



**HAL**  
open science

# Mission Rosetta : caractérisation scientifique de la "Wide angle camera" et étude physique des petits corps du système solaire

Sonia Fornasier

► **To cite this version:**

Sonia Fornasier. Mission Rosetta : caractérisation scientifique de la "Wide angle camera" et étude physique des petits corps du système solaire. Physique [physics]. Paris 7, 2002. Français. NNT : . tel-03521596

**HAL Id: tel-03521596**

**<https://hal.science/tel-03521596v1>**

Submitted on 14 Mar 2022

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.



Università degli Studi di Padova



Centro Interdipartimentale di Studi e Attività Spaziali (CISAS) “G.Colombo”  
Dottorato di Ricerca in Scienze e Tecnologie Spaziali (XV Ciclo)



Université Denis Diderot, Paris VII



École Doctorale Astronomie et Astrophysique d’Ile-de-France  
Spécialité: Astrophysique et Techniques Spatiales

Tesi:

**Missione Rosetta:**  
**Caratterizzazione Scientifica della “Wide Angle Camera” e**  
**Studio Fisico di Corpi Minori del Sistema Solare**

Thèse:

**Mission Rosetta:**  
**Caractérisation Scientifique de la “Wide Angle Camera” et**  
**Étude Physique des petits corps du Système Solaire**

**Dottoranda/Doctorant:**

**SONIA FORNASIER**

Coordinatore del Corso di Dottorato: Prof. Pier Luigi Bernacca

Directeur de l’École Doctorale: Prof. Pierre Lena

Tesi sostenuta il 18 dicembre 2002 davanti alla commissione:

(Thèse soutenue le 18 décembre 2002 devant le jury):

Marcello Fulchignoni

Presidente/Président

Cesare Barbieri

Supervisore/ Directeur de Thèse

Maria Antonietta Barucci

Supervisore/ Directeur de Thèse

Armando Blanco

Relatore/Rapporteur

Hans Scholl

Relatore/Rapporteur

# Indice

<b>Introduzione</b>	<b>5</b>
<b>1 La missione spaziale Rosetta e la Wide Angle Camera del sistema di imaging OSIRIS</b>	<b>11</b>
1.1 Introduzione . . . . .	11
1.2 Struttura e caratteristiche della sonda Rosetta . . . . .	12
1.3 Le fasi della missione. . . . .	14
1.4 Effetti dell'ambiente spaziale sulla strumentazione . . . . .	19
1.5 Motivazioni scientifiche della missione . . . . .	27
1.6 I candidati della missione Rosetta . . . . .	30
1.6.1 La cometa 46P/Wirtanen . . . . .	30
1.6.2 Gli asteroidi Siwa e Otawara . . . . .	33
1.7 Strumentazione scientifica della missione Rosetta . . . . .	35
1.7.1 Strumentazione a bordo del Lander . . . . .	41
1.8 Il sistema di imaging OSIRIS . . . . .	42
1.9 La Wide Angle Camera . . . . .	43
1.9.1 Requisiti . . . . .	44
1.9.2 Ottica . . . . .	45
1.9.3 Filtri . . . . .	47
1.9.4 Baffle . . . . .	50
1.9.5 Banco ottico della camera . . . . .	52
1.9.6 Otturatore . . . . .	53
1.9.7 Front Door . . . . .	55
1.9.8 CCD . . . . .	56
1.10 Narrow Angle Camera . . . . .	57

<b>2</b>	<b>Studio sulle prestazioni del sistema di baffling della WAC e caratterizzazione dei materiali impiegati</b>	<b>59</b>
2.1	Introduzione . . . . .	59
2.2	Il disegno del sistema di baffling . . . . .	60
2.3	Simulazioni sulle prestazioni del sistema di baffling . . . . .	64
2.4	Caratterizzazione delle proprietà ottiche dei materiali impiegati della WAC	70
2.4.1	Misure spettrofotometriche . . . . .	71
2.4.2	Misure di riflettanza con sfera integratrice . . . . .	80
2.4.3	Misure di lucentezza con glossimetro . . . . .	81
2.4.4	Caratterizzazione goniofotometrica . . . . .	83
2.5	Disegno meccanico e manifattura del sistema del baffling . . . . .	86
2.5.1	Baffle esterno . . . . .	92
2.5.2	Baffle interno . . . . .	94
<b>3</b>	<b>Calibrazioni scientifiche della WAC</b>	<b>95</b>
3.1	Introduzione . . . . .	95
3.2	Tipologia e requisiti delle calibrazioni . . . . .	96
3.2.1	Calibrazioni del rivelatore . . . . .	96
3.2.2	Calibrazioni radiometriche . . . . .	98
3.2.3	Calibrazioni geometriche e verifiche ottiche . . . . .	99
3.2.4	Calibrazioni spettrali . . . . .	99
3.3	Set-up per le calibrazioni . . . . .	100
3.4	Risultati . . . . .	100
3.4.1	Problemi emersi durante le calibrazioni e soluzioni adottate . . . . .	101
3.4.2	Calibrazioni radiometriche assolute e flat field . . . . .	106
3.4.3	Risposta spettrale della camera . . . . .	109
3.4.4	Valutazione di parametri geometrici ed ottici . . . . .	110
<b>4</b>	<b>Descrizione generale dei corpi minori del Sistema Solare</b>	<b>115</b>
4.1	Le comete . . . . .	115
4.1.1	Distribuzione orbitale . . . . .	116
4.1.2	Origine delle comete . . . . .	119
4.1.3	Morfologia e proprietà fisiche . . . . .	121
4.2	Gli asteroidi . . . . .	128

4.2.1	Origine ed evoluzione . . . . .	130
4.2.2	Dinamica delle orbite . . . . .	132
4.2.3	Proprietà fisiche . . . . .	141
4.2.4	Composizione degli asteroidi . . . . .	143
4.3	Relazioni asteroidi-meteoriti . . . . .	147
4.4	Centauri e Transnettuniani . . . . .	149
4.4.1	Centauri . . . . .	149
4.4.2	Transnettuniani . . . . .	150
4.5	Relazioni tra asteroidi e comete . . . . .	153
<b>5</b>	<b>Analisi e risultati delle osservazioni condotte sui corpi minori del Sistema Solare</b>	<b>157</b>
5.1	Introduzione . . . . .	157
5.2	4979 Otawara, target delle missione spaziale Rosetta . . . . .	159
5.2.1	Osservazioni fotometriche e valutazione dello stato di rotazione . . . . .	160
5.2.2	Osservazioni spettroscopiche e determinazione della classe tassonomica . . . . .	163
5.3	Osservazioni di centauri e transnettuniani . . . . .	171
5.3.1	Fotometria visibile . . . . .	171
5.3.2	Spettrofotometria visibile ed infrarossa . . . . .	186
5.4	Asteroidi di fascia principale . . . . .	200
5.4.1	Studio del processo di alterazione acquosa . . . . .	200
5.4.2	Asteroidi di tipo E . . . . .	220
	<b>Conclusioni</b>	<b>229</b>
<b>A</b>	<b>Procedure di riduzione dati</b>	<b>233</b>
A.1	Riduzione dati in spettroscopia . . . . .	233
A.1.1	Sottrazione del bias . . . . .	234
A.1.2	Sottrazione del dark . . . . .	234
A.1.3	Correzione per flat-field . . . . .	234
A.1.4	Sottrazione dei raggi cosmici . . . . .	235
A.1.5	Sottrazione del fondo cielo e trasformazione degli spettri bidimensionali in monodimensionali . . . . .	235
A.1.6	Calibrazione delle lunghezze d'onda . . . . .	236

A.1.7	Correzione per estinzione atmosferica . . . . .	236
A.1.8	Calcolo della riflettività spettrale . . . . .	236
A.2	Riduzione dati in fotometria . . . . .	237
A.2.1	Calibrazione delle magnitudini strumentali . . . . .	238

# Introduzione

La ricerca svolta durante il dottorato è stata mirata alla caratterizzazione scientifica della Wide Angle Camera del sistema di *imaging* OSIRIS della missione spaziale Rosetta ed allo studio fisico di corpi minori del Sistema Solare, in particolar modo di 4979 Otawara, obiettivo di un fly by della sonda.

Rosetta è la missione *cornerstone* dell'ESA dedicata allo studio dei corpi minori del Sistema Solare. Verrà lanciata il 13 gennaio 2003 ed ha come target primario la cometa 46 P/Wirtanen, una cometa a corto periodo della famiglia di Giove il cui *rendez-vous* verrà effettuato nel novembre del 2011. La sonda orbiterà attorno alla cometa per circa un anno ed un probe scenderà sulla sua superficie per studiarne la composizione e le sue caratteristiche fisiche, morfologiche e mineralogiche. Dal momento che la sonda seguirà la cometa sino a quando essa si avvicinerà al perielio, Rosetta sarà in grado di effettuare uno studio unico ed importantissimo sull'evoluzione del nucleo e della chioma cometaria con l'approssimarsi al Sole.

L'orbita di avvicinamento alla cometa prevede inoltre due fly-by con gli asteroidi Otawara e Siwa (luglio 2006 e luglio 2008 rispettivamente).

Rosetta permetterà di investigare e studiare il materiale primordiale costituente comete ed asteroidi e di risalire ai processi chimici e fisici che hanno interessato le fasi primordiali di formazione del Sistema Solare.

La missione ha una complessa strumentazione di bordo dedicata sia al *remote sensing* che all'analisi in situ della cometa. Durante il dottorato ho lavorato sulla Wide Angle Camera (WAC) del sistema di *imaging* OSIRIS della sonda, camera realizzata a Padova dal Centro di Scienze ed Attività Spaziali (CISAS).

La camera WAC avrà come obiettivo lo studio del nucleo della cometa, del gas e della polvere della chioma e delle principali caratteristiche degli asteroidi. In particolare il grande campo della WAC è finalizzato allo studio delle deboli emissioni di gas e polvere della

chioma cometaria. Per realizzare tale obiettivo è necessario che la capacità di contrasto della camera sia migliore di  $10^{-4}$  per sorgenti poste all'interno del campo di vista, e migliore di  $10^{-9}$  per sorgenti poste esternamente al campo di vista ed incidenti con angolo di  $45^\circ$  rispetto al centro del campo. Questi requisiti molto stringenti hanno reso necessario ideare un disegno ottico innovativo per la WAC, ottimizzato per il rilevamento di sorgenti deboli e per la soppressione della luce diffusa (*stray light*) generata dentro e fuori il campo di vista.

Personalmente ho lavorato al sistema di baffling della camera, il sistema dedicato appunto all'abbattimento della luce spuria all'interno della camera. Tale lavoro ha visto una prima attività dedicata alle simulazioni al computer sulle prestazioni del sistema di *baffling* tramite il software di ray-tracing Opticad, simulazioni che hanno permesso di verificare la validità del progetto e la capacità della camera di soddisfare ampiamente i requisiti richiesti.

In secondo luogo ho lavorato ad una completa caratterizzazione spettrale e goniofotometrica di alcuni campioni di materiali impiegati all'interno della WAC, al fine di verificarne le proprietà ottiche. Si richiede infatti che i materiali impiegati nel sistema di baffling abbiano un elevato valore di assorbività della luce (almeno pari al 95%) e proprietà ottiche diffondenti con scarsa componente speculare. Le misure hanno permesso di verificare che tutti i materiali impiegati nella camera soddisfano le specifiche richieste.

Dopo la realizzazione della camera, ho partecipato all'attività di calibrazione scientifica svolta al Max Planck Institut Fur Aeronomie (MPAE), Lindau, Germania. Le calibrazioni sono state effettuate in piccola parte sul modello di qualifica (QM) della WAC, e soprattutto sul modello di volo (FM). Durante tale attività si sono messi in evidenza alcuni problemi che avrebbero in parte compromesso le prestazioni della camera, problemi che sono stati tempestivamente risolti con degli interventi mirati. La configurazione di volo della WAC è stata inserita all'interno di una camera a vuoto per complete verifiche di funzionalità globali e di ogni sottosistema. Si sono quindi acquisite tutte le misure ottiche, geometriche, radiometriche e spettrali necessarie per una completa calibrazione della camera.

Parallelamente al lavoro sopra esposto, mi sono occupata dello studio di corpi minori del Sistema Solare, in collaborazione con l'Observatoire de Paris-Meudon presso cui si è svolta l'attività in cotutela.

Il lavoro di osservazione, riduzione ed analisi dati di corpi minori del Sistema Solare è



stato finalizzato alla miglior comprensione dei candidati della missione Rosetta, tramite studio dedicato degli asteroidi della missione ed analisi più generale di corpi minori localizzati a diverse distanze eliocentriche, dagli asteroidi di fascia principale sino a centauri e transnettuniani.

Inoltre ho avuto modo di apprendere le tecniche di riduzione dati, in particolar modo in fotometria, e sviluppare procedure di riduzione e metodologie che risulteranno importanti nell'affrontare il trattamento dei dati fotometrici provenienti dalla WAC.

Una campagna osservativa è stata dedicata allo studio di 4979 Otawara: le osservazioni spettrofotometriche hanno permesso di determinare che l'asteroide è di classe tassonomica S, hanno confermato che l'oggetto è un *fast rotating asteroid* ( $P = 2.707$  ore) ed hanno permesso una prima valutazione dell'asse di spin di Otawara.

140 Siwa, l'altro candidato asteroidale della missione, è stato osservato nell'ambito di una campagna destinata allo studio ed alla ricerca di prodotti di alterazione acquosa in asteroidi primitivi di fascia principale. Lo spettro da noi ottenuto è in accordo con quelli già pubblicati in letteratura, è tipico della classe tassonomica C e privo di caratteristiche di assorbimento associabili al processo di alterazione acquosa.

Non è stato invece possibile effettuare delle osservazioni dedicate della cometa Wirtanen in quanto la cometa, pur essendo in opposizione nell'agosto 2002, non presentava condizioni osservative favorevoli. Si è pertanto deciso di effettuare un'indagine spettrofotometrica nel visibile e vicino infrarosso di alcuni centauri e transnettuniani, i corpi localizzati rispettivamente oltre l'orbita di Giove e nel Sistema Solare esterno (Kuiper belt) che sembrano aver mantenuto praticamente inalterata la composizione dei planetesimi primordiali e le cui caratteristiche superficiali sono molto simili a quelle dei nuclei cometari. La cometa Wirtanen è infatti una cometa a corto periodo della famiglia di Giove la cui origine molto probabilmente deriva proprio dalla regione Kuiper ed i centauri stessi sono una popolazione di oggetti che sembra aver origine dalle medesima regione. Lo studio delle caratteristiche superficiali di centauri e transnettuniani permette quindi di aumentare le informazioni sulle proprietà dei nuclei cometari, le cui osservazioni dirette da Terra sono praticamente inaccessibili (o per la debolissima magnitudine quando sono inattivi ed a grandi distanze eliocentriche, o per la presenza della chioma cometaria al loro avvicinarsi al Sole).

Gli oggetti investigati in spettrofotometria visibile ed infrarossa sono 3 (2001 PT13, 2000 EB173 e 2000 GN171), mentre un'accurata analisi fotometrica nel visibile è stata condotta

su un campione di 30 oggetti, che, aggiunti ad altri dati pubblicati dal medesimo gruppo, ha permesso un'analisi statistica su un esteso ed omogeneo campione di TNO e centauri alla ricerca di correlazioni tra le diverse classi dinamiche ed i parametri orbitali degli oggetti.

Si è inoltre effettuato uno studio su un campione di 110 asteroidi primitivi (classi C, B, F, G, e P) di fascia principale volto all'indagine del processo di alterazione acquosa e delle sue relazioni con le classi tassonomiche, l'albedo ed il diametro degli asteroidi e con la distanza eliocentrica. Lo studio di tale processo è particolarmente interessante perché richiede la presenza di acqua allo stato liquido, e quindi ha importanti implicazioni sulla composizione dei planetesimi della fascia principale medio-esterna e sulle condizioni di pressione e temperatura presenti nel Sistema Solare primordiale in tale regione, tali da permettere appunto la presenza di acqua allo stato liquido.

Nell'ambito di tale campagna osservativa si sono inoltre studiati 5 asteroidi di classe E (albedo elevata), 3 dei quali hanno rivelato la presenza di una banda di assorbimento assai peculiare a  $0.5 \mu\text{m}$  la cui origine è tuttora materia di dibattito.

La tesi di dottorato si struttura in 5 capitoli.

Nel primo capitolo viene fornita una descrizione generale sulla missione Rosetta ed una descrizione particolareggiata della Wide Angle Camera. Vengono infatti descritte le caratteristiche generali della sonda, le differenti fasi della missione, gli effetti dell'ambiente spaziale sulla strumentazione, le motivazioni scientifiche della missione e le informazioni esistenti sui target, e vengono riportate le caratteristiche principali e le finalità dei differenti strumenti impiegati nella sonda. Si procede quindi alla descrizione del sistema di *imaging* OSIRIS analizzando in dettaglio la WAC: requisiti richiesti, proprietà ottiche, caratteristiche dei filtri, sistema di *baffling*, struttura, otturatore, il *front door* e rivelatore.

Il secondo capitolo della tesi viene quindi dedicato allo studio delle prestazioni del sistema di *baffling* ed alla caratterizzazione dei materiali impiegati. Vengono analizzati il disegno del sistema di baffling, le modalità con cui sono state effettuate le simulazioni di ray-tracing e vengono riportati i risultati acquisiti ed un'analisi sugli effetti di deterioramento nel tempo delle prestazioni per la residenza prolungata della sonda nell'ambiente spaziale. Successivamente vengono descritte le differenti tipologie di misure effettuate nella caratterizzazione dei materiali impiegati ed i risultati ottenuti: misure spettrofotometriche, di riflettanza con sfera integratrice, di lucentezza con glossimetro e goniofotometriche. In conclusione al capitolo 2 si fornisce inoltre un'accurata descrizione del sistema meccanico

del *baffling* e della sua realizzazione.

Il terzo capitolo tratta delle calibrazioni scientifiche della WAC ottenute presso il MPAE. Viene fornita una descrizione delle differenti tipologie di misure effettuate e del set-up messo a punto per le acquisizioni. Vengono quindi trattati i problemi strutturali e tecnici emersi durante le calibrazioni e le soluzioni tempestivamente adottate per risolverli. Infine vengono presentati i risultati delle calibrazioni radiometriche, spettrali, ottiche e geometriche.

Nel quarto capitolo viene fornita una descrizione generale dei corpi minori: dinamica, morfologia, proprietà fisiche ed origine di comete, asteroidi della fascia principale e corpi minori del Sistema Solare esterno. Tale capitolo si rende necessario per dare un quadro delle caratteristiche dei corpi minori, delle relazioni esistenti tra le diverse tipologie di oggetti e per capirne le problematiche che verranno affrontate nel capitolo successivo.

Il capitolo 5, infine, descrive l'attività di osservazione, riduzione dati ed interpretazione di Otawara, target di Rosetta, di alcuni centauri e transnettuniani e di asteroidi della fascia principale. Tale ricerca ha come scopo l'indagine della mineralogia e della composizione superficiale di diverse tipologie di corpi minori, lo studio di alcuni processi primordiali quali l'alterazione acquosa e le sue relazioni con le diverse classi tassonomiche asteroidali, la ricerca di possibili relazioni e legami dinamici tra i corpi minori del Sistema Solare esterno.



