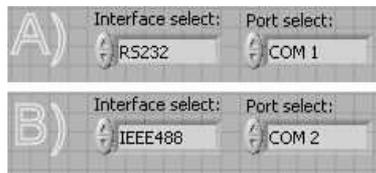


Figura C.2: Interface selection area: possible choises

Saving Options

In figure C.3 are represented the possible choises available in the 'Saving Option area' of the Front Panel. The user can decide if wants to have data recored on file using the button 'Do you wanto



Figura C.3: Saving Option area

to save a file?' (yes by default) and eventually can choose the path and name of such file. The default choises are indicated in the bottom of the area. Notice that beeing the default name connected with the date and hour of acquisition it is impossible to have file with the same name avioding the possibility of overwrite data using the default option.

Movements Options

In figure C.3 are represented the possible choices available in the 'Movements Option area' of the Front Panel. In the situation visualized at the top of the figure (case A) the user is performing a 'one



Figura C.4: Movements Options area: possible choices

shot' movment, comanding both the elements in just one position. In case B, there will be done a scan in both the elements. It is possible to perform the scan only on one of the elments even if the situation is not represented in figure C.3.

Movements Controls

In figure C.5 are represented the possible choices available in the 'Movements Option area' of the Front Panel. In this area it is possible choose the desired parameters. The user will choose the values

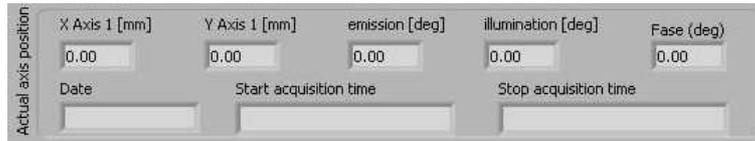


Figura C.5: Movements Controls area

using the fixed position controls or scanning/translation controls coherently with the choices made in the Movements Option area. The time steps controls will be used to decide how long the elements should be in each position.

Indicators

In figure C.6 are represented the indicators in the 'Actual position area' of the Front Panel. In this area it is possible visualize the movements parameters during the scan. There are even referencies to the time of the acquisition.



Actual axis position	X Axis 1 [mm]	Y Axis 1 [mm]	emission [deg]	illumination [deg]	Fase (deg)
	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
	Date	Start acquisition time	Stop acquisition time		

Figura C.6: Actual position area

C.7.2 Cautions and warnings

Using different structures and formats with respect to the one described in this document for the input file, may lead to the possibility that the OCS do not run.

C.8 Test and Validation

In order to state the conformance with the requirements, after the development the functionalities of OCS were tested. In particular was tested the capability to perform the required movements. It was used a laser as fixed reference point and were actuated with OCS, one by one, the four actuators. It was verified that OCS can actually move the elements and that there is consistency between the inserted parameters and the movements. Measurements were done using millimeter paper because we were interested to test the capability of OCS to do what the user was asking for, the determination of the actual performance of the movements (ie precision) is connected with the properties of the hardware and will be performed during the calibration of the whole system.

It was verified that, inserting values out of the limits indicated in the URD for the actuators, leads OCS to stop the execution and to return a message explaining the error.

All the test performed were successful.



D QUANTO User Requirements Document

D.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET			
1. DOCUMENT TITLE: QUANTO User Requirements Document			
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE
1	0	May 2007	Creation of the document

D.2 Abstract

The purpose of QUANTO is to extract quantitative information from spectral data. In particular, the information to be looked for are the parameters describing the absorption features in the spectrum, such as the strength, the position and the width.

In this document will be defined the requirements for the software in terms of performances and products to be provided to the user.

D.3 Introduction

D.3.1 Purpose of the document

The purpose of the document is to define the properties necessary to the SpAT in order to get the required scientific information. These requirements will be used to specify the software requirements and architectural design in the Software Specification Document.

The definition of these requirements was made by E. Ammannito as principal user of the MGM.

D.3.2 Definitions, acronyms and abbreviations

In this document are used the following acronyms:

SpAT Spectral Analysis Tool

MGM Modified Gaussian Model

URD User Requirements Document

SSD Software Specification Document

SUM Software User Manual

VIS Visual Spectral Range (100-1000nm)

IR Infrared Spectral Range (1000-5000nm)

D.3.3 Overview of the document

The document is divided into two parts: general and specific requirements.

The general requirements are determined by the scientific information that the software should provide to the user.

The specific requirements are related with the technical and computational properties of the code such as the velocity and the numerical precision.

D.4 General Description

This chapter is dedicated to the definition of the quality of the output products and information provided to the user considering the user scientific requirements for the Software.

D.4.1 General capabilities

SpAT should be able to extract quantitative informations from a reflectance spectrum. A reflectance spectrum can be mathematically described using a modeling function and a set of parameters. Theoretical and experimental studies have demonstrated that a suitable function is the sum over the absorption features in the spectrum each one described by a modified gaussian shape and a logarithmic line for the continuum. The required scientific informations are a complete set of parameters describing the best fit of the input data and the plot of such fit. The plot is to be intended as a tabulated function providing the reflectance values at each one of the wavelength in the input spectrum. Moreover a general estimation of the goodness of the performed fit is required.

D.4.2 General constraints

The MGM Software, given an input spectrum, should be able to detect the absorption bands in such spectrum and to recognize the contribution of the continuum that should be considered in the model as logarithmic line described by two parameters.

The software should work for spectra in the VIS and IR spectral range.

The software should consider the continuum as an element of the fitting function because the tool should be applied to spectra without any 'preparing' step.

D.4.3 User characteristics

The MGM Software should have an interactive interface. The user should be able to choose the input parameters looking at the plot of the fitting function in order to find the best starting point for the computation. Nevertheless there should be the possibility to use a pre-saved file as starting point even if the user should be enabled to make as changes as needed before to start the computation. The structure and the format of the input parameters file will be described in the SUM

D.4.4 Operational environment

The target machine for SpAT will be Intel x86 (IBM compatible PCs) running Windows. The portability to other Operating System is an optional requirement.

D.5 Specific Requirements

This chapter is dedicated to the definition of the user requirements for the MGM Software considering the technical and computational aspects.

Reflectance spectra of solid surfaces are modeled as a series of modified gaussians due to absorption bands, superimposed on a background continuum. In the algorithm all the spectral features are considered as absorption bands while no emission bands are permitted.