# Capitolo 1

## La missione spaziale Rosetta e la Wide Angle Camera del sistema di imaging OSIRIS

### 1.1 Introduzione

Dopo la straordinaria esperienza della missione spaziale Giotto, che nel 1986 effettuò il fly-by con la cometa Halley portando le prime immagini ravvicinate di un nucleo cometario, l'Agenzia Spaziale Europea decise di implementare la conoscenza sui piccoli corpi del Sistema Solare con una missione spaziale ancora più ambiziosa in grado di effettuare un *rendez-vous* con un'altra cometa. Tale missione, chiamata Rosetta, è infatti il *cornerstone* dell'ESA, all'interno del progetto Horizon 2000, approvata nel 1993 e finalizzata allo studio dei corpi minori del Sistema Solare. Rosetta verrà lanciata il 13 gennaio 2003 ed ha come target primario la cometa 46 P/Wirtanen, una cometa a corto periodo della famiglia di Giove il cui *rendez-vous* verrà effettuato nel novembre del 2011. La sonda orbiterà attorno alla cometa per circa un anno ed un probe scenderà sulla sua superficie per studiarne la composizione e le sue caratteristiche fisiche, morfologiche e mineralogiche. Dal momento che la sonda seguirà la cometa sino a quando essa si avvicinerà al perielio, Rosetta sarà in grado di effettuare uno studio unico e importantissimo sull'evoluzione del nucleo e chioma cometaria al diminuire della distanza eliocentrica. L'orbita di avvicinamento alla cometa prevede un *gravity assist* con Marte (agosto 2005) e 2 con la Terra (novembre 2005 e novembre 2007), ed inoltre due fly-by con gli asteroidi Otawara e Siwa (luglio 2006 e nel luglio 2008).

L'obiettivo scientifico primario della missione Rosetta è la caratterizzazione globale (dina-

mica, morfologica, chimica e mineralogica) del nucleo della cometa, lo studio dell'origine delle comete, della relazione esistente tra le comete e la materia interstellare e la ricerca delle implicazioni riguardanti l'origine del Sistema Solare. Il nome Rosetta è stato scelto perché tale missione avrà per i planetologi la stessa importanza che la stele Rosetta ha avuto per gli archeologi. Infatti, come la famosa stele rese possibile decifrare i geroglifici egiziani, così la missione Rosetta permetterà di investigare e studiare il materiale primordiale costituente comete ed asteroidi, e quindi di comprendere i processi chimici e fisici che hanno interessato le fasi iniziali della formazione del Sistema Solare.

Inizialmente la missione era stata progettata in modo tale da prelevare dei campioni di materiale dal nucleo di una cometa e portarli a Terra, dove sarebbero stati successivamente analizzati. Problemi di carattere programmatico ed economico impedirono il realizzarsi di tale idea in favore dell'analisi in situ dei target scientifici della missione.

La missione ha una complessa strumentazione di bordo dedicata sia al *remote sensing* che all'analisi in situ della cometa. Descriverò in particolare la Wide Angle Camera del sistema di Imaging della sonda, realizzata a Padova dal Centro di Scienze ed Attività Spaziali (CISAS) e sulla quale ho lavorato durante il dottorato.

## 1.2 Struttura e caratteristiche della sonda Rosetta

La struttura della sonda è costituita da un blocco principale, di dimensioni di 2.8x2.1x2.0 metri (Fig. 1.1 e 1.2), ove sono montati tutti i sottosistemi e la strumentazione scientifica. La massa complessiva della sonda sarà approssimativamente di 3000 kg di cui 1670 kg di propellente, 165 kg di carichi utili per la navicella in orbita e 100 kg di carichi utili per il lander. I pannelli solari, dispiegati dopo il lancio, sono lunghi 14 metri per un'area complessiva di 64 m<sup>2</sup> (Thomas *et al.*, 1998).

La strumentazione scientifica è alloggiata nella parte superiore della sonda (Fig. 1.1), mentre i sottosistemi si trovano nella parte inferiore. Lo *spacecraft* (S/P) può essere fisicamente separato in due moduli principali, il modulo di supporto del *payload* (PSM) e il modulo di supporto del vettore (BSM). Il lander è attaccato alla faccia opposta all'antenna ad alto guadagno ed ha 2 assi estensibili (è visibile nella parte destra della figura 1.1), mentre i pannelli solari estensibili sono ripiegati lungo le pareti laterali. In orbita, la strumentazione scientifica sarà orientata verso la cometa, mentre le antenne e i pannelli solari punteranno verso il Sole e la Terra. La realizzazione di Rosetta è stata fatta tenendo in

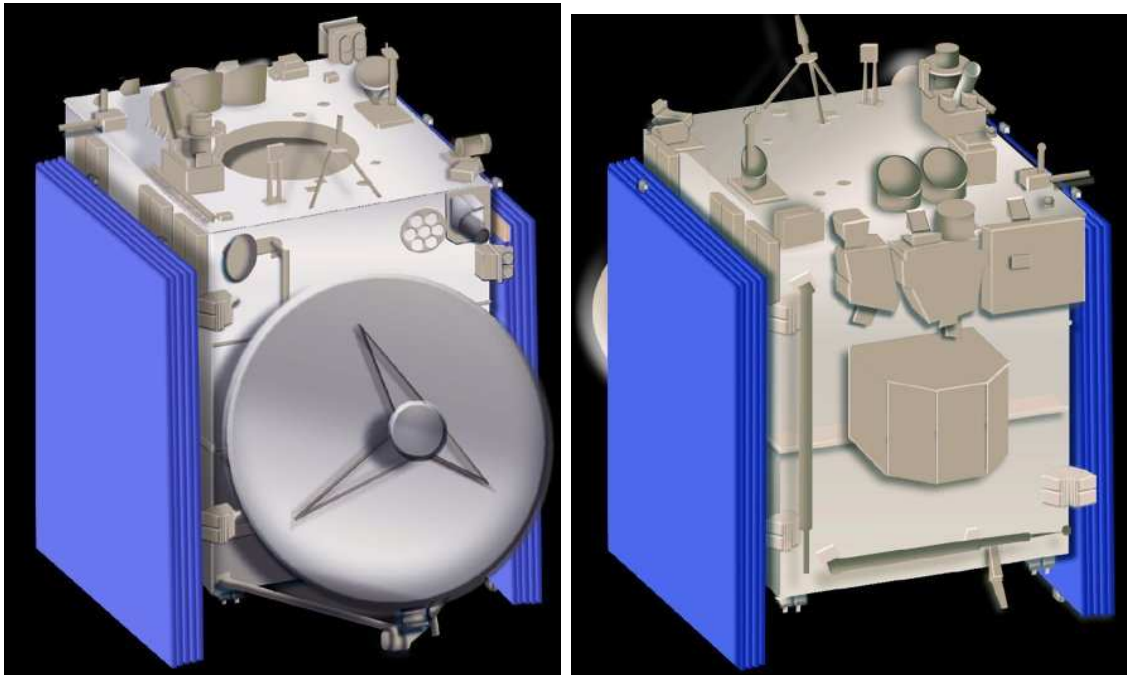


Figura 1.1: Vista frontale e posteriore di Rosetta.

considerazione i seguenti vincoli:

- la sonda dovrà sopportare forti stress termici
- la sonda dovrà essere in grado di puntare e seguire autonomamente gli asteroidi durante i *fly-by*, visto che questi saranno troppo veloci e distanti per permetterne il controllo da Terra
- accuratezza nella velocità relativa migliore di 1 mm/sec per permettere manovre precise in prossimità della cometa
- massa complessiva (con il propellente) non superiore ai 3000 kg, determinata dalla capacità del lanciatore Ariane
- vita nominale della missione di 11 anni in una traiettoria eliocentrica; per diminuire i costi e preservare la strumentazione, sono state previste lunghe fasi di ibernazione degli strumenti durante le fasi di crociera



Figura 1.2: Missione Rosetta durante le fasi di integrazione e test in Alenia Spazio, Torino.

- sistemi ridondanti per alcune funzioni essenziali, ovvero unità di backup in caso di mal funzionamento di queste unità fondamentali

Il centro operativo della missione verrà mantenuto a ESOC, Darmstadt, Germania. La missione ha un costo complessivo di circa 700 milioni di Euro, comprensivo dei finanziamenti necessari per il lancio e per le operazioni di controllo.

### 1.3 Le fasi della missione.

- Rosetta sarà lanciata il 13 gennaio del 2003 dalla base di Kourou in Guiana Francese, tramite un vettore Ariane-5. Dopo il lancio la sonda verrà quindi introdotta in un'orbita iperbolica di fuga per sfuggire alla Terra e sarà orientata in direzione di Marte. Ci sarà quindi il dispiegamento dei pannelli solari e la sonda si porrà autonomamente in una configurazione di navigazione ottimale. Le operazioni da Terra saranno rivolte al affinamento della configurazione di volo usando la telemetria nella banda X (HGA), alla verifica e correzione dell'orbita, ed alla configurazione e



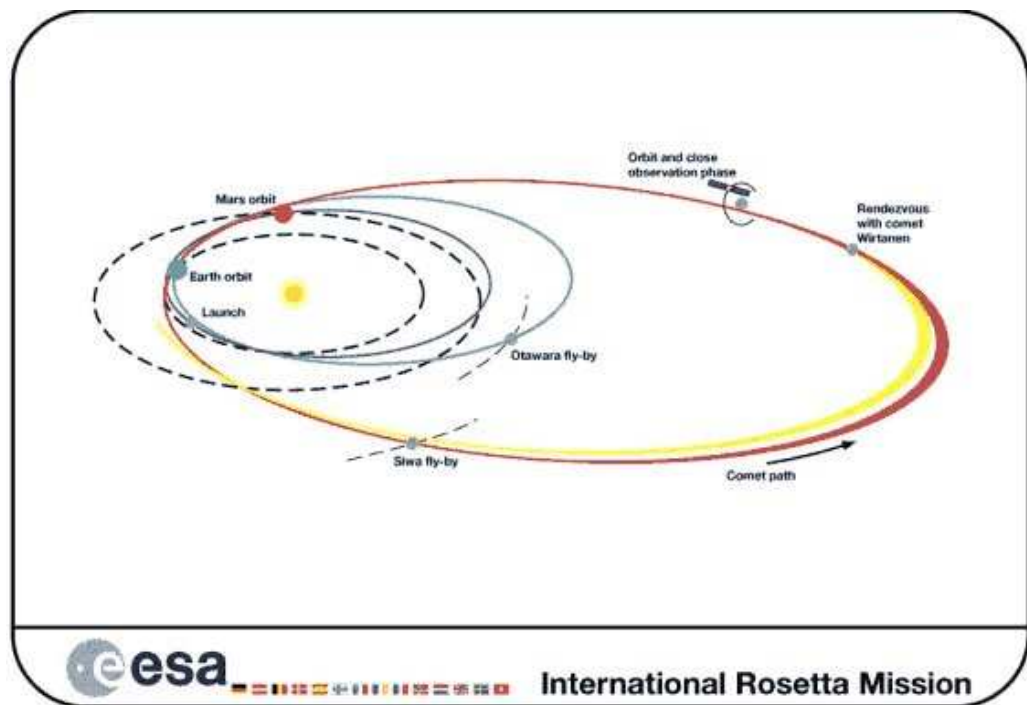


Figura 1.3: Piano di volo della missione Rosetta.

controllo del carico scientifico prima dell'ibernazione, necessaria durante le fasi di crociera tra i target per aumentare le aspettative di vita della strumentazione e ridurre i costi.

- Fase di crociera dalla Terra verso Marte: durerà 950 giorni durante i quali la sonda resterà ibernata; tra il 440<sup>emo</sup> ed il 690<sup>emo</sup> giorno, a causa di una congiunzione solare, non sarà possibile effettuare nessuna operazione di controllo.
- *Gravity assist* con Marte: previsto per il 26/8/2005, la sonda passerà a 200 Km dalla superficie di Marte ad una distanza dal Sole di 1.39 UA e dalla Terra di 0.68 UA; tale fase inizierà 3 mesi prima dello *swing-by*, in modo da determinare con precisione l'orbita e correggerla opportunamente. Durante lo *swing-by* verranno effettuate delle acquisizioni scientifiche della superficie del pianeta e dei suoi satelliti Phobos e Deimos, nonché delle calibrazioni e test di parte della strumentazione.
- Fase di crociera da Marte verso la Terra: durerà circa 90 giorni, durante i quali la sonda verrà mantenuto in modalità attiva.

- *swing-by* con la Terra: avverrà il 28/11/2005, saranno necessarie delle manovre prima e dopo il passaggio per determinare e mantenere l'orbita del veicolo. Durante il *gravity assist* con la Terra verranno acquisite delle immagini del nostro pianeta e della Luna, e delle sequenze di immagini di calibrazione e di test della strumentazione.
- Crociera tra la Terra e Otawara: durerà circa 250 giorni e la sonda verrà ibernata.
- 11/07/2006: *fly-by* con l'asteroide 4979 Otawara; le operazioni cominceranno 3 mesi prima dell'incontro con l'asteroide e termineranno un mese dopo. La sonda avrà una minima distanza di incontro con l'asteroide di circa 2200 km. Le effemeridi dell'asteroide saranno determinate dal sistema di navigazione della sonda con un'accuratezza di 20 km. Il carico scientifico di Rosetta punterà in direzione dell'asteroide sino a *fly-by* completato. I dati scientifici saranno registrati dalla memoria di massa e trasmessi a Terra dopo il *fly-by*.
- Fase di crociera tra Otawara e la Terra: durata di 450 giorni, la sonda verrà posta in ibernazione.
- Secondo *swing-by* con la Terra: il 28/11/2007 la sonda riceverà l'ultima spinta gravitazionale, e passerà ad un'altezza di 2200 km dal perigeo. Le operazioni saranno analoghe a quelle del primo gravity-assist.
- Crociera dalla Terra verso Siwa: circa 250 giorni, la sonda verrà posta di nuovo in ibernazione.
- 24/07/2008: *fly-by* con l'asteroide 140 Siwa. Le operazioni saranno analoghe a quelle dell'asteroide Otawara, ma la sonda, vista la maggior attrazione gravitazionale dell'asteroide, di circa 120 km di diametro, dovrà mantenersi più distante, raggiungendo una distanza minima di circa 3500 km.
- Fase di crociera tra Siwa e la cometa: durerà circa 1200 giorni e la sonda verrà posta in ibernazione. La sonda raggiungerà durante tale fase l'afelio dell'orbita a 5.1 UA, ad una distanza dalla terra di 6.2 UA.
- manovra di *rendez-vous* con la cometa 46P/Wirtanen: la velocità relativa della sonda verrà ridotta a circa 25 m/s e la manovra comincerà prima che la cometa sia rilevata dalle camere di bordo, sulla base dei dati astrometrici ottenuti da Terra da una campagna osservativa dedicata.

- 27/11/2011: incontro con la cometa Wirtanen ad una distanza di 4.5 UA.
- Fase di raggiungimento del CAP (Comet Acquisition Point): questa fase durerà circa 700 giorni e si pone l'obiettivo di raggiungere un punto, al di sotto delle 4.2 UA, detto CAP, da cui le vere manovre di approccio alla cometa potranno avere inizio. Questo punto viene determinato dalla prima osservazione della cometa tramite le camere di bordo della sonda, da quella di navigazione e/o da OSIRIS, e dipende da due fattori: deve essere tale da evitare eventuali detriti cometari e permettere condizioni di buona illuminazione del corpo celeste.
- Prima fase della traiettoria di avvicinamento: dopo la prima rilevazione della cometa, si comincia a migliorare significativamente la conoscenza delle effemeridi tramite le osservazioni svolte a bordo. La campagna osservativa svolta a Terra permetterà di conseguire una prima stima approssimata delle dimensioni, della forma e della cinematica della cometa Wirtanen. La manovra di avvicinamento prevede una riduzione graduale della velocità relativa sino a 2 m/s dopo 90 giorni. La manovra seguirà la seguente strategia: mantenere un moto apparente della cometa rispetto al fondo cielo; mantenere l'angolo di illuminazione (sole-cometa-sonda) al di sotto dei 70 gradi; evitare il pericolo di impatto con il nucleo cometario in caso di fallimento della manovra. Questa fase termina all'ATP (Approach Transition Point) dove una prima stima della forma della cometa, della velocità angolare e dei punti di riferimento è ottenuta dall'analisi delle immagini della camera di navigazione e di OSIRIS. L'ATP si trova in direzione solare ad una distanza dalla cometa equivalente a 300 raggi del nucleo cometario (RNC).
- Seconda fase della traiettoria di avvicinamento: in questa fase vengono perfezionate le misure della posizione e velocità relativa, della posizione assoluta della cometa, della sua forma, della velocità angolare, delle costanti gravitazionali e della posizione dei punti di riferimento. Una volta raggiunta una distanza dal nucleo di 60 RNC la sonda oltrepassa quello che è chiamato OIP (Orbit Insertion Point) da cui viene inserita in un'orbita iperbolica con una velocità relativa di alcuni cm/s dipendente dalle caratteristiche gravitazionali del corpo.
- Transizione verso la fase di mappatura globale. Dall'OIP la sonda si avvicina fino a 25 RNC. Il piano orbitale è definito dall'asse di spin della cometa e dalla direzione

del Sole. Una lieve rotazione di tale piano orbitale eviterà problemi di occultazioni terrestri ed eclissi solari.

- Fase di mappatura globale. Questa è l'indagine preliminare in cui si richiede di osservare almeno l'80% della superficie illuminata della cometa. L'orbita è di tipo polare ad una distanza tra 5 e 25 RNC. Il periodo orbitale è previsto essere maggiore del periodo di rotazione della cometa. Il semiasse maggiore dell'orbita di mappatura sarà in funzione della gravità e della rotazione della cometa, e dovrà anche tener conto dei seguenti vincoli: copertura senza intervalli; considerazioni di sicurezza per evitare impatti con il nucleo; dimensione dei dati per la trasmissione in tempo reale; tempo massimo per il completamento della mappatura della superficie; risoluzione minima e angolo di vista; comunicazioni continue con la Terra. In questa fase la forma del nucleo, le proprietà della superficie, i modelli cinematici e gravitazionali saranno ricavati da ripetute osservazioni di punti di riferimento sulla cometa. Alla fine di questa fase i dati raccolti verranno utilizzati per selezionare cinque aree sulla superficie cometaria destinate ad un'osservazione ravvicinata. Durante questa fase tutti gli strumenti del *payload* saranno operativi.
- Fase di osservazione ravvicinata: verranno predisposte delle strategie di manovre orbitali volte ad ottenere osservazioni ravvicinate sino ad un'altezza pari ad un raggio cometario dai punti superficiali selezionati. La durata dell'osservazione ravvicinata sarà di circa 30 giorni. Alla fine di questa fase, i dati raccolti permetteranno di selezionare il luogo ove verrà rilasciato il Surface Science Package (SSP).
- Fase di rilascio del Surface Science Package (SSP): il rilascio del SSP avverrà da un'orbita eccentrica al momento del passaggio al pericentro vicino al luogo prescelto. Il tempo e la direzione del rilascio saranno scelti in modo tale che il *package* arrivi con la minor velocità verticale e orizzontale relativa rispetto alla superficie rotante. Un meccanismo di espulsione separerà il SSP dalla sonda con una velocità relativa massima fino a 1.5 m/s.
- Fase orbitale di trasmissione: la sonda viene immessa in un'orbita adatta al ricevimento dei dati dal SSP e quindi alla trasmissione verso la Terra.
- Fase estesa di monitoraggio: dopo la fine delle attività legate al SSP, la sonda trascorrerà almeno 200 giorni in orbita attorno alla cometa fino al passaggio al perielio.

Gli obiettivi di questa fase sono il monitoraggio delle regioni attive del nucleo e dei getti di gas e polvere, nonché l'analisi del gas, della polvere e del plasma all'interno della chioma dall'inizio al picco di attività.

- Fine della missione: la missione Rosetta terminerà al passaggio della cometa al perielio dopo 3800 giorni dal lancio, salvo ulteriori estensioni della missione tenuto conto delle condizioni di salute della sonda.

## 1.4 Effetti dell'ambiente spaziale sulla strumentazione

### • Ambiente spaziale

Negli ultimi anni lo studio degli effetti dell'ambiente spaziale a differenti distanze eliocentriche è stato ampiamente approfondito. Uno dei componenti maggiormente rilevanti nell'ambiente spaziale è il vento solare, costituito da protoni, elettroni e in misura minore da particelle  $\alpha$  e ioni pesanti. Il vento solare ha un flusso di 3-10 particelle per  $\text{cm}^3$  in prossimità del perielio della cometa Wirtanen (1.08 UA), e decresce all'aumentare della distanza eliocentrica sino a densità inferiori a 1 particella per  $\text{cm}^3$  in corrispondenza dell'afelio della cometa (5.15 UA).

La maggior parte delle particelle del vento solare ha energie dell'ordine dei KeV. Tuttavia, dato che la loro profondità di penetrazione nei materiali è molto scarsa, dell'ordine di pochi micron, esse non rappresentano un problema per le missioni spaziali. Ci si deve preoccupare invece degli effetti delle particelle con energie dell'ordine del MeV, seppure meno numerose (Naletto *et al.*, 2002c).

Oltre al vento solare Rosetta, durante il suo viaggio nel Sistema Solare, sarà sottoposta ad un ambiente radiativo assai critico. Innanzi tutto bisogna infatti considerare gli eventi associati alle particelle solari (SPE), ovvero tempeste di particelle associate ai *flares* solari. Tali eventi hanno maggior frequenza nei due anni successivi al massimo di attività solare, e minor frequenza in prossimità del minimo di attività; tuttavia essi possono aver luogo durante qualsiasi periodo dell'attività solare, fatta eccezione del minimo, e portare ad un flusso protonico due ordini di grandezza maggiore rispetto a quello normalmente osservato su un completo ciclo solare (Naletto *et al.*, 2002c).

Inoltre per due volte, in occasione dei *fly by* con la Terra, Rosetta passerà per le cinture di radiazione di Van Allen, ove sono intrappolati elettroni e ioni con energia superiore ai 30 KeV.

Infine non bisogna dimenticare che Rosetta, per tutta la missione, verrà bombardata dai raggi cosmici galattici (GCR), particelle con energia fino alle centinaia di GeV. Tali particelle sono particolarmente critiche per i componenti elettronici della sonda, per esempio possono creare delle coppie elettrone lacuna che alterano le proprietà del rivelatore. I raggi cosmici sono inoltre responsabili della degradazione dei materiali, in quanto possono trasferire il loro momento agli atomi dei materiali stessi causando degli spostamenti nella struttura cristallina.

Al fine di studiare l'ambiente spaziale incontrato da Rosetta nel suo viaggio verso la Wirtanen, sono state effettuate delle simulazioni per predire i flares solari, la radiazione nelle fasce di Van Allen e i raggi cosmici utilizzando dei modelli NASA (National Space Science Data Center) ed ESA (SPENVIS). Tali codici permettono di simulare delle orbite assai più semplici di quella effettiva di Rosetta, quindi è stato necessario fare delle approssimazioni ed analizzare separatamente ogni effetto prendendo in considerazione differenti orbite semplificate.

Nell'analisi degli effetti provocati dalle particelle SPE, si è considerata un'orbita terrestre circolare al di fuori delle fasce di Van Allen (raggio di 90000 km) con tempo di vita di 7 anni. Tale orbita è assai differente rispetto a quella effettiva, ma dà una stima ragionevole sugli effetti delle particelle SPE sulla sonda, dal momento che l'orbita è più vicina al Sole ma con durata più breve, e quindi l'effetto globale della radiazione è pressoché equivalente, tanto più che orbita simulata ed orbita effettiva sono simili in corrispondenza del massimo di attività solare, quando dovrebbe esserci una maggior probabilità di eventi SPE.

Per simulare gli effetti associati alla radiazione delle fasce di Van Allen, si è considerata un'orbita interna alle fasce stesse e con un tempo di vita di 13 ore, il tempo effettivo che la sonda passerà in tali regioni. Infine sono stati considerati i contributi dei raggi cosmici. I risultati ottenuti dalle simulazioni dimostrano che il principale contributo delle particelle energetiche è dovuto agli eventi SPE, contributo superiore di un ordine di grandezza a quello proveniente dalla radiazione delle fasce di Van Allen e dai raggi cosmici a parità di energia. In Fig. 1.4 si riporta come esempio il calcolo della radiazione causata dalle particelle delle fasce di Van Allen nelle varie componenti (elettroni, Bremsstrahlung, protoni intrappolati nelle fasce stesse e protoni solari) e la dose totale di radiazione assorbita da un campione di silicio posto in una sfera di alluminio di differente spessore (RO-EST-RS-3001/EID A). La radiazione assorbita è espressa in rad (1 rad equivale all'assorbimento di 100 erg per grammo di materiale.).

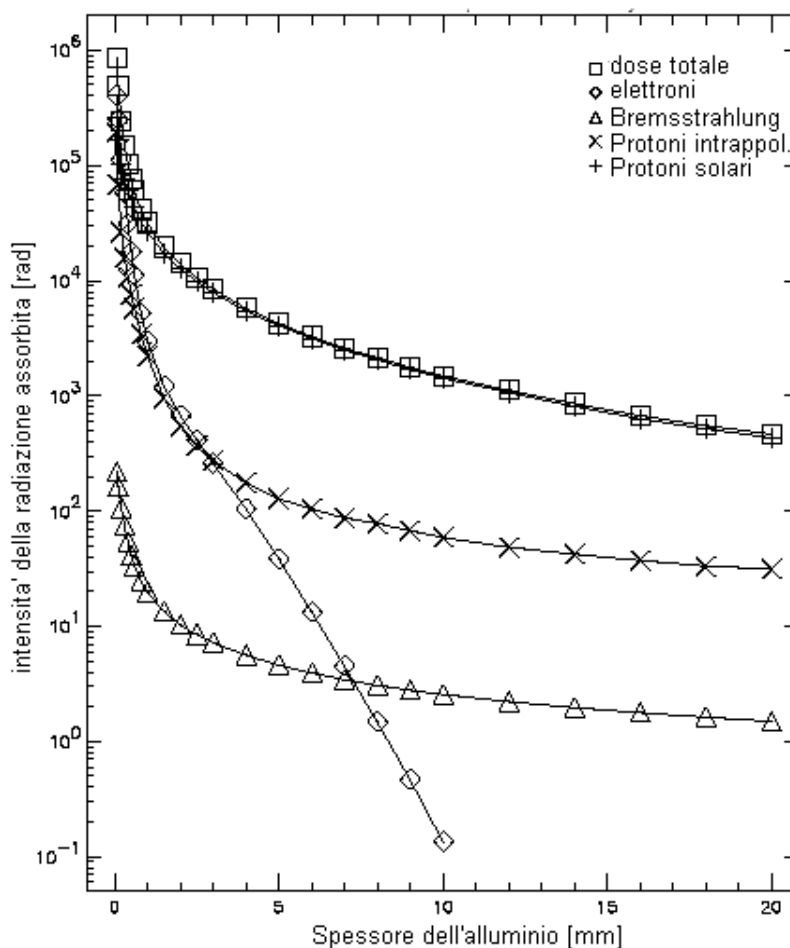


Figura 1.4: Tipica intensità della radiazione causata dalle particelle delle fasce di Van Allen, calcolata nelle varie componenti, e dose totale di radiazione ricevuta da un target di silicio posto in una sfera di alluminio di differente spessore.

Si è inoltre valutata la radiazione incidente sul rivelatore emessa per effetto Cerenkov tramite un modello sviluppato al CISAS da Giacomuzzo. Tale modello considera una forma approssimata dell'ottica della WAC comprensiva di specchio primario e secondario e della lamina di suprasil impiegata nello *shielding* del rivelatore e posta a ridosso del CCD; considerando che parte degli specchi e tutta la struttura della WAC sono in alluminio, materiale altamente riflettente e con trascurabile emissione Cerenkov (picco massimo di circa  $10^{-40}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup> Å<sup>-1</sup> arcsec<sup>-2</sup> a partire da 5500 Å), risulta che la radiazione Cerenkov viene emessa in quantità non trascurabile solo dalla lamina di suprasil e dagli strati di MgF<sub>2</sub> depositati sulla superficie degli specchi. La simulazione, realizzata consi-

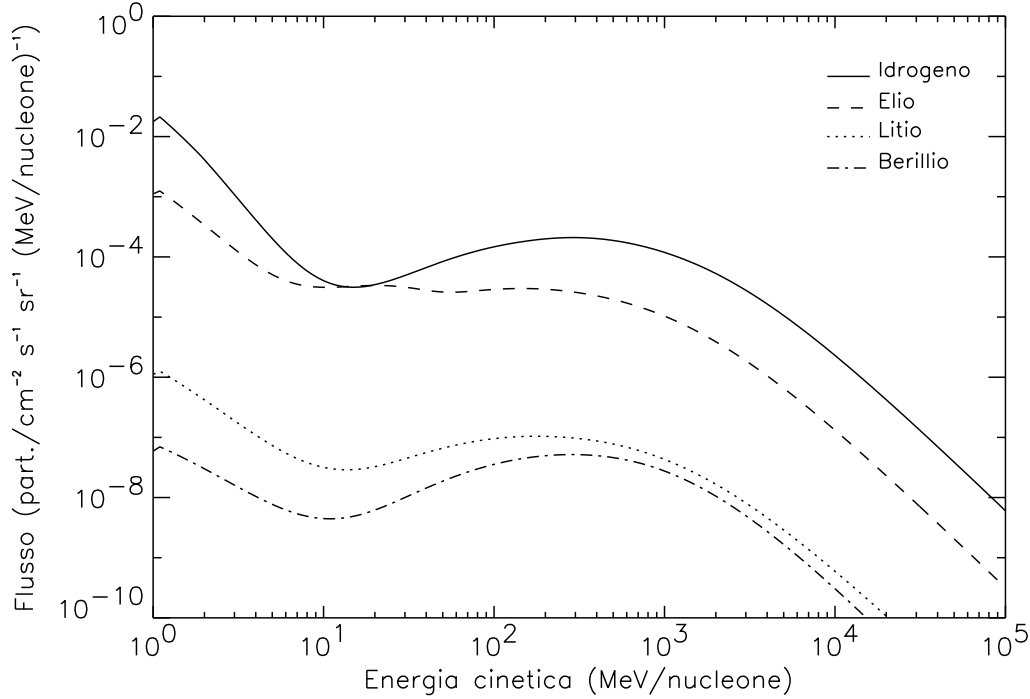


Figura 1.5: Flusso di nucleoni per gli elementi idrogeno, elio, litio e berillio dato rispetto all'energia cinetica di impatto, ottenuto con il software CREME96 per attività solare minima e per un'orbita approssimata della sonda Rosetta.

derando il flusso di nucleoni incidenti ottenuto con il software CREME96 (Cosmic Ray Effect on Micro Electronics) (Fig 1.5) per attività solare minima (e quindi massimo flusso di raggi cosmici) fornisce valori di radiazione Cerenkov inferiori a  $10^{-37} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$ . Poichè il flusso minimo stimato proveniente dalla cometa in corrispondenza della massima distanza eliocentrica d'incontro con la sonda (4.5 UA) è dell'ordine di  $10^{-8} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$  (flusso calcolato assumendo un'albedo cometaria di 0.04, prendendo il filtro R che ha la maggior FWHM (160 Å) tra i filtri disponibili e considerando che l'angolo solido sotteso dalla WAC è di  $4.3 \times 10^{-2} \text{ sr}$ ) l'effetto Cerenkov è assolutamente trascurabile.

Per completare l'analisi delle possibili sorgenti che possono alterare i flussi utili provenienti dai target scientifici si sono valutati i contributi della luce zodiacale, della luce stellare integrata e della luce diffusa da polvere galattica ed extragalattica (una completa analisi sulla *stray light* generata dal sole verrà riportata nel capitolo 2). In tutti i casi ci



si è posti nella situazione peggiore, vale a dire si è considerato il minimo flusso cometario ed il massimo contributo per le 3 sorgenti sopra elencate.

Per quanto riguarda la luce zodiacale, se ne è preso il valore massimo corrispondente a circa 90000  $S_{10}$  per grado quadrato (l'unità  $S_{10}$  corrisponde al numero equivalente di stelle di tipo solare di decima magnitudine visuale per grado quadrato). Tale situazione limite si verificherà il 1/4/2012, quando  $\lambda_{cometa} - \lambda_{\odot} = 0^{\circ}$  e  $\beta = 5^{\circ}$  ( $\lambda$  e  $\beta$  sono la longitudine e la latitudine eclittica). Per buona parte del periodo di osservazione ravvicinata della cometa (fine 2011-fine 2013) il contributo della luce zodiacale sarà in realtà inferiore di circa due ordini di grandezza. Considerando comunque il caso limite e trasformandone il valore in unità radiometriche, tenendo altresì conto delle caratteristiche dello strumento, otteniamo un flusso massimo della luce zodiacale di  $8 \times 10^{-4} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  (calcolato integrando sul campo di vista della WAC (144 gradi quadrati) e considerando la banda passante del filtro R).

Il flusso minimo proveniente dalla cometa a 4.5 UA, integrato su tutto il campo di vista e considerando la banda passante del filtro R, è di  $2.7 \times 10^3 \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ , quindi almeno 7 ordini di grandezza superiore al contributo massimo della luce zodiacale, che pertanto è trascurabile.

Per quanto riguarda il contributo della luce stellare al fondo cielo, la cometa ha una variazione di latitudine galattica tra -60 e +60 gradi nel periodo di osservazione ravvicinata da parte di Rosetta (passaggio per il piano galattico a inizio luglio del 2013). Ponendoci nel caso peggiore, il massimo contributo della brillantezza superficiale integrata dovuta a sorgenti puntiformi risulta essere di circa  $2000 \times 10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ sr}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  (dati Pioneer 10). Moltiplicando per l'angolo solido sotteso dalla WAC ( $4.3 \times 10^{-2} \text{ sr}$ ) e per la banda passante del filtro R, si ottiene un flusso pari a  $1.4 \times 10^{-7} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ . Dal momento che la luce diffusa dalla polvere galattica ed extragalattica ha un'intensità pari a circa il 25% rispetto alla luce stellare, possiamo dire che entrambe tali sorgenti sono assolutamente trascurabili rispetto al flusso minimo proveniente dalla Wirtanen precedentemente calcolato.

#### • Effetti della radiazione sui materiali impiegati

##### Filtri e ottiche

Naletto *et al.* (2002c) hanno effettuato uno studio degli effetti della radiazione sui filtri delle camere del sistema di imaging Osiris. NAC e WAC hanno differenti caratteristiche strutturali: mentre la WAC ha una classica struttura in alluminio (1 mm di spessore) che racchiude e protegge ottiche e filtri, la NAC ha una struttura in SiC innovativa ed

aperta, con i filtri protetti solamente da un sottile strato di MLI (Multi-Layer-Insulation). I filtri delle camere sono realizzati in fused silica (filtri ultravioletti) e in OG590, KG3 e RG9. Dati presenti in letteratura testimoniano che il fused silica mantiene inalterate le sue proprietà ottiche anche sotto l'effetto della radiazione (dei cambiamenti sono stati rilevati solo per elevate dosi di irraggiamento) (Appourchaud, 1993; Doyle & Czichy, 1994; Silvergate *et al.*, 1992; Shetter & Abtreu, 1979). Naletto *et al.* (2002c) completano tale ricerca analizzando gli effetti della radiazione su dei campioni di filtri impiegati in Osiris. Gli effetti dell'irraggiamento di protoni a bassa e media energia (quelli ad alta energia danno un contributo piccolo e trascurabile) sono stati simulati irraggiando i filtri con energie dell'ordine di 100 KeV, 4 MeV, 8MeV e 18MeV (per tempi dell'ordine di alcuni secondi per i bassi dosaggi sino ad alcuni minuti per i dosaggi più elevati), energie rappresentative rispettivamente di fluenze di  $1.0 \times 10^{12}$  protoni/cm<sup>2</sup>,  $1.5 \times 10^{11}$  protoni/cm<sup>2</sup>,  $1.9 \times 10^{10}$  protoni/cm<sup>2</sup> e  $7.1 \times 10^9$  protoni/cm<sup>2</sup>. I risultati degli esperimenti dimostrano che gli effetti dell'irraggiamento di protoni a bassa e media energia sui filtri di tipo fused silica non alterano le caratteristiche del vetro, dal momento che le variazioni di trasmissione sono inferiori allo 0.5% e comparabili agli errori strumentali.

Nel caso invece dei filtri colorati è stata osservata la seguente variazione della banda di trasmissione: 1.5% per il KG3, 3% per l'OG590 e circa 1.5% per il RG9. Inoltre la trasmissione di tali filtri diminuisce all'aumentare della dose totale di radiazione, seppur in modo sufficientemente limitato da far pensare che i filtri manterranno buone prestazioni per tutta la durata della missione. I risultati sopra elencati per i filtri colorati sono comparabili a quelli disponibili in letteratura (Possnert *et al.*, 1999; Appourchaux, 1993).

Naletto *et al.* (2002c) hanno inoltre completato la loro analisi ripetendo le misure 2 anni dopo l'irraggiamento dei materiali, mantenuti durante questo intervallo temporale a temperatura ambiente. Questo esperimento è importante per valutare l'effetto dell'*annealing* dopo l'irraggiamento. I risultati hanno dimostrato che per la maggior parte dei campioni vi è una riduzione degli effetti dell'irraggiamento nel tempo.

In conclusione, per quanto riguarda i filtri della WAC (tra l'altro protetti dalla struttura della camera), non ci si aspetta che vi siano delle variazioni significative delle proprietà ottiche per effetto dell'irraggiamento. Per quelli della NAC, più esposti agli effetti dell'ambiente spaziale, ci si aspetta un leggero calo della trasmissione nei filtri colorati, calo che comunque sembra essere limitato nel tempo per effetti di *annealing*.

Per gli specchi, il materiale BK7 impiegato non è soggetto a variazioni significative per

effetto della radiazione (RO-RIS-MPAE-TN-015/1).

### **Rivelatore**

Grande attenzione è stata posta nell'attenuare i danni del flusso di protoni sul rivelatore, una delle componenti più vulnerabili alla radiazione. Il Focal Plane Assembly (FPA), all'interno del quale è posto il CCD, è opportunamente schermato lateralmente e frontalmente con del quarzo; gli stessi filtri della camera WAC riducono in parte il flusso di protoni incidenti sul CCD. Inoltre, per aumentare lo *shielding*, è stata inserita davanti al rivelatore (all'interno della struttura del banco ottico della camera), una lamina di suprasil di 4 mm di spessore, proprio per proteggere il CCD dalla radiazione cosmica ad alta energia presente nell'ambiente interplanetario. Tale lamina è trasparente alla radiazione nell'intervallo spettrale di interesse, e vi è stato depositato un rivestimento anti-riflessione a banda larga al fine di ridurre le immagini di *ghost* prodotte da riflessioni all'indietro della superficie del CCD sulla lamina di suprasil. Il CCD viene anche protetto lateralmente con delle colonne di tungsteno.

Lo *shielding* è stato studiato in modo tale da proteggere il CCD dalla radiazione per una fluenza di  $10^9$  protoni/cm<sup>2</sup>. Inoltre i riscaldatori interni permetteranno l'*annealing* ad elevate temperature (sino a 150°C) durante la missione, riducendo gli effetti di danneggiamento della radiazione (tale operazione permetterà di rimuovere sino all'85% degli effetti di danneggiamento) e la generazione di raggi X e neutroni all'interno dello *shielding* (Dale *et al.*, 1993; RO-RIS-MPAE-SP-025).

Infine l'architettura del CCD è stata studiata in modo tale da rilevare e limitare i danni di *Single Events Latch-up* (SEL) associati alla penetrazione nel CCD di raggi cosmici energetici (100-1000 MeV) che superino i meccanismi di *shielding*. Infatti sono stati installati dei resistori in grado di limitare il flusso di corrente in ogni singolo sensore CMOS a meno di 100 mA. Ciò permette di proteggere il CCD dal deterioramento quando viene colpito da particelle energetiche. Qualora degli stati di *latch-up* venissero rilevati, sarà sufficiente azzerare le rivelazioni del CCD nei casi più lievi, mentre, nel caso di *Single Event Effects* (SEE) particolarmente energetici, i dispositivi di controllo di bordo permetteranno di spegnere il rivelatore e riaccenderlo per tornare alla sua completa funzionalità.