QUANTO is intended to be used to analyse both spectra and spectral images. It means that it should be able to accept as input data a spectrum as well as a bi-dimensional array of spectra.

As curve fitting method, QUANTO must be able to model multiple overlapping absorption bands even if the spectrum has a relatively low spectral resolution and relatively low S/N ratio.



E QUANTO Software Specification Document

E.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET			
1. DOCUMENT TITLE: QUANTO Software Specification Document			
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE
1	0	May 2007	Creation of the document

E.2 Abstract

The purpose of QUANTO is to extract quantitative information from spectral data, in particular, the band parameters (strength, position and width) of absorption features.

In this document will be defined the software specifications.

E.3 Introduction

E.3.1 Purpose of the document

This document describes the software requirements and architectural design of QUANTO. In particular will be considered the requirements indicated in the QUANTO URD.

E.3.2 Definitions, acronyms and abbreviations

In this document are used the following acronyms:

QUANTO QUbe ANalysis TOol

MGM Modified Gaussian Model

URD User Requirements Document

SUM Software User Manual

SSD Software Specification Document

SCD Source Code Documentation

IDL Interactive Data Language

ENVI ENvironment for Visualizing Images

E.3.3 References

1. Sunshine, Pieters, and Pratt, JGR,, 1990.
2. McCord et al., JGR, 1981.
3. Gaffey, Am. Mineral., 1986.
4. Sunshine and Pieters, JGR,, 1993.
5. Gaffey et al., Icarus, 1993.
6. ESA-PSS-05-0 software engineering standards, as modified in BSSC/96/2 for small projects.

E.3.4 Overview of the document

This document describes the top-level structure of the code and the functions that QUANTO will provide. The document is divided into 3 parts: In chapter 2 there is a general description of the model, in chapter 3 era indicated the the specific requirements for the code and in chapter 4 there is a description of the componets of the cde.

E.4 Model Description

At visible and infrared wavelengths, reflectance spectra of minerals contain absorption features that are characteristic of the composition and crystal structure of the absorbing species. In order to characterize absorption features it is necessary to understand the physics that control the absorption process. However absorption in geologic surfaces containing intimately mixed mineralogies are complex and only partially understood. For this reason, deconvolving the composite spectral signals of multicomponent target surfaces to reveal individual components and their modal mineralogy is not trivial.

The MGM is a general method of spectral deconvolution which resolves spectra into individual absorption bands by representing these absorption bands with discrete mathematical distributions. Use of this quantitative deconvolution method for a spectrum of an unknown material is dependent only on the spectrum itself. It thus provides an objective and consistent tool for examining the individual absorption bands in spectra. The MGM is an improvement based on the Gaussian model that more accurately describes the shape of the electronic transition absorptions.

The MGM is a refinement of the Gaussian model used previously by many investigators [e.g. 2,3]. Modified Gaussian distributions, by adhering more closely to the physical processes involved in electronic transition absorptions, are the first accurate mathematical description for the shape of isolated absorption bands [1,4]. Under the MGM spectra are modeled as sums of absorption bands, each represented by a modified Gaussian distribution, superimposed onto baseline curves, or continua. Each absorption is described by three model parameters; a band center, width and strength. Similarly, continua, which are typically modeled as straight lines in energy, are characterized by two additional model parameters, a slope and an offset. It should be noted that unlike other approaches [e.g., 5], under the MGM continua are neither predetermined nor fixed to be tangent to spectra and thus, like the absorption bands, are free to move based on the data. All MGM modeling is carried out in the physically based units of natural log reflectance and energy but, for convenience, is typically displayed as a function of wavelength.

QUANTO is a tool based upon the MGM but it uses a different and more stable algorithm with respect to previous applications. Moreover it has a graphical interface that helps the user to perform the desired spectral analysis.

E.5 Specific Requirements

In this chapter will be described the requirements for the development of the software.

E.5.1 Functional requirements

QUANTO shall be able to extract quantitative information from spectral data in the VIS/IR range. The user shall be allowed to select first the input data file that can be a single or an array of spectra and then the input parameters that describe an initial estimation of the fitting function. The input parameters shall be interactively chosen or restored from file, during the interactive process the user shall visualize the correspondent fitting function overplotted with the input data file. Output data and parameters shall be saved on files.

E.5.2 Performance requirements

As indicated in the URD, there are no particular requirements on the performance of the software. It should be reasonably fast but the most important aspect is the capability to perform a fitting computation with the precision necessary to detect an absorption band if it is deeper than 3σ of the noise level.

E.5.3 Interface requirements

The software shall have a graphical interface. It is necessary to enable the user to interactively choose a suitable set of initial parameters and to visualize in a dedicated plot area the starting point of the fit as indicated in the URD.

E.5.4 Operational requirements

QUANTO shall be written in IDL. IDL is one of the most widely used language in the community of the researchers studying spectral properties of minerals. Choosing IDL as developing ambient, enable the user to eventually merge this software with others written in the same language in order to get a great improvement of the existing tools. An easy example is ENVI, a tool for the analysis of the spectral imagies. The use of IDL allow the possibility for the user to call the QUANTO directly from ENVI witout exit and open another application. Thus, QUANTO requires, to be executed, the installation of the IDL v6.3 or, al least, the IDL virtual machine. Using the IDL virtual machine allow any user can execute the software without the IDL licence.

E.5.5 Resource requirements

The software should be executed using a pc with moderate performance. It means that the only requirements on the resource of the system to be used is the possibility to install and run IDL (v 6.3).

E.5.6 Verification requirements

The code shall be verified by comparison with set test cases

E.5.7 Documentation requirements

The documentation associated with the software (documents, headers, labels and comments) shall be written in english in order to facilitate the the use of the software itself among the international scientific community.

E.5.8 Portability requirements

There are no particulare requirements related with the portability of the software. The software is intended to be use only in the windows ambient even if it will be possible that a later version will be written to enable the portability in other operating systems.

E.5.9 Quality requirements

QUANTO code shall be developed to ESA PSS-05 standards for small software projects [6]

E.5.10 Maintainability requirements

The code shall be consistent with existing standard IDL version (6.3) in terms of the classes and member functions. Any additional function shall be included in the source code.

E.5.11 Design method

Figure E.1 outlines the structure necessary to meet the QUANTO URDs.