### **Outgassing**

Per quanto riguarda gli effetti di *outgassing* nel vuoto, i materiali della WAC e dell'intera missione sono stati accuratamente selezionati per soddisfare i requisiti di basso *outgassing*, e sono stati scelti tra una lista di materiali ben conosciuti e testati, impiegati preceden-

temente in altre missioni a lunga durata ed elencati in documenti ESA e NASA (ESA PSS-01-701 e NASA JSC-20810). Una lista dettagliata dei materiali impiegati nella WAC e sottoposti ai test di *outgassing* si trova nel documento OSIRIS RO-RIS-UPD-LI-131/1a. Oltre alla scelta accurata dei materiali, grande cura è stata posta nel rispettare i requisiti di contaminazione e di *cleanliness* degli ambienti, sia in fase di integrazione della camera che nelle *clean room* ove sono state eseguite le misure, al fine di ridurre la presenza di contaminanti. Infine, alcune parti strutturali ed il rivelatore sono stati sottoposti al processo di *baking* nel vuoto ad alta temperatura (durata di 48 ore), al fine di ridurre la contaminazione molecolare accumulata. Lo stesso test di termovuoto sulla camera integrata ha permesso di verificare che la massa totale perduta (TML) e il materiale volatile raccolto dopo il test (CVCM) è ben al di sotto dei limiti imposti dall'ESA (TML < 1% e CVCM < 0.1%, RO-EST-RS-3001/EID A) per quanto riguarda l'*outgassing*.

#### • Ambiente termico

Nel suo viaggio interplanetario Rosetta dovrà subire forti escursioni termiche, dai  $-100^{\circ}\text{C}$  sino a  $+150^{\circ}\text{C}$  in prossimità della Terra. La sonda è stata rivestita con strati di materiale isolante (Kapton alluminizzato) per proteggerla dal freddo ambiente spaziale, mentre dei radiatori a bordo saranno attivati per espellere l'eccesso di calore durante le fasi operative. Per quanto riguarda la WAC l'elemento maggiormente soggetto a carichi termici è il *baffle* esterno, esposto alle forti escursioni termiche dell'ambiente spaziale. Per ridurre lo scambio di calore tra l'ambiente spaziale e la camera, il baffle esterno è stato termicamente disaccoppiato dallo strumento. Inoltre, viste le forti escursioni termiche che esso dovrà sopportare, la struttura del baffle esterno è stata realizzata in fibra di vetro (E glass), un materiale che presenta un buon compromesso tra bassa densità ( $2\text{ g/cm}^3$ ) e bassa conduttività ( $0.8\text{ W/(m }^{\circ}\text{K)}$ ), e che permette quindi il disaccoppiamento radiativo tra baffle esterno e telescopio (Debei et al., 2001). Maggiori dettagli sulle caratteristiche del baffle sono riportati nel capitolo 2, paragrafo 5.

Inoltre la camera è stata dotata nel suo interno di riscaldatori che verranno messi in funzione durante le fasi operative della WAC, e che permetteranno di mantenere la temperatura del banco ottico compresa tra  $7$  e  $17^{\circ}\text{C}$  al fine di evitare distorsioni delle ottiche (dettagli sugli effetti della temperatura sulla qualità ottica delle immagini sono riportati nel Cap. 3). Assumendo un modello termico standard e bassa albedo per il nucleo cometario, è stato calcolato che il flusso massimo incidente sul piano focale della WAC in prossimità del perielio della cometa è di  $21.6\text{ mW}$  (Thomas, 1998).

**• L'ambiente in prossimità della cometa**

Una fase assai critica per la strumentazione si verificherà quando la sonda opererà in prossimità della cometa, immersa nell'ambiente di polvere e gas cometario della chioma interna. Bisogna sottolineare che la situazione di Rosetta è molto diversa da quella della Giotto, poichè nella Giotto la velocità relativa sonda cometa era molto elevata (-67 km/s), mentre Rosetta sarà quasi ferma rispetto alla cometa. Inoltre la Wirtanen (raggio  $\sim 550\text{m}$ ) ha dimensioni assai più piccole rispetto alla Halley.

L'analisi tramite modelli sofisticati dell'ambiente cometario ha portato ai seguenti risultati: gli impatti da gas ionizzato sono nel complesso trascurabili e gli effetti della corona non destano preoccupazione per la sonda dal momento che la pressione è molto bassa in tale regione ( $< 10^{-9}$  bar). Diversa invece la situazione della polvere cometaria, che andrà progressivamente a depositarsi sulla sonda e sulla strumentazione.

Al fine di proteggere la camera dal flusso di polvere cometaria, la WAC (e parimenti la NAC) è dotata di un coperchio (*front door*) che verrà aperto solamente durante le fasi operative, mentre rimarrà chiuso durante le fasi non operative, proteggendo in tal modo l'interno della camera dalla contaminazione di agenti esterni.

**1.5 Motivazioni scientifiche della missione**

Lo studio dei corpi minori del Sistema Solare permette di ricostruirne l'evoluzione e risalire alle condizioni chimiche e fisiche ed ai processi di accrescimento planetesimale che hanno caratterizzato le fasi iniziali della nebulosa solare. Infatti, i pianeti possono fornire solamente informazioni parziali relative alla formazione del Sistema Solare, in quanto i loro materiali primordiali sono stati modificati da processi geologici quali la differenziazione, il metamorfismo, l'erosione e la fusione. I corpi minori, invece, a differenza dei pianeti, sono oggetti che sembrano aver subito una modesta evoluzione geologica, termica ed orbitale, quindi possono essere considerati rappresentativi dei planetesimi primordiali e delle condizioni chimiche e fisiche successive al collasso della nebulosa protoplanetaria. In particolare, il materiale cometario sembra aver subito la più bassa pressione evolutiva dal momento della sua condensazione dalla nebulosa solare, in virtù della piccola massa delle comete e della loro residenza prolungata a grandi distanze eliocentriche. Infatti, le comete sembrano aver origine da 2 diverse regioni del Sistema Solare esterno: le comete a corto periodo, quale ad esempio la Wirtanen, sembrano derivare principalmente dalla fascia di Kuiper, una regione situata oltre l'orbita di Nettuno, tra 40-100 UA, ove la bassa densità

di materia associata alla durata sempre maggiore dei periodi orbitali impedì la formazione di altri pianeti; le comete a lungo periodo sembrano aver origine dalla nube di Oort, una regione del Sistema Solare esterno, situata tra  $10^4$  e  $10^5$  UA, dove si stima ci siano circa  $10^{12}$  comete, alcune delle quali vengono periodicamente proiettate verso l'interno del Sistema Solare a causa di effetti perturbativi quali il passaggio di una stella nelle vicinanze della nube di Oort e la marea galattica.

La missione Rosetta ha come obiettivi primari la caratterizzazione delle proprietà dinamiche, chimiche, mineralogiche e morfologiche del nucleo di una cometa, la ricerca dei meccanismi di formazione ed accrezione e dei processi fisici che hanno influenzato l'evoluzione del nucleo, lo studio della struttura e dell'evoluzione delle zone di attività della superficie, la caratterizzazione delle proprietà fisiche ed ottiche, della distribuzione e velocità delle particelle di polvere e gas della chioma, nonché la ricerca delle loro relazioni con il vento solare ed il plasma.

Una missione spaziale risulta di fondamentale importanza nello studio delle comete in quanto da Terra i nuclei cometari sono praticamente inaccessibili alle osservazioni, a causa della sublimazione dei ghiacci e dell'interazione di gas e polvere con la radiazione ed il vento solare. Infatti, lontano dal Sole, oltre l'orbita di Giove, le comete sono generalmente molto deboli e, se si riesce ad individuarle, esse presentano un aspetto stellare. Ciò che si osserva in questa situazione è il nucleo cometario, ovvero un piccolo corpo solido riflettente la luce solare. Con l'avvicinarsi della cometa al Sole, il nucleo si circonda a poco a poco di una nebulosità diffusa che è l'atmosfera cometaria (chioma). Quest'ultima contiene gas prodotti dalla sublimazione del materiale più volatile, che costituisce il nucleo, sotto l'azione del calore solare, e grani di ghiaccio e polvere che i gas sublimanti trascinano con sé allontanandosi dal nucleo. In generale, una parte della materia rilasciata dal nucleo va a formare due appendici dirette in senso opposto al Sole: la coda di plasma o di tipo I, dovuta alla interazione del vento solare con il plasma cometario, e la coda di polvere o di tipo II, dovuta all'azione della pressione di radiazione solare sulla polvere cometaria. Dopo la formazione della chioma, la brillantezza di una cometa è prodotta in parte per diffusione della radiazione solare da parte delle particelle solide di polvere e in parte per un processo di fluorescenza della componente gassosa.

Informazioni sulla composizione chimica dei nuclei si derivano da Terra dalle osservazioni spettroscopiche della chioma. La spettroscopia permette infatti di identificare le specie presenti nella chioma e di determinare le loro abbondanze. Le specie osservate in essa

sono frammenti molecolari (detti molecole-figlie, tipo CS, OH, NH) che provengono dalla dissociazione di molecole più complesse costituenti il nucleo (dette molecole-madri, tipo ghiaccio d'acqua, di anidride carbonica, di azoto). L'impossibilità di osservare direttamente il nucleo da Terra rende comunque problematica la ricostruzione della natura e dell'abbondanza delle molecole madri e quindi la composizione dello stesso a partire dalle specie osservate nella chioma. Il problema è inoltre complicato dal fatto che le molecole-figlie, dopo essere state dissociate e fotoionizzate, possono reagire con gli ioni presenti a causa delle collisioni (che dominano sino a circa 10000 Km attorno al nucleo) e formare nuove specie.

Quindi le osservazioni dallo spazio diventano di fondamentale importanza nella comprensione delle comete e delle relazioni tra il materiale cometario e quello interstellare, tant'è vero che le principali informazioni che abbiamo sulla struttura e composizione dei nuclei cometari sono quelle derivanti dalle osservazioni delle missioni spaziali Giotto, Vega 1 e 2, Sakigake e Suisei in occasione dell'ultimo passaggio della cometa Halley, nel 1986. Recentemente nuovi dati (immagini e spettri infrarossi) su un nucleo cometario sono stati acquisiti dalla Deep Space 1, che ha effettuato un fly-by con la cometa Borrelly nel settembre 2001.

Tuttavia i dati a nostra disposizione non sono ancora sufficienti per raggiungere una completa comprensione di questi piccoli ma importanti corpi del Sistema Solare, tant'è vero che nel prossimo futuro, oltre alla missione Rosetta dell'ESA, sono in programma altre 3 missioni spaziali della NASA ed una dell'agenzia spaziale giapponese rivolte allo studio dei corpi minori: la Stardust, lanciata nel febbraio 1999, incontrerà nel 2004 la cometa Wild, catturerà delle particelle di polvere e gas della cometa Wild (incontro nel 2004) e le riporterà a Terra (2006) per una completa analisi, e nel suo viaggio verso la cometa effettuerà nel novembre 2002 un fly-by con l'asteroide di fascia principale 5535 Annefrank; la Comet Nucleous Tour (CONTOUR) che è stata lanciata nel luglio 2002<sup>1</sup> e prevede ben 3 *rendez-vous* con le comete Encke (2003), Schwassmann-Wackman (2006) e D'Arrest (2008); la missione Dawn, recentemente approvata, verrà lanciata nel maggio del 2006 ed ha come obiettivo il *rendez-vous* con gli asteroidi Vesta (2010-2011) e Cerere (2014-2015); infine, a fine 2002 partirà la missione giapponese MUSES-C, che ha come target l'asteroide

---

<sup>1</sup>C'è la possibilità che la missione sia fallita, in quanto si è perso ogni contatto con la sonda dal 15 agosto 2002; osservazioni da Terra, a Keat Peak, hanno individuato 3 oggetti nella posizione prevista per la Contour, facendo supporre che la sonda sia esplosa; dei segnali verranno inviati alla sonda sino a fine anno, in fiduciosa attesa di riposta.

di tipo Near Earth 25143 (1998 SF36), ed è la prima missione che ha come obiettivo la raccolta di campioni di materiale dall'asteroide con ritorno a Terra per la completa analisi (Asteroid Sample Return Mission).

Inoltre la missione Rosetta ha come obiettivo secondario l'osservazione ravvicinata di 2 asteroidi, Otawara e Siwa, che verranno incontrati nel 2006 e 2008. L'indagine degli asteroidi è importante in quanto essi costituiscono una ulteriore fonte di informazioni sul Sistema Solare primitivo e sui processi chimici e fisici che hanno interessato i planetesimi primordiali. Infatti questi piccoli corpi sembrano aver subito una modesta evoluzione geologica, termica ed orbitale, avvenuta per lo più durante i primi milioni di anni della loro formazione e che ha interessato soprattutto gli oggetti situati a distanze eliocentriche inferiori. La missione Rosetta, relativamente all'osservazione dei 2 asteroidi, permetterà di determinarne le dimensioni, il volume, la densità, l'orientazione del polo ed il periodo di rotazione, di investigare la morfologia superficiale, la craterizzazione e la composizione mineralogica, nonché di identificare eventuali satelliti gravitazionalmente legati agli asteroidi.

Gli asteroidi sinora studiati da missione spaziali sono: 951 Gaspra, 243 Ida e il suo possibile satellite Dactyl, investigati dalla Galileo nel suo viaggio verso Giove; 433 Eros, il primo Near Earth Asteroid incontrato da una sonda spaziale, la Near Earth Asteroid *rendez-vous* (NEAR), che è entrata in orbita attorno all'asteroide il 14 febbraio 2000 e ne ha mappato l'intera superficie ad alta risoluzione; la NEAR, nell'orbita di avvicinamento ad Eros, ha avuto anche un *fly-by* con 253 Mathilde, asteroide di tipo C; 9969 Braille, il cui *fly-by* con la sonda Deep Space 1, avvenuto il 28 luglio 1999, ha prodotto solo poche immagini da notevole distanza per problemi tecnici con le camere dello spacecraft; 2685 Masursky, il cui *fly-by* con la missione Cassini, in viaggio verso Saturno, è avvenuto il 23 gennaio 2000, seppur a notevole distanza (1.5 milioni di km); infine, a fine 2002 partirà la già citata missione giapponese MUSES-C, che ha come target l'asteroide di tipo Near Earth 25143 (1998 SF36).

## 1.6 I candidati della missione Rosetta

### 1.6.1 La cometa 46P/Wirtanen

La scelta della cometa 46P/Wirtanen è stata condotta secondo criteri legati alle finalità scientifiche ed ai vincoli tecnici. Dal punto di vista dinamico si richiede che il target sia



una cometa a corto periodo (ciò implica che la cometa è stata osservata più volte nelle ultime decine di anni e quindi la sua orbita è determinata con buona precisione), con piccola inclinazione rispetto all'eclittica ed in moto su un'orbita diretta. Ciò permette di ridurre i costi della missione, essendo richiesto un minor consumo di carburante per raggiungere la cometa, visto che la sonda proviene da Terra e si muove su un'orbita eliocentrica diretta. Inoltre, per poter ottenere il massimo numero di informazioni sul nucleo, è necessario che la sonda incontri la cometa quando essa è ancora inattiva, quindi a distanza eliocentrica relativamente grande (nel caso della Wirtanen, la distanza eliocentrica al momento dell'incontro con la sonda sarà di circa 4.5 UA). In tal modo viene favorita l'analisi in situ della composizione e la determinazione delle proprietà del nucleo. Il target deve inoltre soddisfare il requisito di non aver subito trasformazioni sostanziali ad opera dell'interazione con la radiazione solare. Si stima che ad ogni passaggio al perielio una cometa perda tra un millesimo ed un centesimo della propria massa: in particolare, a causa dell'evaporazione e della sublimazione dei ghiacci, il nucleo viene progressivamente depauperato, ad ogni passaggio al perielio, dei composti volatili quali molecole d'acqua, metano, ammoniaca e biossido di carbonio.

Per questo motivo la scelta del target della missione è caduta su una cometa che ha effettuato pochi passaggi al perielio quale la 46P/Wirtanen, le cui caratteristiche orbitali sono: semiasse maggiore = 3.085 UA, eccentricità = 0.65, inclinazione =  $11.8^\circ$ , argomento del perielio =  $-4^\circ$ , longitudine del nodo ascendente =  $82^\circ$  e periodo = 5.5 anni.

La cometa, scoperta nel 1948 da Carl Wirtanen, da cui prese il nome, è una cometa a corto periodo della famiglia di Giove, e, come accade per le comete di questa famiglia, la sua orbita è fortemente influenzata da Giove: infatti, il passaggio ravvicinato della cometa vicino al pianeta nel 1972 portò ad una diminuzione del periodo orbitale della Wirtanen da 6.71 a 5.46 anni, mentre la distanza perielica è variata da 1.63 a 1.06 UA.

Dal 1948 ad oggi Wirtanen è sempre stata osservata tranne nel 1980 quando si trovava in una posizione sfavorevole per le osservazioni da Terra. In particolare, in occasione dell'ultimo passaggio favorevole al perielio (la cometa è passata al perielio anche nell'agosto del 2002, ma non in condizioni di osservabilità), nel 1996-1997, è stata organizzata una campagna osservativa internazionale per raccogliere il maggior numero di dati possibili sul target primario della cometa Rosetta.

Osservazioni operate con il telescopio VLT dell'ESO hanno portato ad una determinazione del raggio della cometa di  $550 \pm 50$  metri (Boehnhardt *et al.*, 1997; Boehnhardt *et*

*al.*, 2002), assumendo un'albedo di 0.03. Questo valore è stato confermato anche da dati provenienti dall'Hubble Space Telescope (HST), sulla base dei quali si è dedotto un raggio di  $600\pm 20$  metri, assumendo un'albedo di 0.04 (Lamy *et al.*, 1998). Ad ogni modo il limite superiore sembra essere di 725 metri (Stern *et al.*, 1998), quindi il nucleo della cometa ha comunque dimensioni relativamente piccole.

Lamy *et al.* (1998), dai dati HST, hanno derivato un periodo di rotazione della cometa di  $6.0\pm 0.3$  ore, ovvero la Wirtanen è una delle comete con maggior velocità di rotazione tra quelle di cui è noto il periodo. Questi dati hanno anche permesso di derivare, assumendo per il nucleo della Wirtanen una forma ellissoidale, che il rapporto tra gli assi dell'ellisse  $a/b$  deve essere maggiore di 1.2.

Le caratteristiche chimiche di Wirtanen sono state investigate da diversi autori in occasione della campagna osservativa del 1996-1997. Schulz *et al.*, (1998), in occasione dell'avvicinarsi della cometa al perielio, tra luglio e dicembre del 1996, hanno studiato la cometa in corrispondenza di una distanza eliocentrica tra 2.8 e 1.6 UA. Le prime emissioni gassose, quelle del CN e del C<sub>3</sub>, sono state rilevate ad una distanza eliocentrica di 2.34 UA, mentre il C<sub>2</sub> e l'NH<sub>2</sub> sono stati rilevati a 2 UA. Inoltre si è osservato che il tasso di produzione del C<sub>2</sub> aumenta molto più rapidamente di quello del CN al diminuire della distanza eliocentrica. Quindi, mentre a distanze eliocentriche inferiori di 1.6 UA la Wirtanen sembra avere un tasso di produzione C<sub>2</sub>/CN che rientra nella classificazione di cometa tipica nella tassonomia di A'Hearn (A'Hearn *et al.*, 1995), per distanze superiori il rapporto C<sub>2</sub>/CN sarebbe caratteristico di una cometa con scarsa produzione di C<sub>2</sub> (depleted carbon chain comet). Anche le curve di luce ottenute nel filtro R (Boehnhardt *et al.*, 1997; Meech *et al.*, 1997) nel medesimo periodo mostrano un aumento della brillantezza della cometa tra 1.8 e 1.6 UA, riportata d'altra parte anche in occasione degli altri 2 ultimi precedenti passaggi al perielio (Morris, 1994). La combinazione delle variazioni del tasso di produzione di gas e polveri (Schulz *et al.*, 1998), della brillantezza superficiale della cometa e del tasso C<sub>2</sub>/CN tra 1.8 e 1.6 UA denota che in tale regione orbitale si verifica una notevole variazione nelle proprietà di *outgassing* della Wirtanen. A tale distanza eliocentrica non ci sono state misure del tasso di produzione di molecole d'acqua, tasso invece misurato a 2.47 UA e pari a  $(2.6 \pm 0.05)\times 10^{26}$  molecole/s (Stern *et al.*, 1997). Il tasso stimato di produzione d'acqua è di 6 kg/s, e ciò genererà una pressione gassosa sulla sonda pari a circa il 30% di quella della radiazione, mentre la pressione della polvere (grani di dimensioni dell'ordine del micron) dovrebbe essere trascurabile.

Il tasso di produzione della polvere è stato valutato solo per distanze eliocentriche inferiori a 2.5 UA, ed è pari a  $1.5 \pm 0.5$  kg/s a  $d_{\odot} = 2.5$  UA, e  $2.0 \pm 1.0$  kg/s a  $d_{\odot} = 2$  UA (Colangeli *et al.*, 1998).

Studi sulle proprietà della curva di luce della Wirtanen sono stati riportati da diversi autori: Meech *et al.* (1997), Boehnhardt *et al.* (1997), Boehnhardt *et al.* (2002) e Lamy *et al.* (1998) trovano una periodicità nella curva di luce pari a circa 6-7 ore. La curva di luce ha un aspetto a doppio picco in Meech *et al.* (1997) e Lamy *et al.* (1998), mentre Boehnhardt *et al.* (1997) trovano una curva di luce a picco singolo.

Recenti osservazioni (1999-2001) hanno mostrato che la cometa è inattiva a distanza eliocentrica di 4.9 UA (vicino al suo afelio), con tasso stimato di produzione di polvere di 0.05 kg/s, e che l'attività cometaria ha inizio a circa 3 UA, con tasso stimato di produzione di polvere di 1 kg/s (Boehnhardt *et al.*, 2002). Le osservazioni di dicembre 2001 hanno inoltre mostrato che a 2.9 UA la cometa ha un elevato valore del colore V-R ( $0.4 \pm 0.14$  mag), con arrossamento spettrale di circa  $47 \pm 18\%$ /100 nm, ovvero molto più rosso di quanto misurato nei precedenti passaggi al perielio (Meech *et al.*, 1997). Una possibile spiegazione di questo fatto può essere legata alle differenti tipologie di polvere (dimensione dei grani e proprietà ottiche) che la cometa sviluppa nelle fasi iniziali e finali della sua attività.

Le piccole dimensioni del nucleo associate all'elevato tasso di produzione di gas misurato vicino al perielio (Stern *et al.*, 1998) fanno supporre che la Wirtanen abbia un'intensa attività: la cometa produce infatti circa 1000 molecole/s al perielio, e ciò implica una superficie minima attiva di  $1.8 \text{ km}^2$  (Farnham & Schleicher, 1998). Si stima quindi che il 60% della superficie totale del nucleo, ovvero l'intera superficie illuminata dal Sole, sia attiva.

### 1.6.2 Gli asteroidi Siwa e Otawara

I due obiettivi secondari della missione Rosetta sono gli asteroidi 140 Siwa e 4979 Otawara. Inizialmente, come target della missione, erano stati selezionati gli asteroidi 3840 Mimistrobell e 2530 Shipka prima e 2703 Rodari poi; in seguito si sono preferiti i due asteroidi sopra citati (Fulchignoni *et al.*, 1998) poiché erano più pertinenti alle finalità della missione volte all'indagine sulle origini e sull'evoluzione del Sistema Solare. I primi oggetti scelti, sebbene interessanti, sono infatti degli oggetti di tipo S, quindi abbastanza evoluti e che tra l'altro sono già stati investigati da sonde spaziali (433 Eros dalla Near,

Ida e Dactyl dalla Galileo, 9969 Braille dalla Deep Space 1). Si è pertanto preferito introdurre nel progetto della missione un fly-by con un asteroide più primitivo. Dopo aver eseguito un programma osservativo sui possibili candidati (Barucci *et al.*, 1998), si è scelto 140 Siwa, poiché di classe tassonomica C e quindi di composizione primitiva, ed inoltre ha un'orbita che lo rende raggiungibile con un minimo costo in velocità relativa  $\delta v$ , quindi in propellente. 140 Siwa è un asteroide poco evoluto, non presenta evidenza di alterazione acquosa, ha una magnitudine assoluta H stimata di 8.3 ed un diametro stimato di 120 km. Barucci *et al.* (1998) hanno osservato l'asteroide più volte, ottenendo 8 spettri di Siwa in diversi momenti, per rilevare eventuali variazioni della composizione superficiale con la rotazione dell'oggetto. L'analogia tra questi spettri fa pensare che la composizione di Siwa sia molto omogenea. Recenti osservazioni nell'infrarosso da parte di Le Mouélic *et al.* (2001), hanno permesso di investigare Siwa tra 0.9 e 2.5  $\mu\text{m}$ , confermando che l'asteroide è di tipo C, e privo di caratteristiche di assorbimento (Fig. 1.6). Il periodo di rotazione, inizialmente stimato intorno alle 22 ore (Schober & Stanzel 1979, Harris & Young, 1980) è stato recentemente determinato con precisione ed è di poco superiore alle 18 ore (Le Bras *et al.*, 2001; Riccioli *et al.*, 2001). Rosetta incontrerà Siwa il 24 luglio 2008, quando si troverà a circa 2.75 UA dal Sole, ad una velocità di *fly-by* di 17.0 km/s e ad un angolo Sole-asteroide-sonda di  $12^\circ$ , e giungerà probabilmente fino ad una distanza minima dal corpo di 3500 km (in realtà tale distanza è ancora argomento di dibattito, sarà comunque compresa tra 1750 e 3500 km (Pätzold *et al.*, 2001; Koschny, 2000)).

Al momento della definizione dei target, poco era noto di 4979 Otawara, scelto perché facilmente raggiungibile dall'orbita della sonda. Recenti campagne osservative, cui ho partecipato, hanno rivelato che sebbene l'asteroide sia di un tipo evoluto e non primordiale, esso è comunque un oggetto molto interessante in quanto ha una forte velocità di rotazione ed un periodo di sole 2.707 ore (Doressoundiram *et al.*, 1999; Le Bras *et al.*, 2001), e pertanto sarà il primo asteroide di tipo *fast rotating* investigato da una sonda spaziale. La forte velocità di rotazione pone anche un limite sulla massima densità dell'asteroide, che deve essere  $< 1.95$ . Recenti osservazioni spettrali nell'infrarosso hanno permesso di determinare la classe tassonomica: da osservazioni congiunte condotte dal gruppo di Padova e dell'Observatoire de Meudon, Otawara è di tipo S, ha una composizione superficiale dominata da silicati (soprattutto l'olivina e in percentuale minore il pirossene) e analoga a quella delle condriti ordinarie (Fornasier *et al.*, 2002). Le dimensioni dell'asteroide sono piccole, si stima infatti un raggio effettivo di 1.9 km assumendo come albedo 0.19 (valore

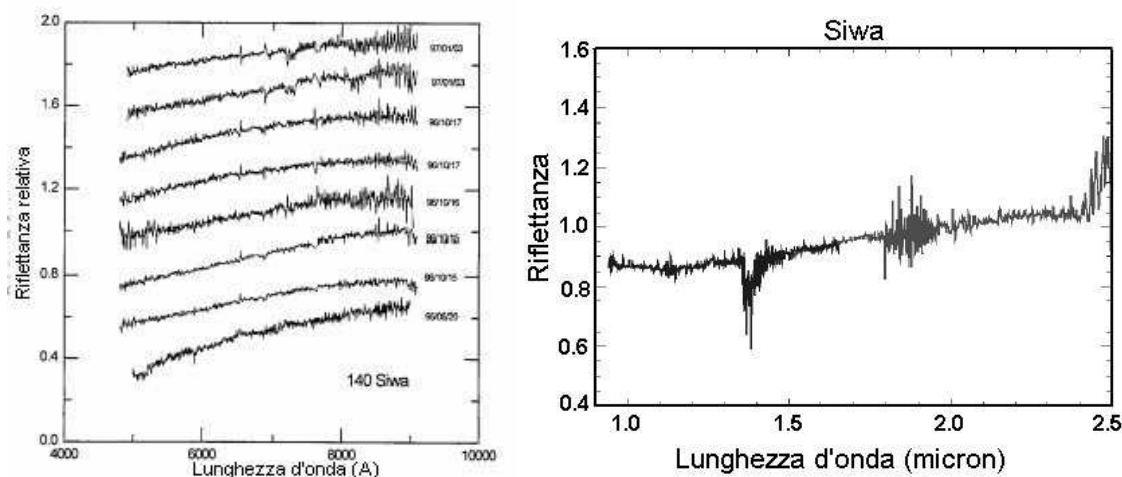


Figura 1.6: A sinistra spettri visibili di Siwa durante diverse fasi della rotazione, da Barucci *et al.*, (1998). A destra lo spettro infrarosso dell'asteroide Siwa da Le Mouelic *et al.*, (2001). Lo spettro è leggermente arrossato e privo di caratteristiche di assorbimento tipiche dei minerali silicatici (le due caratteristiche a 1.4 e 1.9  $\mu\text{m}$  sono residui di assorbimenti atmosferici) e consistente con la classe tassonomica C.

medio della classe degli S); dalla differenza in magnitudine tra i massimi ed i minimi della curva di luce, si è inoltre determinato che, assumendo per l'asteroide una forma ellissoidale, il rapporto  $a/b$  tra gli assi maggiore e minore dell'ellisse deve essere maggiore di 1.31 (quindi si stima  $a = 2.3$  e  $b = 1.8$ ).

Il passaggio della sonda vicino a Otawara avverrà l'11 luglio 2006, quando l'asteroide si troverà a 1.88 UA dal Sole, a una velocità al *fly-by* di 10.6 km/s e un angolo Sole-asteroide-sonda  $31^\circ$ . Rosetta dovrebbe raggiungere una distanza minima dall'asteroide di circa 2200 km (Koschny, 2000; Osiris Team, 2002).

Dettagli più precisi sulle proprietà fisiche di questo asteroide verranno esposti nel capitolo 5, tra i risultati del lavoro di osservazione dedicato ai piccoli corpi del Sistema Solare.

## 1.7 Strumentazione scientifica della missione Rosetta

La missione spaziale Rosetta ha una complessa strumentazione di bordo dedicata sia al remote sensing che all'indagine della composizione di nucleo e chioma cometaria nonché all'analisi in situ. In tabella 1.1 si riporta la lista dei differenti strumenti del payload scientifico impiegati in funzione del tipo di indagine che effettueranno.

Ecco alcune informazioni essenziali su ciascuno degli strumenti presenti:

- **OSIRIS** (PI U. Keller): è il sistema di imaging della sonda e si avvarrà di due camere, una a piccolo campo ( $2.35 \times 2.35$  gradi) ed alta risoluzione ( $20 \mu\text{rad}/\text{px}$ ), la Narrow Angle Camera (NAC), ed una a grande campo ( $12 \times 12$  gradi) e minor risoluzione ( $100 \mu\text{rad}/\text{px}$ ), la Wide Angle Camera (WAC). Il sistema di imaging ha i seguenti obiettivi: fornire informazioni sulla posizione, sulle dimensioni e sull'orientazione del nucleo, nonché sulla sua mineralogia, attività, omogeneità e topografia; investigare la polvere ed il gas nella regione vicino al nucleo e studiarne l'evoluzione nel tempo; mappare la superficie del nucleo e contribuire alla selezione della regione di posizionamento del lander; studiare, durante i *fly-by* con gli asteroidi, le dimensioni, la topografia e la mineralogia degli oggetti ed effettuare la ricerca di eventuali satelliti. Un'accurata descrizione della WAC sarà fornita in seguito.
- **ALICE** (PI S.A. Stern): è uno spettrometro con capacità di imaging progettato dal Southwest Research Institute per ricerche spettroscopiche nelle atmosfere e superfici planetarie nella banda da 700 a 2050 Å. Durante la missione, ALICE caratterizzerà il nucleo e la chioma cometaria con i seguenti obiettivi: la determinazione del contenuto di gas rari sviluppati del nucleo, per fornire informazioni sulla temperatura della formazione e sulla successiva storia termica della cometa (i gas nobili sono infatti estremamente volatili e inerti, ed il loro intrappolamento nei ghiacci cometari è dipendente dalla temperatura); la determinazione diretta delle velocità di produzione delle specie molecolari genitrici, H<sub>2</sub>O, CO e CO<sub>2</sub>, e la loro distribuzione vicino al nucleo, permettendo con ciò l'osservazione e la misurazione diretta su diverse scale di tempo del legame tra nucleo e chioma; misurazione delle polveri per studiare

Tabella 1.1: Strumentazione a bordo di Rosetta.

Remote sensing	OSIRIS, ALICE, VIRTIS, MIRO
Analisi composizionale	ROSINA, COSIMA, MIDAS
Struttura su larga scala del nucleo	CONSERT
Flusso di polvere e distribuzione di massa	GIADA
Ambiente del plasma cometario e interazione col vento solare	RPC
Scienza radio	RSI

le variazioni temporali e spaziali del rapporto polvere/gas; ottenere delle misure precise sulle quantità atomiche di C, H, O, N e S nella chioma; la comprensione dei meccanismi di ionizzazione nella chioma e dei processi di interazione della ionosfera cometaria con il vento solare; l'analisi sull'inizio dell'attività cometaria e sul tasso di produzione di sostanze volatili; la mappatura completa del nucleo nel lontano UV per caratterizzare gli elementi superficiali assorbenti nell'UV; lo studio delle proprietà spettrofotometriche dei piccoli grani di polvere nella chioma per comprendere la loro distribuzione e variazione nel tempo; la mappatura della variabilità spaziale e temporale delle emissioni di O<sup>+</sup>, N<sup>+</sup>, S<sup>+</sup> e C<sup>+</sup> nella chioma e nella coda di ioni allo scopo di collegare l'attività nucleare ai cambiamenti nella morfologia e struttura della coda vicino al perielio.

- **VIRTIS** (PI A. Coradini): spettrometro per imaging che unisce tre canali in un solo strumento. Due dei canali dati si occuperanno della mappatura spettrale e sono collocati nel sottosistema ottico di mappatura (Mapper -M). Il canale M utilizza un CCD per immagini da 0.25 a 1  $\mu\text{m}$ , ed un rivelatore al Hg-Cd-Te che coprirà l'intervallo tra 1 e 5  $\mu\text{m}$ . Il terzo canale, dedicato esclusivamente alla spettroscopia, è un sottosistema del canale H (High resolution), dotato di rivelatore al Hg-Cd-Te che coprirà l'intervallo spettrale tra 2 e 5  $\mu\text{m}$ . I principali obiettivi di VIRTIS durante la missione Rosetta sono: lo studio nel nucleo della cometa e del suo ambiente; determinare la natura degli elementi solidi della superficie del nucleo; identificare le specie gassose presenti; caratterizzare le condizioni fisiche della chioma; misurare le temperature del nucleo; determinare il luogo più opportuno per l'atterraggio del lander; caratterizzare le proprietà fisiche, morfologiche e mineralogiche degli asteroidi Otawara e Siwa.
- **MIRO** (PI S. Gulkis): il Microwave Instrument for the Rosetta Orbiter (MIRO) misurerà la temperatura nel nucleo e rileverà alcuni gas importanti nella chioma. MIRO osserverà nelle bande del millimetrico e submillimetrico da 0.5 a 1.3 mm (236-562 GHz), e sarà capace di osservare aree sul nucleo della cometa larghe circa 5 metri ad una distanza dal nucleo di due chilometri. Da questi dati si potrà risalire immediatamente alla temperatura degli strati sotto la superficie a profondità fino a 2 cm e oltre. Misurerà anche la presenza del vapore acqueo, del CO e altri gas in prossimità della cometa. Queste misurazioni permetteranno di stimare lo spessore

del ghiaccio e del mantello di polveri che ricoprono il nucleo, di investigare la sublimazione del materiale, e di studiare la formazione del gas e della chioma di polveri. MIRO mostrerà anche lo stato cinetico del gas, indicando come esso interagisce con l'ambiente circostante. MIRO è costituito da un telescopio per microonde, da un ricevitore a doppia frequenza, e da un rivelatore nell'infrarosso termico.

- **ROSINA** (PI H. Balsiger): ROSINA è l'acronimo di Rosetta Orbiter Spectrometer for Ion and Neutral Analysis, si tratta quindi di uno spettrometro di massa per la rilevazione di ioni e atomi neutri. Per raggiungere gli obiettivi che la missione Rosetta si è prefissa, è stato costruito questo strumento con capacità molto elevate e innovative: un intervallo di massa molto largo da 1 amu a più di 300 amu, una elevata risoluzione di massa capace di distinguere le diverse specie presenti con un intervallo dinamico largo ed un'alta sensibilità, e la capacità di determinare le temperature e le velocità del gas cometario e del flusso di ioni. I principali obiettivi scientifici di ROSINA sono: determinare la composizione complessiva molecolare, elementare ed isotopica, ed il carattere fisico, chimico e morfologico del nucleo cometario; determinare i processi che generano l'atmosfera di polveri e la ionosfera, nonché la loro dinamica in funzione del tempo e della posizione eliocentrica e cometocentrica; ricercare possibili emissioni di gas sugli asteroidi e stabilire se e quale relazione esiste tra gli asteroidi e le comete.
- **COSIMA** (PI J. Kissel): Il COmetary Secondary Ion Mass Analyzer (COSIMA) si occuperà dello studio della composizione chimica della cometa, in particolare: la composizione elementare ed isotopica degli elementi chiave nelle particelle solide cometarie; gli stati chimici delle particelle; la variazione della composizione chimica e isotopica tra le singole particelle; la variabilità di composizione tra differenti comete confrontando i risultati ottenuti dalla cometa Halley; la presenza di componenti organici che non sono associati ad una fase rocciosa; la composizione molecolare delle particelle solide nelle varie fasi. I dati raccolti da COSIMA aiuteranno a confrontare la composizione delle particelle solide con la composizione elementare e isotopica dell'atmosfera neutra e ionizzata della cometa.
- **MIDAS** (PI W. Riedler): Micro-Imaging Dust Analysis System è uno strumento rivolto all'analisi microstrutturale e statistica delle particelle di polvere della cometa. Questo strumento è basato su una tecnica di microscopia a livello di forze atomiche,



ed è il primo, con tale tecnica, usato per le attività spaziali. Progettato per studiare le microparticelle di polvere acquisite nell'ambiente cometario, senza tener conto di forma e conduttività elettrica, MIDAS analizzerà il materiale raccolto per ottenere i parametri statistici del flusso di polvere ed immagini delle singole particelle di polvere. Sebbene l'interno del nucleo della cometa sia rimasto inalterato fin dalla formazione, lo stesso non si può dire per gli strati superficiali. Infatti questi strati, che saranno anche quelli su cui indagherà Rosetta, sono stati modificati nel tempo dalla radiazione, dal riscaldamento e dalle collisioni nella nube di Oort, dalla perdita iniziale degli elementi estremamente volatili durante il primo passaggio all'interno del Sistema Solare, dal cambiamento della porosità e delle proprietà termiche del nucleo, dai processi che rimuovono il materiale dal nucleo come i getti nella fase attiva, e, infine, dalle interazioni della chioma con l'attività solare.

MIDAS permetterà l'analisi delle dimensioni e della stratificazione delle particelle cometarie e dei loro aggregati in modo da determinarne la forma, capire se la particella è stata fusa (e in tal caso determinare la velocità del raffreddamento della struttura cristallina) o se è un frammento di un precursore policristallino; stabilire la porosità della particella e quindi la presenza in essa di elementi volatili o di fenomeni di metamorfismo termico nello stato solido. Infine MIDAS permetterà di stabilire se la distribuzione interstellare si è mantenuta anche nelle particelle cometarie e quale è il tipo di processi che hanno modificato la polvere interstellare.