The Grafical Interface shall allow QUANTO to be run in interactive mode just acting on the buttons in the interface itself. The Grafical Interface shall load all the routines and function necessary to the software to be run. After open the grafical interface, the user must provide the inputs needed by

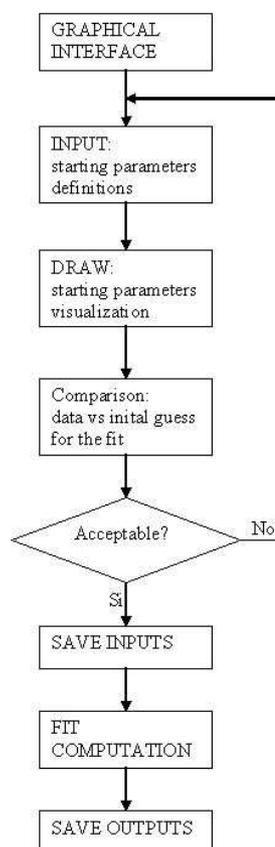


Figura E.1: QUANTO software design

the software such as the data to be fitted and a complete set of initial parameters. When the inputs are provided shall be possible for the user to visualize a plot with both the data and the starting point for the fit and decide if the parameters are stasfactory or must be changed. When the right initial condition is enriched shall be possible to start the computation of the fit and, at the end, to save the outputs.

E.6 Component Description

E.6.1 Graphical Interface

Type

IDL routine. It is the main block of the software.

Function

The Graphical Interface is the routine that manage all the events generated by the intercative choises of the user.

Interfaces

The Graphical Interface acquires the inputs provided by the user and stores them in variables to pass to the other routines of the software thus it interact with all the other sub-blocks.

Dependencies

The Graphical Interface needs all the other sub-block of the software that are called when the user interact with the interface.

E.6.2 Input

Type

IDL routine

Function

It is a routine to manage the choise of the input parameters and to provide them to the computational alghoritm.

Interfaces

The input routine is called by the Grafical Interface when the user interact to choose the parameters and returns to the Grafical Interface such parameters.

Dependencies

The input routines need the Grafical Interface to receive the inputs and to return the outputs. There aren't other dependances.

E.6.3 Draw

Type

IDL routine

Function

It is a routine to manage the plot of the input data (reflectance spectrum) and the starting point for the function to be fitted described by the parameters defined with the INPUT routine.

Interfaces

The input routine is called by the Grafical Interface when the user interact to ask for the visualization of the plot returns such plot in the draw area of the Grafical Interface.

Dependencies

The input routines need the Grafical Interface to receive the inputs and to return the outputs. There aren't other dependences.

E.6.4 Fit**Type**

IDL routine

Function

It is a routine to manage the computational algorithm.

FIT uses the Levenberg-Marquardt technique to solve the least-squares problem. In its typical use, FIT will be used to fit a user-supplied function to user-supplied data points by adjusting a set of parameters. MPFIT is based upon MINPACK-1 (LMDIF.F) by More' and collaborators.

The Levenberg-Marquardt technique is a particular strategy for iteratively searching for the best fit. This particular implementation is drawn from MINPACK-1 (see NETLIB), and seems to be more robust than routines provided with IDL.

There are many specific strategies for function minimization. One very popular technique is to use function gradient information to realize the local structure of the function. Near a local minimum the function value can be Taylor expanded about x_0 as follows:

$$f(x) = f(x_0) + f'(x_0) \cdot (x - x_0) + \left(\frac{1}{2}\right)(x - x_0) \cdot f''(x_0) \cdot (x - x_0) \quad (\text{E.1})$$

Here $f'(x)$ is the gradient vector of f at x , and $f''(x)$ is the Hessian matrix of second derivatives of f at x . The vector x is the set of function parameters, not the measured data vector. One can find the minimum of f , $f(x_m)$ using Newton's method, and arrives at the following linear equation:

$$f''(x_0) \cdot (x_m - x_0) = -f'(x_0) \quad (\text{E.2})$$

If an inverse can be found for $f''(x_0)$ then one can solve for $(x_m - x_0)$, the step vector from the current position x_0 to the new projected minimum. Here the problem has been linearized (ie, the gradient information is known to first order). $f''(x_0)$ is symmetric $n \cdot n$ matrix, and should be positive definite.

The Levenberg - Marquardt technique is a variation on this theme. It adds an additional diagonal term to the equation which may aid the convergence properties:

$$(f''(x_0) + \nu I) \cdot (x_m - x_0) = -f'(x_0) \quad (\text{E.3})$$

where I is the identity matrix. When ν is large, the overall matrix is diagonally dominant, and the iterations follow steepest descent. When ν is small, the iterations are quadratically convergent.

In principle, if $f''(x_0)$ and $f'(x_0)$ are known then $x_m - x_0$ can be determined. However the Hessian matrix is often difficult or impossible to compute. The gradient $f'(x_0)$ may be easier to compute, if even by finite difference techniques. So-called quasi-Newton techniques attempt to successively estimate $f''(x_0)$ by building up gradient information as the iterations proceed.

In the least squares problem there are further simplifications which assist in solving eqn E.2. The function to be minimized is a sum of squares:

$$f = \sum (hi^2) \quad (E.4)$$

where hi is the i th residual out of m residuals as described above. This can be substituted back into eqn E.2 after computing the derivatives:

$$f' = 2 \sum (hi \cdot hi') \quad (E.5)$$

$$f'' = 2 \sum (hi' \cdot hj') + 2 \sum (hi \cdot hi'') \quad (E.6)$$

If one assumes that the parameters are already close enough to a minimum, then one typically finds that the second term in f'' is negligible [or, in any case, is too difficult to compute]. Thus, equation E.2 can be solved, at least approximately, using only gradient information.

In matrix notation, the combination of eqns E.2, E.5 and E.6 becomes:

$$hT' \cdot h' \cdot dx = -hT' \cdot h \quad (E.7)$$

Where h is the residual vector (length m), hT is its transpose, h' is the Jacobian matrix (dimensions $n \cdot m$), and dx is $(x_m - x_0)$. The user function supplies the residual vector h , and in some cases h' when it is not found by finite differences. Even if dx is not the best absolute step to take, it does provide a good estimate of the best *direction*, so often a line minimization will occur along the dx vector direction.

The method of solution employed by MINPACK is to form the $Q \cdot R$ factorization of h' , where Q is an orthogonal matrix such that $QT \cdot Q = I$, and R is upper right triangular. Using $h' = Q \cdot R$ and the orthogonality of Q , eqn E.7 becomes

$$(RT \cdot QT) \cdot (Q \cdot R) \cdot dx = -(RT \cdot QT) \cdot h \quad (E.8)$$

$$RT \cdot R \cdot dx = -RT \cdot QT \cdot h \quad (E.9)$$

$$R \cdot dx = -QT \cdot h \quad (E.10)$$

where the last statement follows because R is upper triangular. Here, R , QT and h are known so this is a matter of solving for dx .

The IDL user-supplied function should return an array of weighted deviations between model and data. In a typical scientific problem the residuals should be weighted so that each deviate has a gaussian sigma of 1.0. If X represents values of the independent variable, Y represents a measurement for each value of X , and ERR represents the error in the measurements, then the deviates could be calculated as follows:

$$DEVIATES = \frac{(Y - F(X))}{ERR} \quad (E.11)$$

where F is the analytical function representing the model. If ERR are the $1-\sigma$ uncertainties in Y , then

$$\chi^2 = \sum (DEVIATES^2) \quad (E.12)$$

will be the total chi-squared value. FIT will minimize the chi-square value.

Interfaces

The Fit routine is called by the Grafical Interface when the user interact to ask to start the computation using the parameters visualised in that moment on the screen. The output is directly passed to the OUTPUT routine for the storage of the results and to the grafical interface for the visualization.

Dependencies

The input routines need the Grafical Interface to receive the inputs and call the Output routine to return the saved files with the outputs of the computed fit. There aren't other dependances.

E.6.5 Output**Type**

IDL routine

Function

It is a routine to save on files the result of the computation performed in the Fit routine.

Interfaces

The Fit routine is called by the Fit routine to save the results.

Dependencies

The input routines need the Fit routine to receive the files to be saved.



F QUANTO Software User Manual

F.1 Document status sheet

DOCUMENT STATUS SHEET				
1. DOCUMENT TITLE: QUANTO Software User Manual				
2. ISSUE	3. REVISION	4. DATE	5. REASON FOR CHANGE	
1	0	May 2007	Creation of the document	

F.2 Abstract

This document provides all the necessary information to allow the user to install and operate the MGM software. A brief explanation of QUANTO is given followed by more extensive coverage of the commands available. Some examples of usage are given to aid the novice user and some of the current idiosyncrasies of the code are also noted.

F.3 Introduction

F.3.1 Intended readership

This document is written for the final user of QUANTO. The final user is who use QUANTO as tool for scientific analysis devoted to the analysis of reflectance spectra of minerals and rocks.

F.3.2 Applicability statement

QUANTO is a free code and the permission to use, copy, modify, and distribute this software and its documentation for any purpose other than its incorporation into a commercial product is granted without fee.

F.3.3 Purpose

This document is the Software Users Manual (SUM) for QUANTO, a tool for the analysis of spectroscopic measurements.

F.3.4 How to use this document

This document is not intended to be a manual on the Operational System and software ambients. In the following is assumed that the final user knows the characteristic of the system where the QUANTO shall be installed and executed as well as the tools necessary to the software to be compiled. For information on the Operational Systems and the related software the user should refer to their own documentation.

F.3.5 Related documents

1. Sunshine, Pieters, and Pratt, JGR,, 1990.
2. Sunshine and Pieters, JGR,, 1993.
3. ESA-PSS-05-0 software engineering standards, as modified in BSSC/96/2 for small projects.
4. QUANTO URD (User Requirements document)
5. QUANTO SSD (Software Specification Document)

F.3.6 Problem reporting instructions

Any kind of problems related with QUANTO that can not be solved with the help of the attached documentation should be addressed to the author of the software using the the e-mail: eleonora.ammannito at iasf-roma.inaf.it.

F.3.7 Overview of the document

In chapter 2 of this manual an overview of the code is presented. Chapter 3 covers the installation of QUANTO and chapter 4 describes the commands necessary to use QUANTO. Chapter 5 gives an example input file to guide the first time user and Chapter 6 reports the results of the validation tests.

F.4 Overview

Reflectance spectra of solid surfaces can be modeled as a series of modified gaussians due to absorption bands, superimposed on a background continuum (MGM assumptions [1,2]). The modeling function in the space energy vs natural log of reflectance is the follow:

$$M(x) = c_1 + c_2 + \sum_{i=1}^n m_i(x) \quad (\text{F.1})$$

where n is the number of absorptions in the spectrum and $m(x)$ describe a single absorption:

$$m(x) = s \cdot \exp\left\{\frac{-(x^{-1} - \mu^{-1})^2}{2\sigma^2}\right\} c_1 + c_2 + \sum_{i=1}^n m_i(x) \quad (\text{F.2})$$

whwere x are energies, s , μ e σ are respectively the amplitude, the centerr, and the wdth of the absorbtion.

In order to model a reflectance spectrum it is necessary to have some simple way of specifying the parameters to be inserted in the modeling function. The QUANTO software allows the user to specify the number of absorbtion features, the measurement units of the spectrum, the inital guess for the parameters describing the continuum and the initial guess for the parameters to describe each one of the absorption features. This can be done via interactive choise or opening an input file.

The block devoted to the fit computation is called FIT. It uses the Levenberg-Marquardt technique to solve the least-squares problem. In its typical use, FIT will be used to fit a user-supplied function to user-supplied data points by adjusting a set of parameters. FIT is based upon MINPACK-1 (LMDIF.F) by More' and collaborators.

The Levenberg-Marquardt technique is a particular strategy for iteratively searching for the best fit. This particular implementation is drawn from MINPACK-1 (see NETLIB), and seems to be more robust than routines provided with IDL. This version allows upper and lower bounding constraints to be placed on each parameter, or the parameter can be held fixed.

F.5 Installation

This chapter describes the recommended steps for installing QUANTO.

QUANTO is supplied as IDL project thus it is necessary to have IDL installed and working on the machine to be used. In particular the user will need to have installed IDL 6.3, which is the version of IDL that the MGM has been developed under. Indications and helps for the IDL installation and use can be foud in the IDL documentation.

To install QUANTO, simply unzip and untar the file `mgm.tar.gz`, thus creating a devoted directory (ie the QUANTO directory). Under the MGM directory there are the file `widget_quantopro` and others IDL source files and the directory `Example` which incude the files to be used as example.