- **RPC** (PI R. Boström, J. Burch, K. H. Glassmeier, R. Lundin): il Rosetta Plasma Consortium si occuperà dello studio delle proprietà fisiche del nucleo, della struttura e dinamica della chioma interna, dello sviluppo dell'attività cometaria e della sua interazione con il vento solare, della formazione ed evoluzione della coda di plasma. L'RPC è costituito principalmente da cinque strumenti: Il LAP (Langmuir Probe) si occuperà della misurazione della densità del plasma, della temperatura e del potenziale della sonda; L'IES (Ion and Electron Sensor) misurerà ioni ed elettroni da 1 eV a 30 keV con una risoluzione angolare di  $5 \times 22.5$  gradi e fornirà dati sul vento solare e sul plasma della cometa; ICA (Ion Composition Analyzer) determinerà l'energia e la direzione del vento solare e degli ioni cometari, e separerà le specie ioniche misurando il rapporto carica/massa; il MAG (Fluxgate Magnetometer) è un magnetometro che misurerà il campo magnetico in 3D attorno alla cometa; il MIP (Mutual Impedance Probe), come il LAP, ma in modo indipendente, misurerà la densità, la

temperatura e la direzione della velocità del plasma, ed inoltre si comporterà come ricevitore per le onde ad alta frequenza (oltre i 10 kHz).

- **RSI** (PI M. Pätzold): il Radio Science Investigation (RSI) è un esperimento che utilizzerà le tecniche di trasmissione e ricezione radio per ottenere informazioni sulla fisica della cometa. Gli obiettivi scientifici primari di RSI, ottenibili anche grazie al confronto con i dati derivati da altri strumenti, in particolare OSIRIS, sono: determinazione di massa e densità della cometa e degli asteroidi; determinazione dei momenti d'inerzia e stato rotazionale del nucleo cometario, delle sue proprietà orbitali e termiche e del suo campo gravitazionale; studio di forma, dimensione e struttura interna del nucleo; investigare la distribuzione delle particelle nella chioma di dimensioni dal millimetro al decimetro ed il contenuto di plasma nella chioma interna, nonché il flusso del gas e della polvere.
- **GIADA** (PI L. Colangeli): Grain Impact Analyser and Dust Accumulator) è un esperimento dedicato allo studio dell'evoluzione del flusso di polvere cometaria e delle proprietà dinamiche dei grani. È uno strumento multisensore capace di rilevare il passaggio di grani dalle misurazioni dello scattering di una luce laser (GDS), di determinare il momento della particella attraverso un trasformatore piezoelettrico (IS) ed il flusso di massa per mezzo di cinque micro-bilance al quarzo ad altissima sensibilità. I principali obiettivi sono: l'analisi della distribuzione delle velocità e la distribuzione in massa dei grani di polvere a varie distanze dal nucleo; la capacità di distinzione tra i grani realmente refrattari e quelli misti (refrattari-ghiaccio); in particolare GIADA sarà in grado di distinguere i grani diretti, cioè quelli provenienti direttamente dal nucleo, da quelli riflessi, cioè quelli che hanno interagito con la radiazione solare. Combinando i dati ottenuti dagli spettrometri di massa presenti su Rosetta, Giada determinerà il rapporto polvere/gas. Infine, Giada sarà importante per la salvaguardia degli strumenti della missione monitorando il deposito di polveri su di essi.
- **CONSERT** (PI W. Kofman): CONSERT è l'acronimo di Comet Nucleus Sounding Experiment by Radiowave Transmission (un omonimo esperimento è previsto anche sul lander) e avrà i seguenti obiettivi: esplorare l'interno del nucleo; determinare la permittività media per identificare le proprietà elettriche; classificare il materiale

del nucleo in base all'assorbimento medio; cercare irregolarità o piccole strutture; identificare le interfacce interne; determinare la dimensione di possibili cometesimi.

### 1.7.1 Strumentazione a bordo del Lander

Gli otto strumenti collocati sul Lander per studiare la composizione elementare, isotopica, molecolare e mineralogica, e la morfologia del materiale, sono:

- APXS: fornirà informazioni sulla composizione elementare del materiale; molti elementi non sono rappresentati nella frazione volatile nella loro giusta abbondanza e non possono così essere analizzati dall'Orbiter.
- COSAC: è stato progettato per l'identificazione dei composti volatili, generati naturalmente o per pirolisi (dissociazione tramite calore), e delle loro molecole madri, in particolar modo per la rilevazione del materiale organico potenzialmente pre-biotico
- PTOLEMY: gli obiettivi scientifici di PTOLEMY sono simili a quelli di COSAC, ma particolare risalto ha la determinazione ad alta precisione dei rapporti isotopici, in particolare degli elementi leggeri come il carbonio.
- ÇIVA/ROLIS: è un set integrato di strumenti progettati per caratterizzare il luogo di atterraggio e di raccolta dei campioni, analizzare i campioni raccolti e forniti dalle trapanazioni del Drill Sample and Distribution System, ed investigare la stratigrafia dentro le perforazioni.
- MUPUS: questo strumento misurerà le proprietà fisiche della superficie cometaria quali la temperatura, la densità, la conduttività termica e la durezza.
- SESAME: lo strumento è il risultato dell'unione di tre esperimenti diversi: CASSE (Cometary Acoustic Sounding Surface Experiment) che indagherà sulle proprietà acustiche del materiale superficiale, PP (Permittivity Probe) che misurerà le proprietà dielettriche dell'ambiente, e DIM (Dust Impact Monitor) che controllerà gli impatti della polvere
- ROMAP: il ROsetta Magnetic field and Plasma Experiment è composto dal ROMA (Rosetta Magnetometer) e l'SPM (Simple Plasma Monitor). Il magnetometro si occuperà della ricerca di un campo magnetico intrinseco al nucleo, mentre l'SPM misurerà l'interazione del vento solare con l'ambiente della cometa.

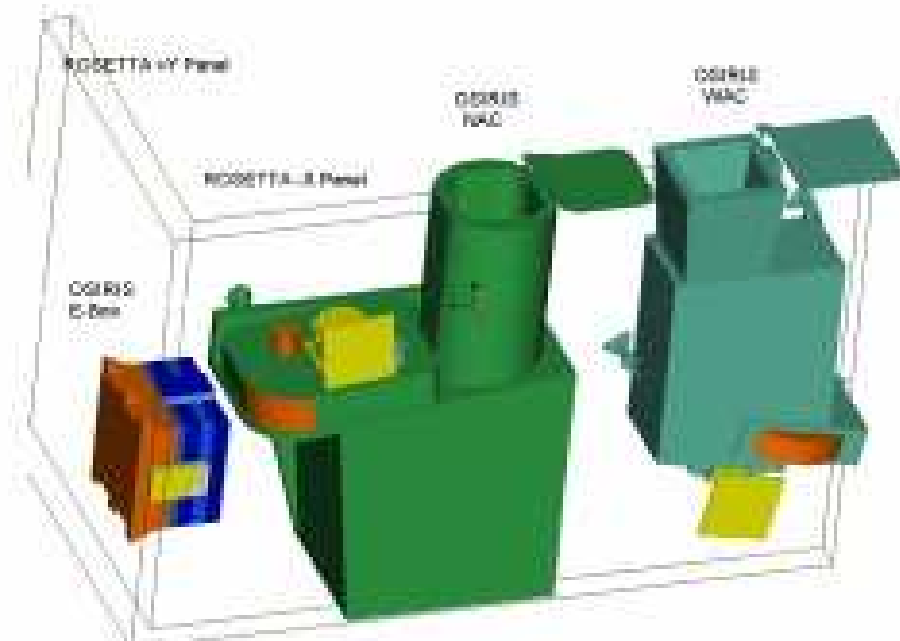


Figura 1.7: Vista dell'alloggiamento delle camere WAC e NAC sulla sonda (in fase di integrazione presso l'Alenia Spazio).

- CONSERT: è un esperimento dedicato alla determinazione delle caratteristiche elettriche del materiale del nucleo e della struttura interna. Un trasmettitore sull'Orbiter manderà un pacchetto d'onda al Lander attraverso il nucleo, che lo trasmetterà quindi alla sonda orbitante.

## 1.8 Il sistema di imaging OSIRIS

OSIRIS è l'acronimo di Optical, Spectroscopic and Infrared Remote Imaging System, il cui nome deriva dall'omonima divinità egizia che ha come simbolo l'occhio onniveggente (Keller *et al.*, 1995). Per ragioni programmatiche e per sovrapposizione con le finalità di altri esperimenti, la strumentazione destinata all'analisi spettroscopica ed il canale infrarosso non sono stati realizzati. Pertanto lo strumento è costituito da due camere, una ad elevata risoluzione, la Narrow Angle Camera (NAC) e l'altra a grande campo di vista, la Wide Angle Camera, destinate all'imaging nel visibile e nell'ultravioletto (Fig. 1.7).

Le 2 camere sono indipendenti l'una dall'altra e con un apparato elettronico di controllo comune. Mentre la NAC, con la sua elevata risoluzione è stata disegnata per studiare

il nucleo della cometa, la WAC è destinata allo studio di gas e polveri vicino al nucleo cometario e nella sua chioma.

Le camere hanno identici rivelatori di tipo CCD con l'associata elettronica di lettura. Il sistema OSIRIS pesa complessivamente 23 kg ed è attaccato all'orbiter di Rosetta come indicato in figura 1.1 e 1.7.

Le principali caratteristiche dei due strumenti sono riassunte in tabella 1.2.

## 1.9 La Wide Angle Camera

La camera WAC avrà come obiettivo lo studio del nucleo della cometa, del gas e della polvere della chioma e delle principali caratteristiche degli asteroidi. Infatti, grazie al grande campo di vista, la WAC comincerà a prendere immagini anche a distanze relativamente grandi dai target permettendo di averne una visione di insieme in relazione anche allo sfondo stellare. Questo, sia nel caso della cometa che degli asteroidi, permetterà innanzitutto una precisa caratterizzazione astrometrica degli oggetti. Durante i *fly-by* con gli asteroidi, un compito peculiare della WAC sarà costituito dalla ricerca di eventuali satelliti di questi piccoli corpi del Sistema Solare, sulla scia dell'importanza scientifica della prima scoperta di un possibile satellite, Dactyl, dell'asteroide IDA, effettuata nel 1993 dalla sonda Galileo. Da considerazioni di tipo dinamico-statistiche, un oggetto in orbita legata

Tabella 1.2: Principali caratteristiche di WAC e NAC.

	WAC	NAC
Disegno ottico	2 specchi fuori asse	3 specchi fuori asse
Dimens. pixel ( $\mu\text{m}$ )	13.5	13.5
Matrice del CCD	2048x2048	2048x2048
Lunghezza focale (mm)	140	700
Rapporto focale	f/5.6	f/8
Risoluzione ( $\mu\text{rad}/\text{px}$ )	100	20
Campo di vista	12.00x12.05°	2.18x2.18°
Intervallo dinamico (bit)	14	14
Numero filtri	14 (+2 posizioni vuote)	12 (+3 filtri per la messa a fuoco) + 1 filtro neutro per riduzione flusso protoni
Intervallo spettrale (nm)	230-750	250-1000

attorno all'asteroide potrebbe trovarsi all'interno di un'area pari a 300 raggi-asteroidali; quindi le immagini a grande campo della WAC diventano fondamentali per rilevare un eventuale satellite. Per quanto riguarda gli asteroidi, le immagini della WAC renderanno inoltre possibile una caratterizzazione dei corpi (dimensioni, forma, orientazione del polo, periodo di rotazione, densità) e della loro superficie (composizione mineralogica, fenomeni di craterizzazione).

A partire dall'inizio nominale della missione (distanza di 3.25 UA) e nelle fasi successive di avvicinamento alla Wirtanen, la camera a grande campo fornirà immagini che permetteranno una caratterizzazione generale della cometa. Più precisamente:

- relativamente allo studio del nucleo, la WAC permetterà di: stabilire il momento di inizio dell'attività cometaria e, quando la cometa è attiva, di studiare i processi di erosione nelle zone attive; determinare le dimensioni, la forma, lo stato rotazionale del nucleo; determinare il tasso di perdita di massa del nucleo; produrre una mappa multibanda dell'albedo per determinare la composizione superficiale, la struttura e la porosità; fornire il sistema di riferimento per le immagini della NAC ed investigare i siti ove mandare il lander e relazionarli al resto della superficie.
- riguardo a gas e polvere della chioma, la WAC consentirà di: fornire una mappa della distribuzione di gas e polvere attorno al nucleo della cometa; identificare getti nelle zone attive; determinare il tasso di produzione di polvere e gas, nonché le dimensioni e la velocità rispettivamente dei grani e delle molecole.

Le immagini che la WAC fornirà permetteranno di costruire un modello del nucleo basato sul metodo fotoclinometrico, di migliorare il modello idrodinamico della chioma considerando le proprietà fisiche e dinamiche dei grani di polvere e di costruire un modello sulla distribuzione del gas attorno al nucleo ed alle zone attive della sua superficie.

### 1.9.1 Requisiti

L'esigenza di studiare le deboli emissioni di polvere e gas della chioma ha portato ad un disegno ottico innovativo per la WAC, ottimizzato per il rilevamento di sorgenti deboli e per la soppressione della *stray light* generata dentro e fuori il campo di vista. Si è inoltre studiata una soluzione ottica nella costruzione della camera che permettesse di ottenere risultati diversi e complementari rispetto alla NAC, tenendo conto di questi principali requisiti (Barbieri *et al.*, 2002):

- grande campo di vista ( $12 \times 12$  gradi), lunghezza focale di circa 140 mm;
- rapporto focale veloce (F/5.6), che permette una maggior luminosità della camera e quindi una maggior capacità rispetto alla NAC di rilevare le deboli emissioni di sorgenti diffuse quali gas e polveri;
- capacità di contrasto migliore di  $10^{-4}$  sempre al fine di riuscire a rilevare le deboli emissioni della polvere e del gas vicino al terminatore del nucleo della cometa;
- pupilla di entrata del sistema di circa  $5 \text{ cm}^2$  per permettere il rilevamento del nucleo cometario e degli asteroidi in 1 secondo di tempo di posa alla distanza di un milione di km dai target;
- buona efficienza nell'UV e durata nel tempo della stessa.

### 1.9.2 Ottica

La camera WAC ha subito una evoluzione nel tempo che ha comportato modifiche nei requisiti scientifici e quindi anche nel disegno ottico. Il primo progetto prevedeva un campo di vista di  $18 \times 18^\circ$ , una risoluzione di  $150 \mu\text{rad}/\text{px}$  ed un'ottica basata su 3 specchi conici con moderata asfericità. Successivamente, visto che il candidato cometario si è rivelato più piccolo del previsto, il campo è stato ridotto a  $12 \times 12^\circ$ , e si è passati quindi ad un sistema con 2 soli specchi, sulla base di considerazioni sui tempi minimi di esposizione e sulla luminosità necessari, nonché di studi di ottimizzazione dell'ottica volti a ridurre il vigneting e le aberrazioni, di parametri legati alla massa, volume, costi e manifattura della camera.

La configurazione ottica finale della WAC (Tab. 1.3) è basata su un sistema completamente riflettente, non ostruito e non vignettato, costituito da 2 specchi posti fuori asse, un sistema di *baffling*, una serie di filtri e un CCD di  $2048 \times 2048$  pixel quale detector (Fig. 1.8) (Ragazzoni *et al.*, 1994; Ragazzoni *et al.*, 1995; Naletto *et al.*, 1996, 2002b).

Lo specchio primario (M1) è una sezione fuori asse di un ellissoide oblato decentrato rispetto all'asse ottico di 43 mm e di forma quadrata ( $53 \times 53 \text{ mm}^2$ ). M1 raccoglie la luce proveniente dal campo di vista con un angolo di 20 gradi rispetto all'asse ottico principale del sistema e la invia verso lo specchio secondario, M2. Questo è uno specchio leggermente asferico concavo di forma circolare e diametro di 64 mm. Lo stop del sistema è a livello di M2 ed è leggermente decentrato di 5 mm rispetto all'asse ottico principale per minimizzare

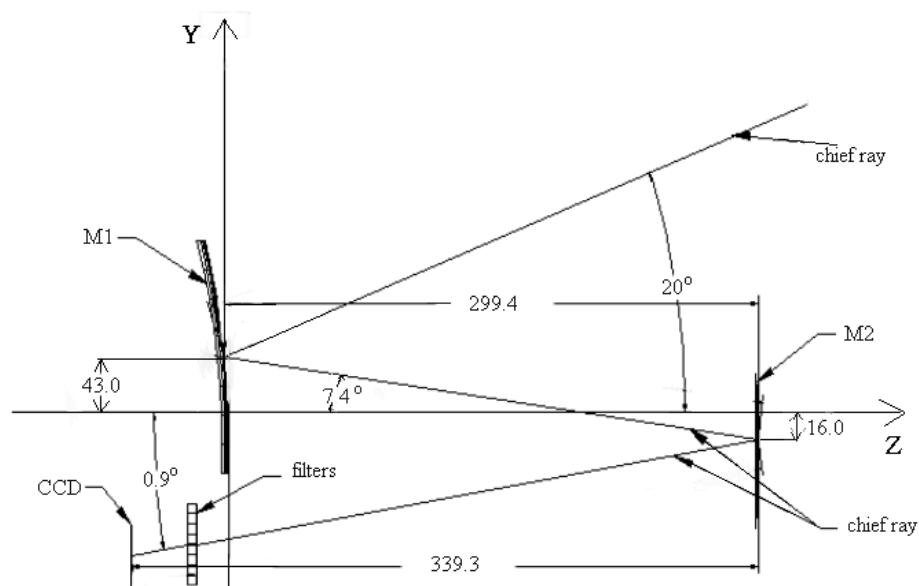


Figura 1.8: Schema dell'ottica della WAC.

la *stray light*. Le equazioni dei 2 specchi sono sezioni di coniche:

$$z = cr^2 / (1 + \sqrt{1 - (1 + k)(cr^2)})$$

ove i parametri per M1 sono  $18 \text{ mm} < r < 68 \text{ mm}$ ,  $k = 5.7079$ ,  $R = 1/c = 406.6157 \text{ mm}$  e per M2  $0 < r < 32 \text{ mm}$ ,  $k = 0.1656$ ,  $R = 400 \text{ mm}$ . Gli specchi (figura 1.9) sono stati realizzati dalle Officine Galileo e creati in materiale Schott BK7 per una miglior finitura delle superfici, alluminati e protetti con  $\text{MgF}_2$  (Da Deppo *et al.*, 2001) .

L'ottica è stata studiata in modo che non sia necessario rifocheggiare il sistema quando ci



Figura 1.9: Foto di M1 (sinistra) e di M2 (destra) visti frontalmente e di lato.



si avvicina al nucleo cometario, e le prestazioni risultano praticamente costanti dall'infinito sino a 500 m di distanza dal target.