To compile and run the code just open the file `widget_quanto.pro` and use the dedicated button in the Project menu in the IDL environment.

Through such easy steps the user will be able to use the MGM and perform his own spectral analysis.

F.6 Instruction

In this chapter will be described the functionalities of MGM and the method to use the software to perform analysis of reflectance spectra in the visible and infrared wavelengths.

F.6.1 Functional description

In order to use the software it is necessary first of all to determine the data to be fitted and the characteristic of the function to be used for the modeling. It means that the software needs two kind of inputs:

- input data file (`data.txt`)
- input parameters file (`parameters.txt`)

Note that the mathematical function to be used is derived from the MGM equations and can not be changed by the user (see chapter 3 of this document). The user can change the parameters of such function in order to find the best initial condition for the particular case of the input data.

The input data file is chosen by the user through a dialog window. The supplied format is ascii, data should be stored in two columns, the former for the wavelengths and the latter for the reflectance. The file can have an header explaining the data that will be removed during the reading process of the file.

The input parameters file can be interactively written by the user starting from an other input parameters file or just choosing the parameters using the widgets in the Graphical Interface of QUANTO.

When the user is satisfied by the starting guess for the fitting visualized together with the input data in the draw area of the Graphical Interface, what is needed to start the computation is to press the button 'save and start' in the Graphical Interface. The MGM will save the input parameters visualized at that moment on the screen and then will execute the computational algorithm.

The execution can last for several minutes, during such period the MGM will show in the draw area of the Graphical Interface a plot with the input data and the fitting function, the former changing as the computation goes on.

At the end of the execution will be shown a plot with the input data and the fitted data, as well as the fitted parameters. Both the plot and the parameters will be saved in files as described in chapter 5.

F.6.2 Cautions and warnings

If at least one of the input files is missing, corrupted or not complete, the software will not work returning an error message.

F.6.3 Probable errors and possible causes

The errors managed by the MGM are related with the successful acquisition of informations from the input files and with the numerical convergence of the results.

In the first case, due to an inconsistency of the informations coming from the input files or due to problems reading data, the MGM will stop the execution indicating in the IDL log area the file that created the problem.

In the second case, the mgm will look the best solution considering as starting point the nearby points in the parametrs phase space of the non converging parameters set. If no one of the considered sets of parameters will converge, the outputs will be empty files.

F.7 Reference

In this chapter will be described the structure and format of both the input and output files of the MGM.

F.7.1 Functional description

The input data file is the one with the spectrum to be fitted. It is written in ascii format and there could be an optional header. The header will be skipped by the user during the interactiv process to read the file. It is important that the wavelength and reflectance values are stored in two columns (one for wavelengths the other for reflectance) separated by any kind of delimiter (ie space, tab, comma etc etc). The supported units are nanometers (nm), microns (μm) or meters (m) for the wavelengths but only reflectance values for the ordinates axis are allowed.

The input parameters file (optional) is the one with the first estimate of the parameters describing the function to be used as model. In this file the first row is the number of components (absorption features to be considered), the second is the units, the tird is dedicated to the parameters describing the continuum (level and slope), and the others are dedicated to the parameters of the absorption features (three parameters each band: strength, position, width). The supported units are the same of the input data file but it is important that the two files have the same units.

The output parameters file contain the parameters computed by the fitting algorithm. It has the same structure and units on the input parameters file. It was a particular choise because in this way it is easy to perform several iteration just using the output parameters file as input parameters file for the consecutive run.

The output data file contain the input data file, the fitted data file (calculated using the parameters in the output parameters file) and each one of the bands considered. It is a binary file with an associated ascii file containig the information to read the file that can change dependin on the input data file.

F.7.2 Cautions and warnings

Using different structures and formats with respect to the one described in this document for the input file, may lead to the possibility that the MGM do not run.

F.7.3 Examples

In this section will be visualized examples of the input and output files

input data file ascii file containing the spectrum to be fitted:

```

372.00 0.705308
376.00 0.715715
381.00 0.728052
386.00 0.736994
389.00 0.742412
392.00 0.746045
394.00 0.747869
396.00 0.753367
399.00 0.760760
403.00 0.768226
.....
.....
.....
2405.00 0.943090
2510.00 0.943090
2572.00 0.943090
2625.00 0.943090
2666.00 0.943090
2679.00 0.924849
2688.00 0.906961
2693.00 0.889418
2697.00 0.855345
2699.00 0.943090

```

input parameters file ascii file containing input parameters

```

number of components: 3
spectrum unit(0=nm,1=um): 0
continuum (level, slope): 0.8500 -1.00000e-006
1 component(strength, position, width): -0.000002 300.000 4.00000
1 component sigma(strength,position,width):1.0e-006 10 0.1
2 component(strength, position, width): -0.360000 1000.00 25.1000
2 component sigma(strength,position,width):1.0e-006 10 0.1
3 component(strength, position, width): -0.360000 2000.00 160.100
3 component sigma(strength,position,width):1.0e-006 10 0.1

```

output data file (ascii) header of the binary output data file

```

samples = 6
lines = 1
bands = 177
header offset = 0
file type = Standard
data type = 4
interleave = bsq
byte order = 0

```

output parameters file ascii file containing output parameters

```
number of components: 3
spectrum unit(0=nm,1=um): 0
continuum (level, slope): 0.94026677; -0.047060615
continuum sigma (level, slope): 0.32651579; 0.24828614
0 component (strength,position,width): 1.70e-005 0.3693468 2.61e-005
0 component sigma(strength,position,width): 0.2295517 5.61e-006 1.37e-005
1 component (strength,position,width): 0.5208130 898.47676 78.293464
1 component sigma(strength,position,width): 0.1712233 39.143953 23.724206
2 component (strength,position,width): 0.2493077 1844.7508 934.76662
2 component sigma(strength,position,width): 0.0769672 38.973572 116.82643
```

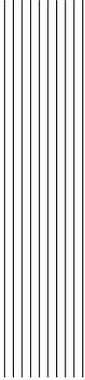
E.8 Test and Validation

In order to state the conformance with the requirements, we did some tests for the validation of the algorithm. Using synthetic spectra it was verified that, as indicated in the URD, QUANTO:

- can recognize overlapped bands
- can recognize bands if they are deeper than 3σ
- can analyse spectra with moderate S/N ratio

Moreover it was verified the quality of the output performing a comparison between QUANTO outputs and the one from other applications of the MGM. Compatible results were obtained.

Both validation processes were successful.



Bibliografia

- Adachi, I., Hayashi, C., e Nakazawa, K. (1976). The gas drag effect on the elliptical motion of a solid body in the primordial solar nebula. *Progress of Theoretical Physics*, 56, 1756–1771.
- Ammannito, E., Filacchione, G., Coradini, A., Capaccioni, F., Piccioni, G., de Sanctis, M. C., Dami, M., e Barbis, A. (2006). On-ground characterization of Rosetta/VIRTIS-M. I. Spectral and geometrical calibrations. *Review of Scientific Instruments*, 77, 3109.
- Asphaug, E., Ryan, E. V., e Zuber, M. T. (2002). Asteroid Interiors. *Asteroids III*, (pp. 463–484).
- Beckwith, S. V. W. e Sargent, A. I. (1993). The occurrence and properties of disks around young stars. In E. H. Levy e J. I. Lunine (Editori.), *Protostars and Planets III* (pp. 521–541).
- Bendjoya, P. e Zappalà, V. (2002). Asteroid Family Identification. *Asteroids III*, (pp. 613–618).
- Boley, A. C., Durisen, R. H., e Pickett, M. K. (2005). The Three-Dimensionality of Spiral Shocks: Did Chondrules Catch a Breaking Wave? In A. N. Krot, E. R. D. Scott, e B. Reipurth (Editori.), *ASP Conf. Ser. 341: Chondrites and the Protoplanetary Disk* (pp. 839).
- Bottke, Jr., W. F., Vokrouhlický, D., Rubincam, D. P., e Broz, M. (2002). The Effect of Yarkovsky Thermal Forces on the Dynamical Evolution of Asteroids and Meteoroids. *Asteroids III*, (pp. 395–408).
- Bromley, B. C. e Kenyon, S. J. (2006). A Hybrid N-Body-Coagulation Code for Planet Formation. *The Astronomical Journal*, 131, 2737–2748.
- Burns, R. G. (1993). *Mineralogical Applications of Crystal Field Theory*. Mineralogical Applications of Crystal Field Theory, by Roger G. Burns, pp. 575. ISBN 0521430771. Cambridge, UK: Cambridge University Press, September 1993.
- Canup, R. M. (2004). Dynamics of Lunar Formation. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 42, 441–475.

- Capaccioni, F., Coradini, A., Cerroni, P., e Amici, S. (1998). Imaging spectroscopy of Saturn and its satellites : vims-v onboard Cassini. *Planetary and Space Science*, 46, 1263–1276.
- Chambers, J. E. (2001). Making More Terrestrial Planets. *Icarus*, 152, 205–224.
- Chapman, C. R., Veverka, J., Thomas, P. C., Klaasen, K., Belton, M. J. S., Harch, A., McEwen, A., Johnson, T. V., Helfenstein, P., Davies, M. E., Merline, W. J., e Denk, T. (1995). Discovery and Physical Properties of Dactyl a Satellite of Asteroid 243 Ida. *Nature*, 374, 783.
- Coradini, A., Capaccioni, F., Drossart, P., Semery, A., Arnold, G., Schade, U., Angrilli, F., Barucci, M. A., Bellucci, G., Bianchini, G., Bibring, J. P., Blanco, A., Blecka, M., Bockelee-Morvan, D., Bonsignori, R., Bouye, M., Bussoletti, E., Capria, M. T., Carlson, R., Carsenty, U., Cerroni, P., Colangeli, L., Combes, M., Combi, M., Crovisier, J., Dami, M., DeSanctis, M. C., DiLellis, A. M., Dotto, E., Encrenaz, T., Epifani, E., Erard, S., Espinasse, S., Fave, A., Federico, C., Fink, U., Fonti, S., Formisano, V., Hello, Y., Hirsch, H., Huntzinger, G., Knoll, R., Kouach, D., Ip, W. H., Irwin, P., Kachlicki, J., Langevin, Y., Magni, G., McCord, T., Mennella, V., Michaelis, H., Mondello, G., Mottola, S., Neukum, G., Orofino, V., Orosei, R., Palumbo, P., Peter, G., Pforte, B., Piccioni, G., Reess, J. M., Rees, E., Saggini, B., Schmitt, B., Stefanovitch, Stern, A., Taylor, F., Tiphene, D., e Tozzi, G. (1998). Virtis : an imaging spectrometer for the rosetta mission. *Planetary and Space Science*, 46, 1291–1304.
- Coradini, A., Federico, C., e Lanciano, P. (1983). Earth and Mars - Early thermal profiles. *Physics of the Earth and Planetary Interiors*, 31, 145–160.
- Cuzzi, J. N., Ciesla, F. J., Petaev, M. I., Krot, A. N., Scott, E. R. D., e Weidenschilling, S. J. (2005). Nebula Evolution of Thermally Processed Solids: Reconciling Models and Meteorites. In A. N. Krot, E. R. D. Scott, e B. Reipurth (Editori.), *ASP Conf. Ser. 341: Chondrites and the Protoplanetary Disk* (pp. 732).
- Cuzzi, J. N., Dobrovolskis, A. R., e Champney, J. M. (1993). Particle-gas dynamics in the midplane of a protoplanetary nebula. *Icarus*, 106, 102.
- Cuzzi, J. N., Dobrovolskis, A. R., e Hogan, R. C. (1996). *Chondrules and the Protoplanetary Disk*, (pp. 35–44). Cambridge University Press.
- Cuzzi, J. N., Hogan, R. C., Paque, J. M., e Dobrovolskis, A. R. (2001). Size-selective Concentration of Chondrules and Other Small Particles in Protoplanetary Nebula Turbulence. *Astrophysical Journal*, 546, 496–508.
- Dami, M., Barbis, A., e Bardazzi, R. (2001). Effetto ordini superiori negativi del reticolo ir sul ccd di virtis-m.
- Davis, D. R., Durda, D. D., Marzari, F., Campo Bagatin, A., e Gil-Hutton, R. (2002). Collisional Evolution of Small-Body Populations. *Asteroids III*, (pp. 545–558).
- De Pater, I. e Lissauer, J. J. (2001). *Planetary Sciences*, capitolo 12. Cambridge University Press.
- Dobrovolskis, A. R., Dacles-Mariani, J. S., e Cuzzi, J. N. (1999). Production and damping of turbulence by particles in the solar nebula. *Journal of Geophysical Research*, 104, 30805.
- Dominik, C., Blum, J., Cuzzi, J., e Wurm, G. (2006). Growth of Dust as the Initial Step Toward Planet Formation. *ArXiv Astrophysics e-prints*.