In figura 1.10 e 1.11 sono rappresentati rispettivamente l'andamento dell'*encircled energy* e lo *spot diagram* per la WAC, ottenuti con il programma di analisi delle prestazioni ottiche ZEMAX. Il campo di ingresso non è esattamente quadrato né simmetrico: a causa della

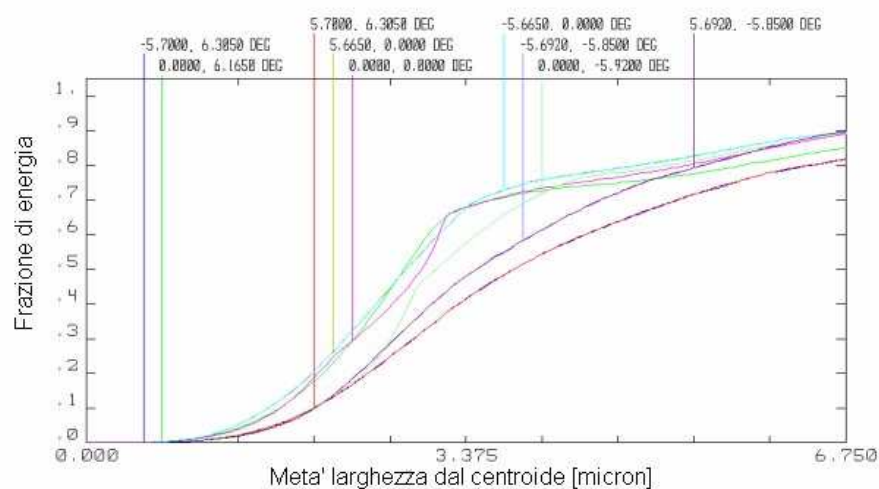


Figura 1.10: Encircled energy della WAC: come si vede l'80% dell'energia resta all'interno del pixel, soddisfacendo quindi le specifiche.

distorsione associata all'ottica fuori asse, il campo di vista è costante lungo un asse (Y) e pari a 12.05 gradi, mentre in x varia da 11.6 a 12.4 gradi. La risoluzione della camera è di 100  $\mu\text{rad}/\text{px}$ , mentre l'intervallo spettrale coperto va da 250 nm a 1000 nm.

Il CCD è costituito da pixel quadrati di dimensioni di 13.5  $\mu\text{m}$ , può essere binnato 2 o 4 volte ed ha un efficienza quantica del 30% a 250 nm, di circa il 60% a 400 nm, del 80% nella regione visibile (600 nm), e del 60% a 800 nm.

### 1.9.3 Filtri

I filtri coprono un intervallo spettrale che va da 250 a 800 nm circa; i filtri previsti sono 14, e sono distribuiti in 2 ruote portafiltri di 8 vani ciascuna (in ciascuna ruota viene lasciato un vano vuoto per permettere il passaggio indisturbato della luce quando viene utilizzato un filtro dell'altra ruota).

I filtri sono uno strumento indispensabile per lo studio dell'ambiente cometario. Infatti

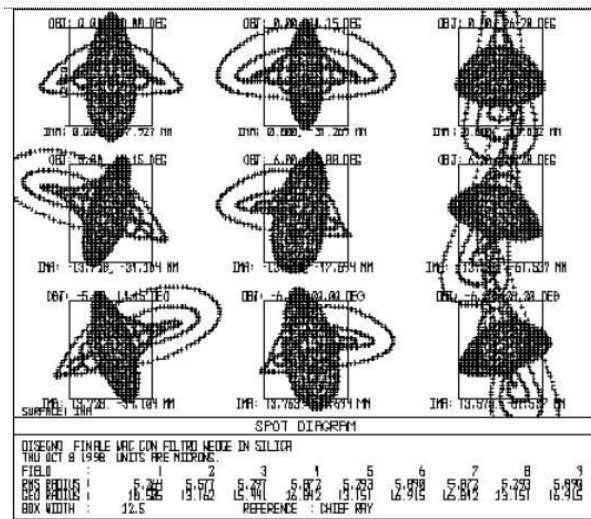


Figura 1.11: Spot diagramm della WAC per il raggio principale usando il filtro wedge silica.

la luce emessa da una cometa ha uno spettro costituito da 2 componenti: uno spettro continuo, dovuto alla luce solare riflessa dalle polveri e uno spettro di bande in emissione, associate alle emissioni da parte dei gas eccitati dalla radiazione solare. Per lo studio della polvere sono state scelte delle finestre spettrali relativamente strette ove non ci siano righe note di emissione (tali filtri sono ad esempio gli UV, VIS e R). Per osservare i gas si usano invece dei filtri interferenziali a banda stretta capaci di isolare la riga di emissione di interesse, ovvero: il CS (257 nm), l'OH (308 nm), l'NH (335), il CN (387 nm), il NH<sub>2</sub> (571 nm), il Na (589 nm) e l'OI (630 nm). Per ogni filtro utilizzato nello studio dell'emissione di un gas è associato un filtro per lo studio della polvere che permette di valutare l'intensità del continuo in una regione spettrale adiacente al gas.

I filtri nell'ultravioletto sono realizzati in fused silica mentre gli altri in KG3, OG550 e OG510, ed il loro spessore è stato studiato in modo tale da mantenere lo stesso cammino ottico per le differenti lunghezze d'onda. L'introduzione dei filtri nel cammino ottico crea infatti uno spostamento del fuoco, dal momento che viene introdotta una variazione di cammino pari a  $d(1-1/n)$ , dove  $n$  = indice di rifrazione e  $d$  = spessore del filtro. La presenza dei filtri introduce inoltre l'effetto di immagini spurie (*ghost*) sul CCD, associate a riflessioni interne nei filtri e ad effetti di riflessione e scattering all'indietro da parte del CCD stesso. Per minimizzare tali effetti i filtri sono stati fatti a forma di cuneo (*wedged*), e leggermente inclinati rispetto al raggio centrale (di 8.7°); il disegno della

Tabella 1.3: Caratteristiche ottiche della WAC.

CONCETTO OTTICO	2 specchi off-axis di 20° (nella direz. y) sistema non ostruito e non vignettato
CAMPO DI VISTA (FoV)	(12.00° in x)*(12.05° in y)
ENCIRCLED ENERGY	80% entro un pixel
DIMENSIONE DEL PIXEL	13.5 mm
LUNGHEZZA FOCALE AL CENTRO DEL FOV	132 mm
FATTORE DI SCALA AL CENTRO DEL FOV	1562.6/mm = 21.1/px (102.3rad/px)
DISTORSIONE	negativa, a barile
LUNGHEZZA FOCALE IN X	varia da 126 mm a 135.6 mm dall'alto verso il basso del FoV
LUNGHEZZA FOCALE IN X	varia da 128 mm to 133 mm da dx a sx del FoV
DISTORSIONE GEOMETRICA	< 1%
RESIDUA RIFOCHEGGIAMENTO	non è necessario tra 500 m e l'infinito
F/NUMBER NOMINALE	5.6 (area pupilla d'entrata 4.91 cm <sup>2</sup> )
INTERVALLO IN $\lambda$	230 – 750 nm
RIFLETTIVITÀ TOTALE	da 65% a $\lambda = 240$ nm a 72% at $\lambda = 800$ nm
RUOTA PORTAFILTRI	2 ruote presenti, con 8 vani ciascuna, contengono 7+7 filtri quadrati e 1+1 vani vuoti
RIGHE CCD	allineate con l'asse y dell'ottica
COLONNE CCD	allineate con l'asse x dell'ottica
LAMINE SHUTTER	allineate con l'asse x dell'ottica

camera è stato infatti studiato in modo tale che sia le immagini spurie generate da riflessioni interne dei filtri che quelle generate da riflessioni e scattering di CCD e filtro cadano nella stessa posizione. Durante l'osservazione del terminatore della cometa, dove è richiesto il massimo contrasto, si fa quindi in modo che la parte brillante cada nella stessa direzione delle immagine spurie, rendendo quindi possibile l'osservazione delle deboli emissioni delle polveri e dei gas con il contrasto richiesto. Inoltre, sono stati depositati sui filtri dei sottili rivestimenti molecolari metallici atti ad attenuare l'effetto dei ghost (Naletto & Pelizzo, 1999; Thomas, 2000).

I filtri sono quadrati con forma smussata agli angoli, hanno dimensione di  $40 \times 40$  mm<sup>2</sup> e sono alloggiati in 2 ruote portafiltri realizzate dall'istituto spagnolo INTA, che ha fornito lo stesso meccanismo di ruote portafiltri anche per la NAC (l'unica differenza sostanziale sta nei differenti filtri impiegati dalle 2 camere). Ciascuna ruota portafiltri (Fig. 1.12) è

Tabella 1.4: Filtri impiegati all'interno della WAC, con indicata la lunghezza d'onda centrale, la banda passante ( $\Delta\lambda$ ), la trasmissione (T) e gli obiettivi (Naletto & Pelizzo, 1999).

$\lambda$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	T %	Obiettivo
245	15	>35	studio del continuo
257.5	4	>25	emissione del CS
295	10	>35	studio del continuo per l'OH
308.5	4	>25	emissione dell'OH
325	10	>35	studio del continuo per l'OH
335.5	4	>25	emissione del NH
375	10	>50	studio del continuo per il CN
387.5	4	>25	emissione del CN
535	60	>70	studio del continuo in V
571.5	10	>25	emissione del NH <sub>2</sub>
589.1	4	>25	emissione del Na
610	10	>50	studio del continuo per l'OH
630	4	>25	emissione del O
640	160	>90	banda R

dotata di un proprio sistema di monitoraggio della posizione e di un dispositivo magnetico di blocco, ed è costituita da una struttura di supporto, un sostegno comune per le 2 ruote, 2 motori con relativo harness e connettori, 2 ingranaggi a dentatura parallela e ovviamente un set di filtri.

Ciascuna ruota viene manovrata da un motore passo passo, capace di raggiungere la posizione desiderata in meno di 1.5 s. I filtri devono essere posizionati davanti al CCD con un margine di  $\pm 135 \mu\text{m}$  (corrispondente a 10 pixel del CCD) e devono garantire una ripetibilità di  $\pm 30 \mu\text{m}$  (ovvero circa 2 pixel del CCD). Queste specifiche sono raggiunte grazie ad un dispositivo magnetico di blocco, e la posizione di ciascuno dei 7 filtri viene verificata da un sistema di monitoraggio della posizione che utilizza un codice a 4 bit formato da dei magneti di tipo SmCo. Le ruote sono costruite in lega di alluminio, mentre il comune perno di supporto è realizzato in lega di titanio.

#### 1.9.4 Baffle

Il principale obiettivo scientifico della WAC è quello di rilevare la polvere ed il gas nelle immediate vicinanze della cometa, a partire da una distanza eliocentrica di 3.25 UA (inizio nominale della missione) sino al perielio. Per questo motivo la camera deve essere in grado



Figura 1.12: Foto di una ruota portafiltri.

di fornire immagini della cometa con il miglior contrasto possibile.

Una delle principali cause di degradazione del contrasto è la *stray light* o luce diffusa. Il sistema di baffling presenta un disegno molto complesso dal momento che deve soddisfare dei requisiti molto stringenti sulla *stray light*, sia nel caso di sorgenti poste all'interno che all'esterno del campo di vista. Il disegno del baffle è stato progettato in modo tale da costringere la luce spuria a compiere il massimo numero di riflessioni o scattering su delle superfici assorbenti prima di raggiungere il rivelatore.

Il sistema, nella sua configurazione finale, presenta una serie vani distribuiti all'interno della camera: nella prima parte, quella antistante M1, vi sono 17 vani, le cui dimensioni e distanze seguono le leggi della fisica tecnica, mentre la seconda parte, che comprende il cammino da M1 ad M2 e da M2 al CCD, funge da trappola di luce, con 4 vani molto profondi. Simulazioni al calcolatore e successive verifiche in laboratorio hanno permesso di verificare che il baffling soddisfa entrambe le specifiche richieste. Maggiori dettagli



Figura 1.13: La WAC vista dall'alto in 2 differenti fasi di montaggio. A sinistra si vede il banco ottico con M1, le ruote portafiltri ed il radiatore del CCD, il tutto prima del montaggio del sistema di baffling. Nella foto di destra è stato inserito il sistema di baffling, già verniciato; si vede M2, in basso a destra, mentre M1 (in alto a sinistra) è coperto dalla prima sezione di baffle interno; il Focal Plane Assembly, contenente il CCD, viene montato sul muro esterno a sinistra. Sul pavimento della camera sono visibili anche i riscaldatori per il controllo termico dello strumento.

sullo studio del sistema di baffling, sulla sua realizzazione e caratterizzazione dei materiali impiegati verranno ampiamente descritti nel capitolo successivo.

### 1.9.5 Banco ottico della camera

Il banco ottico della WAC è costituito da una struttura al contempo molto resistente e leggera, realizzata in lega di alluminio intagliato per elettroerosione (Fig. 1.13). La struttura, costituita da un box chiuso, permette di raggiungere le prestazioni ottiche richieste anche ad alte frequenze di vibrazione grazie alla presenza di una serie di nervature atte a prevenire l'eventuale rumore che può essere introdotto dall'ambiente dinamico dello spacecraft, ed a minimizzare le amplificazioni tra interfacce e meccanismi.

La camera è attaccata allo spacecraft grazie a 3 piedi di supporto realizzati in lega di titanio. Per minimizzare la distorsione del sistema i supporti di entrambi gli specchi sono stati realizzati nello stesso materiale del banco ottico.

Il sistema di controllo termico della camera deve soddisfare una specifica molto stringente, ovvero mantenere la temperatura del banco ottico a  $12 \pm 5^\circ\text{C}$  necessaria per garantire le prestazioni ottimali dell'ottica. Dal momento che la potenza elettrica totale dissipata all'interno della camera è minore di 2 W (anche nella modalità ad alta potenza), e che la perdita di calore dal Focal Plane Assembly (FPA) è dell'ordine di 1 W, è necessario che

la camera sia termicamente isolata il più possibile dall'ambiente circostante. Per questo l'intera superficie esterna è stata ricoperta con un isolante di tipo *multi layer* (MLI) e si sono realizzati i piedini di attacco allo spacecraft in lega di titanio termicamente isolante. Il principale fattore di disturbo nel controllo termico della camera risiede nell'ampia apertura ottica della WAC (apertura di circa  $300 \text{ cm}^2$ ), che separa la camera dall'ambiente esterno. Infatti l'ambiente spaziale esterno avrà forti escursioni termiche, considerando che si passerà dal freddo ambiente spaziale durante le fasi di crociera sino a temperature elevate in prossimità della cometa, e soprattutto durante le fasi finali della missione, quando la cometa si avvicinerà al perielio e quindi al Sole. Per questa ragione il baffle esterno della WAC è l'elemento più critico per il controllo termico, e ha richiesto un'accurata analisi considerando diverse combinazioni di materiali strutturali, montaggi e vernici con proprietà termo-ottiche. La miglior combinazione risultante dall'analisi, poi adottata nella costruzione del baffle esterno, è una struttura in fibra di vetro ricoperta con vernice altamente assorbente, isolata conduttivamente dalla camera. Si è inoltre posto un radiatore sulla parte superiore del baffle al fine di ridurre il flusso di calore sulla camera a condizioni di incidenza solare di  $45^\circ$ . Il sistema di controllo termico della camera permette quindi di operare da una temperatura di  $-30^\circ$  in fase di rivelazione dei target, sino a una temperatura di  $50^\circ\text{C}$  in prossimità del perielio della cometa, quando la sonda sarà vicino alla cometa Wirtanen.

Le perdite di calore in ambiente freddo saranno compensate tramite l'uso di riscaldatori con potenza di 12 W, mentre durante le fasi non operative una temperatura superiore ai  $-40^\circ\text{C}$  sarà garantita tramite riscaldatori elettrici con potenza dissipativa di 5 W.

### 1.9.6 Otturatore

L'otturatore della camera è un sistema elettromeccanico studiato in modo da garantire le massime prestazioni in termine di rapporto segnale/rumore. L'otturatore deve garantire tempi di esposizione che vanno dai 10 ms ai 100 s, con un tasso di ripetibilità di 1 s nella modalità di imaging ad alta velocità. La specifica più stringente consiste nella uniformità richiesta di  $1/500$  nel tempo di integrazione dei pixel. Dal momento che il CCD è costituito da  $2048 \times 2048$  pixel quadrati di dimensione  $13.5 \times 13.5 \mu\text{m}$ , l'area che l'otturatore deve coprire è di  $28 \times 28 \text{ mm}$ .

L'otturatore è costituito da 2 lamine (Fig. 1.14), ciascuna dotata di un encoder che ne determina la posizione e di conseguenza il tempo di esposizione sul CCD.

L'uniformità nell'esposizione viene garantita dall'elettronica dell'otturatore che agisce in modo da rendere uguale la velocità delle lamine. Un altro sensore di posizione è montato sull'otturatore per determinare la completezza del ciclo del primo meccanismo. Altri 2 meccanismi sono localizzati sull'otturatore: il meccanismo di chiusura (latch), che permette lunghi tempi di esposizione senza richiedere consumo di potenza e il meccanismo di *fail-safe*, azionato se uno dei meccanismi si bloccasse irrimediabilmente, che attiva la modalità di lettura del CCD a trasferimento, ovvero forza la prima lamina a coprire metà del rivelatore mentre la seconda è bloccata nella posizione di partenza.

La velocità lineare delle 2 lamine è di 1000 mm/s, mentre la distanza dal CCD è di 10 mm. Il piano dell'otturatore è parallelo a quello del CCD e la direzione di apertura delle lamine è lungo la direzione delle colonne del rivelatore.

Nella WAC il fascio di luce incidente, a livello dell'otturatore, ha una sezione di 1.786 mm, mentre il tempo di transito dello shutter sull'apertura del CCD è di 29.44 ms. I vantaggi di questo innovativo tipo di shutter sono i seguenti:

- tempo di attuazione costante rispetto al tempo di esposizione. La distanza relativa tra le lamine determina il tempo di esposizione
- il tempo di esposizione può essere variato continuamente cambiando il ritardo nell'attuazione di una lamina rispetto all'altra
- esposizione uniforme dell'immagine

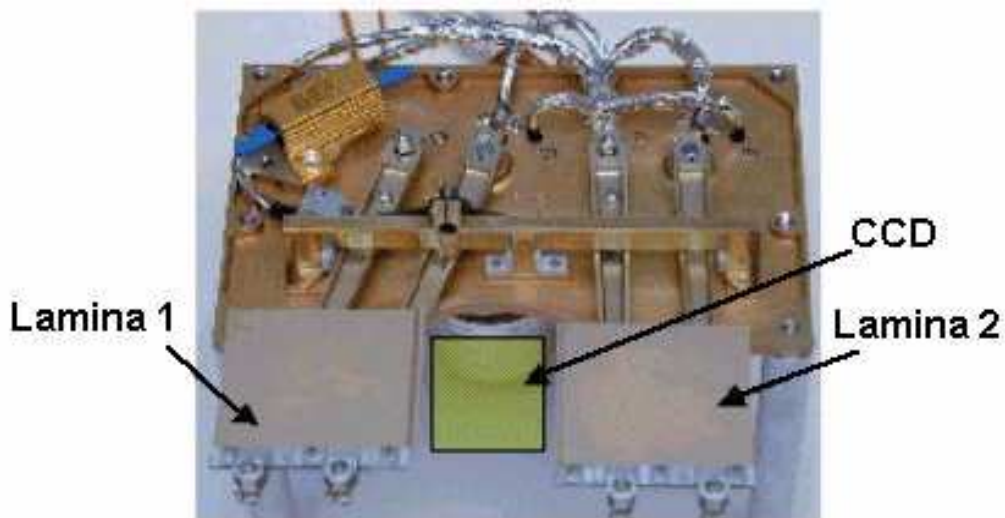


Figura 1.14: Meccanismo dell'otturatore della WAC. Il medesimo tipo di otturatore viene impiegato anche nella NAC.





Figura 1.15: Foto del meccanismo del front cover della WAC. Come nel caso dello shutter, il medesimo meccanismo del front cover viene impiegato anche nella NAC, ove cambia solamente la forma da quadrata a rotonda.

- permette di raggiungere tempi di esposizione molto piccoli, sino a 10 ms
- possibilità di aggiornare in volo il fronte d'onda per ogni motore che regola i meccanismi.

### 1.9.7 Front Door

Il Front Door Mechanism (FDM) ha il duplice scopo di proteggere la camera dall'ambiente esterno e di permettere delle calibrazioni in volo del telescopio, grazie all'uso di lampade di calibrazione puntate verso l'interno del front cover (Fig. 1.15). Durante le fasi di crociera della missione, il coperchio, di forma quadrata come l'apertura del telescopio, è appoggiato sul baffle esterno per evitare l'entrata di contaminanti nella camera, mentre durante le fasi operative viene traslato e ruotato e mantenuto in posizione aperta per permettere l'acquisizione delle immagini. È previsto un numero totale di cicli di apertura-chiusura del front door di circa 5000, nonché un meccanismo di salvataggio, azionabile in caso di mancata apertura del front door col meccanismo principale, che, dal momento dell'azionamento, mantiene il coperchio permanentemente in posizione aperta.