- Dominik, C. e Tielens, A. G. G. M. (1997). The Physics of Dust Coagulation and the Structure of Dust Aggregates in Space. *Astrophysical Journal*, 480, 647.
- Dullemond, C. P., Natta, A., e Testi, L. (2006). Accretion in protoplanetary disks: the imprint of core properties. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Duncan, M., Quinn, T., e Tremaine, S. (1988). The origin of short-period comets. *Astrophysical Journal, Part 2 - Letters*, 328, L69–L73.
- Filacchione, G., Ammannito, E., Coradini, A., Capaccioni, F., Piccioni, G., de Sanctis, M. C., Dami, M., e Barbis, A. (2006). On-ground characterization of Rosetta/VIRTIS-M. II. Spatial and radiometric calibrations. *Review of Scientific Instruments*, 77, 3106.
- Forrest, S. R. e Witten, T. A. J. (1979). Long-range correlations in smoke-particle aggregates. *Journal of Physics A*, 12, L109–L117.
- Gaffey, M. J., Burbine, T. H., e Binzel, R. P. (1993). Asteroid spectroscopy - Progress and perspectives. *Meteoritics*, 28, 161–187.
- Hayashi, C. (1981). Structure of the solar nebula, growth and decay of magnetic fields and effects of magnetic and turbulent viscosities on the nebula. *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 70, 35–53.
- Hewins, R. H. (1990). Geologic History of LEW 85300, 85302 and 85303 Polymict Eucrites. In *Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts*, volume 21 of *Lunar and Planetary Inst. Technical Report* (pp. 509).
- Hilton, J. L. (1999). US Naval Observatory Ephemerides of the Largest Asteroids. *Astrophysical Journal*, 117, 1077–1086.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., Zolensky, M. E., e Lipschutz, M. E. (1993). Evidence of thermal metamorphism on the C, G, B, and F asteroids. *Science*, 261, 1016–1018.
- Holsapple, K., Glibin, I., Housen, K., Nakamura, A., e Ryan, E. (2002). Asteroid Impacts: Laboratory Experiments and Scaling Laws. *Asteroids III*, (pp. 443–462).
- Hoyle, F. (1969). Planetary formation and lunar material. *Science*, 166, 401.
- Ida, S. e Makino, J. (1993). Scattering of planetesimals by a protoplanet - Slowing down of runaway growth. *Icarus*, 106, 210.
- Kant, I. (1755). *Universal Natural History and Theories of the Heavens*. Greenwood.
- Kenyon, S. J. e Bromley, B. C. (2006). Terrestrial Planet Formation. I. The Transition from Oligarchic Growth to Chaotic Growth. *The Astronomical Journal*, 131, 1837–1850.
- Kenyon, S. J. e Luu, J. X. (1998). Accretion in the Early Kuiper Belt. I. Coagulation and Velocity Evolution. *The Astronomical Journal*, 115, 2136–2160.
- Kerridge, J. F. e Matthews, M. S. (1988). *Meteorites and the early solar system*. Meteorites and the Early Solar System.

- Klahr, H. e Bodenheimer, P. (2006). Formation of Giant Planets by Concurrent Accretion of Solids and Gas inside an Anticyclonic Vortex. *Astrophysical Journal*, 639, 432–440.
- Kokubo, E. e Ida, S. (1998). Oligarchic Growth of Protoplanets. *Icarus*, 131, 171–178.
- Kokubo, E. e Ida, S. (2000). Formation of Protoplanets from Planetesimals in the Solar Nebula. *Icarus*, 143, 15–27.
- Kominami, J. e Ida, S. (2002). The Effect of Tidal Interaction with a Gas Disk on Formation of Terrestrial Planets. *Icarus*, 157, 43–56.
- Konopliv, A. S., Miller, J. K., Owen, W. M., Yeomans, D. K., Giorgini, J. D., Garmier, R., e Barriot, J.-P. (2002). A Global Solution for the Gravity Field, Rotation, Landmarks, and Ephemeris of Eros. *Icarus*, 160, 289–299.
- Krause, M. e Blum, J. (2004). Growth and Form of Planetary Seedlings: Results from a Sounding Rocket Microgravity Aggregation Experiment. *Physical Review Letters*, 93(2), 021103.
- Laplace, P. S. (1796). *The System of the World*. Dublin University Press.
- Lissauer, J. J. (1993). Planet formation. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 31, 129–174.
- McCord, T. B., Adams, J. B., e Johnson, T. V. (1970). Asteroid Vesta: Spectral Reflectivity and Compositional Implications. *Science*, 168, 1445–1447.
- Meteorite working group (1989). Alpha list of nwe 1985-1988 meteorites. In *Antarctic Meteorite Newsletter*, volume 12 (pp.6).
- Meyer, M. R., Backman, D. E., Weinberger, A. J., e Wyatt, M. C. (2007). Evolution of Circumstellar Disks Around Normal Stars: Placing Our Solar System in Context. In B. Reipurth, D. Jewitt, e K. Keil (Editori.), *Protostars and Planets V* (pp. 573–588).
- Morfill, G., Spruit, H., e Levy, E. H. (1993). Physical processes and conditions associated with the formation of protoplanetary disks. In E. H. Levy e J. I. Lunine (Editori.), *Protostars and Planets III* (pp. 939–978).
- Nakagawa, Y., Sekiya, M., e Hayashi, C. (1986). Settling and growth of dust particles in a laminar phase of a low-mass solar nebula. *Icarus*, 67, 375–390.
- Natta, A., Testi, L., Calvet, N., Henning, T., Waters, R., e Wilner, D. (2006). Dust in Proto-Planetary Disks: Properties and Evolution. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Ohtsuki, K. (1993). Capture probability of colliding planetesimals - Dynamical constraints on accretion of planets, satellites, and ring particles. *Icarus*, 106, 228.
- Oort, J. H. (1951). Origin and development of comets. *The Observatory*, 71, 129–144.
- Ostro, S. J., Margot, J.-L., Benner, L. A. M., Giorgini, J. D., Scheeres, D. J., Fahnestock, E. G., Broschart, S. B., Bellerose, J., Nolan, M. C., Magri, C., Pravec, P., Scheirich, P., Rose, R., Jurgens, R. F., De Jong, E. M., e Suzuki, S. (2006). Radar Imaging of Binary Near-Earth Asteroid (66391) 1999 KW4. *Science*, 314, 1276–1280.

- Piccioni, G., Amici, S., Fonti, S., Coradini, A., Capaccioni, F., e Dami, M. (2000). Efficiency measurements of the VIRTIS-M grating. *Planetary and Space Science*, 48, 411–417.
- Pieters, C. M., Englert, P. A. J., e Geake, J. (1994). Book-Review - Remote Geochemical Analysis - Elemental and Mineralogical Composition. *The Observatory*, 114.
- Pieters, C. M. e McFadden, L. A. (1994). Meteorite and Asteroid Reflectance Spectroscopy: Clues to Early Solar System Processes. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 22, 457–497.
- Pieters, C. M., Mustard, J. F., e Sunshine, J. M. (1996). Quantitative mineral analysis of planetary surfaces using reflectance spectroscopy. In M. D. Dylar, C. McCammon, e M. W. Schafer (Editori.), *Mineral Spectroscopy: a tribute to R. G. Burns* (pp. 307–325).: The Geochemistry society, University Park, PA.
- Poppe, T., Blum, J., e Henning, T. (2000). Analogous Experiments on the Stickiness of Micron-sized Preplanetary Dust. *Astrophysical Journal*, 533, 454–471.
- Rafikov, R. R. (2003). The Growth of Planetary Embryos: Orderly, Runaway, or Oligarchic? *The Astronomical Journal*, 125, 942–961.
- Reininger, F. M. (1994). Near ultraviolet visible infrared mapping spectrometer (NU-VIMS). In *Proc. SPIE Vol. 2209, p. 332-344, Space Optics 1994: Earth Observation and Astronomy*, M. G. Cerutti-Maori; Philippe Roussel; Eds. (pp. 332–344).
- Rice, W. K. M., Lodato, G., Pringle, J. E., Armitage, P. J., e Bonnell, I. A. (2004). Accelerated planetesimal growth in self-gravitating protoplanetary discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 355, 543–552.
- Rivkin, A. S. (1997). Observations of Main-Belt Asteroids in the 3-MICRON Region. *Ph.D. Thesis*.
- Russell, C. T., Coradini, A., Christensen, U., de Sanctis, M. C., Feldman, W. C., Jaumann, R., Keller, H. U., Konopliv, A. S., McCord, T. B., McFadden, L. A., McSween, H. Y., Mottola, S., Neukum, G., Pieters, C. M., Prettyman, T. H., Raymond, C. A., Smith, D. E., Sykes, M. V., Williams, B. G., Wise, J., e Zuber, M. T. (2004). Dawn: A journey in space and time. *Planetary and Space Science*, 52, 465–489.
- Safronov, V. S. (1969). *Evolutsiia doplanetnogo oblaka*. 1969.
- Sears, D. W. G. e Dodd, R. T. (1988). *Overview and classification of meteorites*, (pp. 3–31). Meteorites and the Early Solar System.
- Strom, S. E., Edwards, S., e Strom, K. M. (1989). Constraints on the properties and environment of primitive stellar nebulae from the astrophysical record provided by young stellar objects. In H. A. Weaver e L. Danly (Editori.), *The Formation and Evolution of Planetary Systems* (pp. 91–106).
- Sunshine, J. M., Pieters, C. M., e Pratt, S. F. (1990). Deconvolution of mineral absorption bands - An improved approach. *Journal of Geophysical Research*, 95, 6955–6966.
- Terebey, S., Shu, F. H., e Cassen, P. (1984). The collapse of the cores of slowly rotating isothermal clouds. *Astrophysical Journal*, 286, 529–551.
- Tonks, W. B. e Melosh, H. J. (1992). Core formation by giant impacts. *Icarus*, 100, 326–346.

- Vilas, F. (1994). A cheaper, faster, better way to detect water of hydration on Solar System bodies. *Icarus*, 111, 456–467.
- Vilas, F. e Gaffey, M. J. (1989). Phyllosilicate absorption features in main-belt and outer-belt asteroid reflectance spectra. *Science*, 246, 790–792.
- Weidenschilling, S. J. (1977). Aerodynamics of solid bodies in the solar nebula. *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, 180, 57–70.
- Weidenschilling, S. J. (1980). Dust to planetesimals - Settling and coagulation in the solar nebula. *Icarus*, 44, 172–189.
- Weidenschilling, S. J. (2000). Formation of Planetesimals and Accretion of the Terrestrial Planets. *Space Science Reviews*, 92, 295–310.
- Weidenschilling, S. J., Donn, B. D., e Meakin, P. (1989). The physics of planetesimal formation. In H. A. Weaver e L. Danly (Editori.), *The Formation and Evolution of Planetary Systems* (pp. 131–146).
- Weidenschilling, S. J., Spaute, D., Davis, D. R., Marzari, F., e Ohtsuki, K. (1997). Accretional Evolution of a Planetesimal Swarm. *Icarus*, 128, 429–455.
- Weissman, P. R. (1990). The Oort cloud. *Nature*, 344, 825–830.
- Wetherill, G. W. (1980). Formation of the terrestrial planets. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 18, 77–113.
- Wetherill, G. W. e Inaba, S. (2000). Planetary Accumulation with a Continuous Supply of Planetesimals. *Space Science Reviews*, 92, 311–320.
- Wetherill, G. W. e Stewart, G. R. (1989). Accumulation of a swarm of small planetesimals. *Icarus*, 77, 330–357.
- Zappalà, V., Cellino, A., dell’Oro, A., e Paolicchi, P. (2002). Physical and Dynamical Properties of Asteroid Families. *Asteroids III*, (pp. 619–631).
- Zuber, M. T. (2001). The Crust and Mantle of Mars. *Nature*, 412, 220–227.
- Zuber, M. T., Solomon, S. C., Phillips, R. J., Smith, D. E., Tyler, G. L., Aharonson, O., Balmino, G., Banerdt, W. B., Head, J. W., Johnson, C. L., Lemoine, F. G., McGovern, P. J., Neumann, G. A., Rowlands, D. D., e Zhong, S. (2000). Internal Structure and Early Thermal Evolution of Mars from Mars Global Surveyor Topography and Gravity. *Science*, 287, 1788–1793.