L’FDM è composto da una flangia di supporto, un meccanismo a camma, un motore passo passo, un braccio di apertura ed il coperchio. Il meccanismo è attivato da un motore ad ingranaggio con passo di  $0.3^\circ$ , configurato in modo tale da poter sempre conoscere la posizione del coperchio. Il meccanismo a camma è costituito da una camma interna, mossa dal motore, ed una esterna fissata alla flangia. L’accoppiamento delle 2 camme permette di aprire il coperchio tramite le fasi di sblocco del meccanismo, traslazione verso l’esterno, rototraslazione sino alla completa apertura e blocco in posizione di apertura. L’operazione di apertura richiede un tempo complessivo di circa 30 s.

### 1.9.8 CCD

La WAC e la NAC utilizzano due identici rivelatori CCD di tipo EEV ad illuminazione posteriore, assottigliati, con un sottile strato epitassiale e con *coatings* sensibili all’UV. Questo tipo di rivelatore garantisce la pixel-size desiderata e una buona efficienza quantica su un largo intervallo spettrale. Le principali linee guida nella progettazione dei rivelatori delle camere sono state l’ampia risposta spettrale e la necessità di misurare le caratteristiche di polvere e gas in un intorno del nucleo cometario (con differenza di brillantezza di un fattore 1000), cosa che comporta una elevata capacità di *full well* sul rumore di lettura.

I rivelatori sono costituiti da  $2048 \times 2048$  pixel di dimensioni di  $13.5 \mu\text{m}$ , ed il convertitore analogico digitale è a 14 bit, che porta il limite di saturazione a 16384 conteggi. La velocità di lettura richiesta e realizzata è di 600 kpixel/s per canale di lettura, e l’efficienza quantica raggiunta è intorno al 60-70% tra 400-800 nm con picco nel visibile (80%), intorno al 30% a 250 nm e di circa 20% a 1000 nm. La stabilità dell’efficienza quantica è stata studiata in modo tale da essere migliore del 5% sull’intervallo completo di temperature raggiunte dal rivelatore e per l’intera durata della missione.

Il rumore di lettura viene mantenuto inferiore ai  $6 e^-$  rms con la velocità di lettura di 600 kpixel/s. È possibile realizzare il *windowing* del CCD in qualsiasi posizione del detector e di qualsiasi dimensione, nonché il *binning* per velocizzare la lettura, che è realizzabile in 2 formati (*binning* di tipo 2x2, 4x4). L’uniformità nella risposta dei pixel è migliore di  $\pm 4\%$ . Per migliorare le prestazioni, durante la progettazione dei CCD è stato introdotto un *anti-blooming* laterale (che non riduce l’efficienza quantica del CCD), al fine di poter rilevare anche deboli emissioni cometarie vicino a regioni brillanti in lunghe esposizioni. Il tipo di rivelatore con *read-out* veloce permette di ridurre la corrente di dark anche a temperatura ambiente, ed essa è praticamente irrilevante a temperature inferiori a  $200^\circ\text{K}$ .



Figura 1.16: Vista del FPA montato sulla parte posteriore del banco ottico. Si noti in alto il radiatore per il raffreddamento passivo del CCD.

Il Focal Plane Assembly (FPA), rappresentato in figura 1.16, è stato disegnato in modo tale da poter raffreddare il CCD sino alla temperatura operativa, vale a dire tra 160 °K e 180 °K

## 1.10 Narrow Angle Camera

La NAC è la camera di OSIRIS ad alta risoluzione spaziale ( $20 \mu\text{rad}/\text{px}$ ) realizzata in Francia dal Laboratoire d'Astronomie Spatiale (LAS e MATRA). L'ottica della camera è basata su tre specchi astigmatici: uno specchio primario concavo iperbolico, un secondario convesso parabolico ed un terziario concavo sferico (Fig. 1.17). Come nella WAC, sono presenti 2 ruote portafiltri, ciascuna dotata di 8 posizioni ove sono alloggiati un totale di 12 filtri scientifici più tre filtri per la messa a fuoco ed un filtro neutro per la riduzione del flusso di protoni. La NAC, a differenza della WAC, necessita infatti di rifoceggiamento, essendo dotata di un fuoco lontano per immagini di target distanti sino a 2 km dalla sonda e di un fuoco vicino per target distanti tra 1 e 2 km. Il campo di vista è di  $2.35 \times 2.35^\circ$  e il rapporto focale è di tipo f/8 con lunghezza focale di 700 mm.

La camera utilizza gli stessi meccanismi della WAC per quanto riguarda il Front Door e l'otturatore, entrambi realizzati dal CISAS, e le ruote porta-filtri, realizzate dall'INTA.

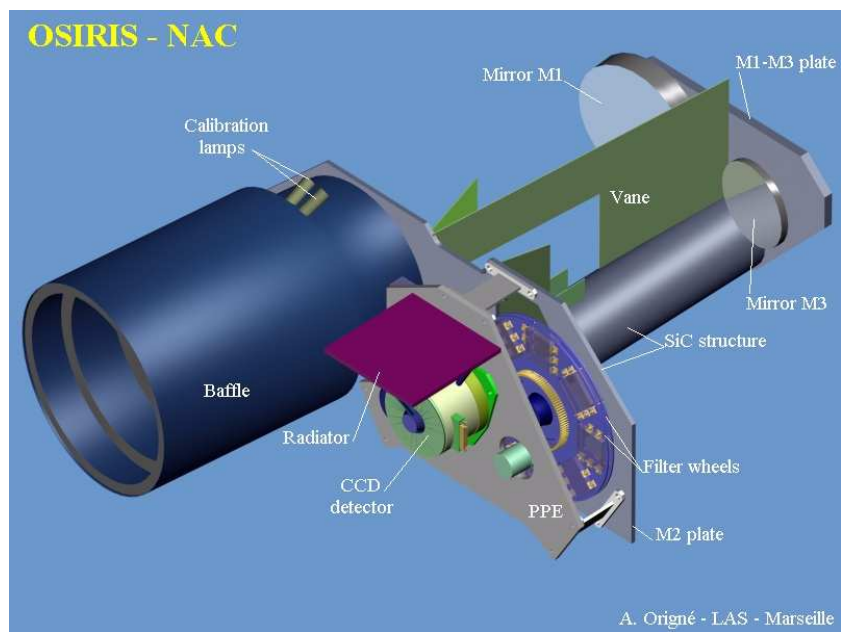


Figura 1.17: Disegno strutturale della NAC.

## Capitolo 2

# Studio sulle prestazioni del sistema di baffling della WAC e caratterizzazione dei materiali impiegati

### 2.1 Introduzione

L'esigenza di studiare le deboli emissioni di polvere e gas della chioma ha portato ad un disegno ottico innovativo per la WAC, ottimizzato per il rilevamento di sorgenti deboli e per la soppressione della *stray light* generata dentro e fuori il campo di vista.

Il principale obiettivo scientifico della WAC è infatti quello di analizzare la polvere ed il gas nelle immediate vicinanze della cometa. Per questo motivo la camera deve essere in grado di fornire immagini della cometa con il miglior contrasto possibile.

Una delle principali cause di degradazione del contrasto è la *stray light* o luce diffusa. La luce che penetra nel sistema al di fuori del campo di vista, o quella che passa nel campo di vista al di fuori della pupilla d'ingresso del sistema, si riflette sulle pareti interne della struttura che alloggia il sistema ottico e sui montaggi degli elementi ottici dando luogo al fenomeno di *stray light*. Il miglior modo per impedire alla luce diffusa di arrivare sul piano focale è quello di installare dei setti opportunamente trattati in grado di assorbirla. L'insieme degli elementi preposti all'abbattimento della luce spuria costituisce il sistema di baffling della camera. Tale sistema presenta un disegno molto complesso dal momento che deve soddisfare due requisiti molto stringenti sulla *stray light*:

1. uno convenzionale sulla luce spuria generata da sorgenti fuori del campo di vista:

l'abbattimento della *stray light* generata dal Sole ad un angolo di incidenza di 45 gradi rispetto al campo di vista deve essere migliore di  $10^{-9}$ .

2. uno molto specifico, legato alle sorgenti estese all'interno del campo di vista: l'abbattimento della *stray light* generata dal nucleo della cometa deve essere migliore di  $10^{-4}$  al fine di riuscire a rilevare le deboli caratteristiche associate al gas ed alle polveri nelle vicinanze del nucleo.

Tali numeri sono stati derivati partendo dalla considerazione che la luce solare che ha subito scattering non deve superare la brillantezza della polvere della cometa:

$$R_{scat} = \frac{\int S_{scat} \cos \theta d\Omega}{F_{\odot}} < \frac{\pi I}{F_{\odot}} \quad (2.1)$$

dove  $S_{scat}$  è la luce che ha subito scattering (in  $W/(m^2 \text{ sr } \mu m)$ ),  $I$  è l'intensità della polvere e  $F_{\odot}$  è il flusso solare. In altri termini l'equazione suddetta ci dice che la riflettività della polvere deve superare l'intensità della luce diffusa integrata su tutti gli angoli solidi e divisa per il flusso solare.

L'intensità della polvere è stata calcolata partendo dalla brillantezza della polvere della cometa Halley misurata dalla Giotto, tenendo in considerazione i tassi di produzione del gas della Halley ( $6.9 \times 10^{29}$  molecole/s) e della Wirtanen (circa  $10^{28}$  molecole/s), le differenti dimensioni delle due comete (6 Km di raggio per la Halley, circa 0.6 per la Wirtanen), e i diversi rapporti polvere su gas (la Wirtanen sembra avere un rapporto polvere/gas 2-3 volte maggiore rispetto alla Halley (Jockers *et al.*, 1998)). Tenendo in considerazione quanto sopra, si calcola che per ottenere un rapporto tra brillantezza della polvere e *stray light* pari a 1 alla distanza di 6 Km dal nucleo della cometa, è necessario che la luce spuria generata dal Sole non sia superiore a  $4 \times 10^{-9}$ . Per quanto riguarda la luce spuria generata dal nucleo all'interno del campo di vista, bisogna considerare il rapporto tra la brillantezza superficiale del nucleo e quella della polvere moltiplicato per il rapporto tra l'angolo solido del nucleo della cometa diviso per l'angolo solido del CCD. Ciò porta alla richiesta che l'abbattimento della luce spuria per sorgenti nel campo di vista sia migliore di  $10^{-4}$ .

## 2.2 Il disegno del sistema di baffling

La progettazione del sistema di baffling della WAC ha passato differenti stadi prima della sua realizzazione, in base ai diversi vincoli termo-meccanici, ottici e costruttivi emersi durante la progettazione dell'intera camera. Il disegno finale è meno complesso rispetto ai

primi progetti (si veda per esempio la figura 2.1, ove è rappresentato il disegno del progetto iniziale del baffling, con ben 48 vani) ed ha permesso di semplificare il sistema e ridurre il numero di vani necessari. La filosofia con la quale è stato progettato il sistema è quella di costringere la luce spuria a compiere il massimo numero di riflessioni o scattering su delle superfici assorbenti prima di raggiungere il rivelatore.

Tradizionalmente, le sorgenti di *stray light* sono localizzate all'esterno del campo di

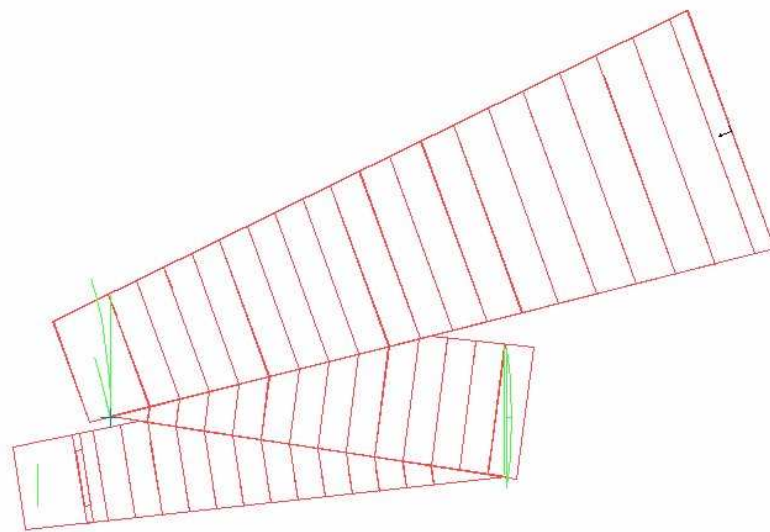


Figura 2.1: Rappresentazione del primo disegno di baffling della WAC: come si vede il sistema era molto complesso, con ben 48 vani. Problemi legati a difficoltà di realizzazione e soprattutto a vicoli di peso, portarono a semplificare notevolmente il sistema sino alla configurazione finale, discussa in seguito.

vista dello strumento. Nella WAC l'innovativa soluzione ottica fa sì che anche le sorgenti all'interno del campo di vista possano contribuire significativamente alla luce spuria: come si può vedere per esempio in figura 2.2, dal momento che la pupilla reale della WAC si trova in corrispondenza dello specchio secondario M2, solo una frazione dei raggi provenienti da una sorgente interna al FoV e incidenti su M1 viene focalizzata sul rivelatore, mentre la restante parte viene riflessa all'interno della camera e diventa essa stessa *stray light*. Il disegno del sistema di *baffling* è stato ottenuto seguendo regole tradizionali basate sulla fisica tecnica (Breault, 1977; Frenier, 1980), e successivamente ottimizzato sia sulla base dell'efficienza nell'abbattimento della *stray light* (tramite simulazioni al computer), sia sulla base di vincoli meccanici, strutturali, di massa, di manifattura e di costi. Il primo

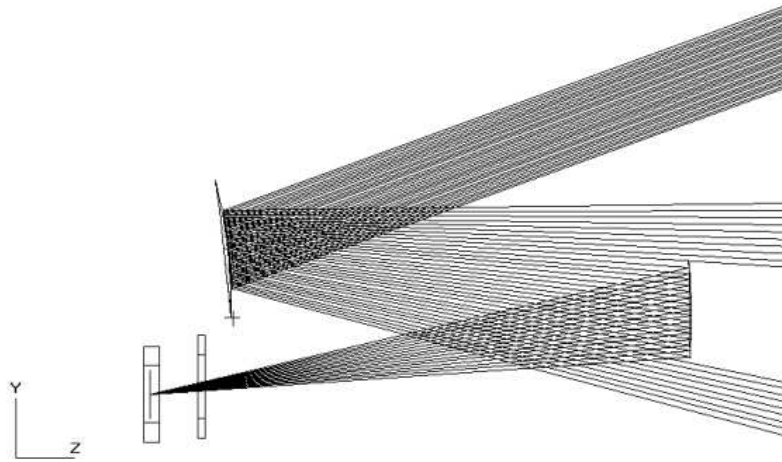


Figura 2.2: Esempio di *stray light* originata da una sorgente posta all'interno del campo di vista. Si può notare che solo una frazione dei raggi provenienti da una sorgente interna al FoV e incidenti su M1 viene focalizzata sul rivelatore, mentre la restante parte viene riflessa all'interno della camera e diventa luce diffusa, da cui la necessità di progettare un sistema innovativo e complesso di *baffling*.

passo nella progettazione del sistema di baffling è la definizione del campo di vista utile, non ostruito, della camera. Per sistemi ottici convenzionali, esso si deriva considerando il cono (o la piramide) di raggi che si dipartono dalla pupilla di entrata del sistema ottico con l'apertura desiderata. Nel caso della WAC, il campo di vista utile è stato determinato come l'involuppo di tutti i raggi utili che arrivano al rivelatore. Per chiarire meglio il concetto si consideri la figura 2.3: viene posto un piano AA normale al raggio principale, in modo tale da intercettare il fascio di raggi utili; la traccia dei raggi su tale piano definisce l'area non ostruita in quella determinata posizione.

La configurazione finale del sistema di baffling della WAC si può dividere in 2 parti: una prima parte antistante M1, a forma di piramide troncata con 17 vani inseriti all'interno, le cui dimensioni e distanze seguono le leggi della fisica tecnica; la seconda parte, che comprende il cammino da M1 ad M2 e da M2 al CCD, segue la forma del banco ottico e funge da trappola di luce, con 4 vani molto profondi ed una parete trasversale con una finestra per il passaggio dei raggi utili posta davanti a M2 (Fig. 2.4, 2.5, 2.6, 2.7).

Nei punti di connessione tra le due parti vi sono delle finestre per il passaggio della luce, disegnate in modo tale da non ostruire il fascio utile passante per la pupilla di ingresso del sistema ed in modo da impedire l'arrivo diretto di raggi indesiderati sul rivelatore.

Tutti i vani e le finestre sono stati modellati in modo da non intercettare i raggi utili;



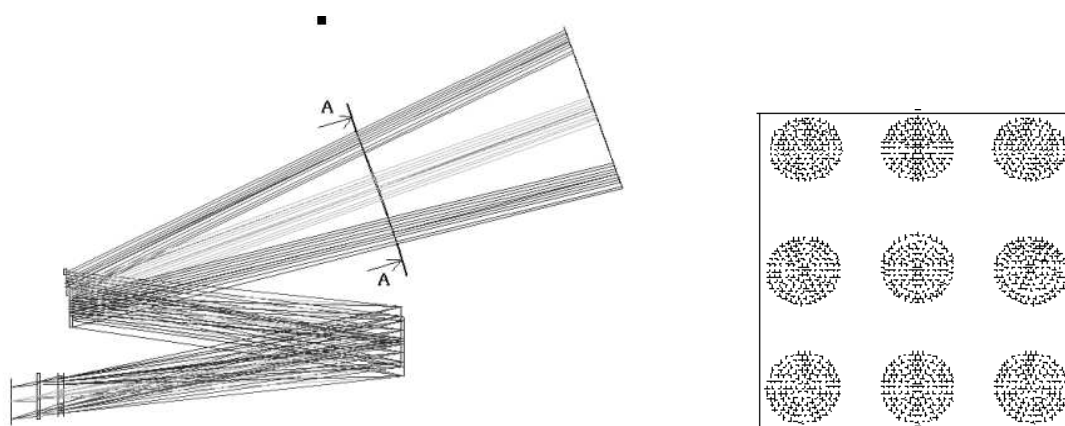


Figura 2.3: Esempio per la definizione del fascio utile: a destra viene posizionato un piano AA ortogonale al raggio principale e che intercetta il fascio utile; a sinistra un esempio delle tracce dei raggi utili su tale piano, tracce che definiscono l'area non ostruita richiesta in quella posizione.

tuttavia, per semplificarne la realizzazione, le finestre interne (approssimativamente trapezoidali) dei vani sono state costruite a forma rettangolare in modo da non intercettare i fasci utili e con 1 mm di margine. Per ragioni meccaniche, i setti della parte interna del sistema di baffling sono stati realizzati in alluminio, quelli della parte esterna del sistema invece in acciaio inox 27 crm02; la fibra di vetro viene invece impiegata nella struttura del baffle esterno, mentre del kapton è stato impiegato in alcuni rivestimenti. Tutta la struttura ed i setti sono stati realizzati ed assemblati al Dipartimento di Ingegneria Meccanica (DIM) dell'Università di Padova.

I materiali impiegati sono stati trattati con una vernice molto assorbente di tipo Electro-dag 501 (la verniciatura è stata eseguita dalla ditta Chemical Machining di Milano), le cui qualità ottiche hanno permesso di raggiungere un assorbimento superiore al 95% in tutti i materiali impiegati (uno studio sulle proprietà ottiche dei materiali impiegati nel sistema di baffling viene riportato in seguito).

Il bordo interno di ciascun setto è stato inoltre assottigliato (spessore previsto circa 0.1 mm) al fine di ridurre la luce spuria generata all'interno del sistema dai componenti illuminati del baffling, che riflettono la luce incidente e creano scattering.

Il sistema di baffling definitivo, molto semplificato rispetto ai progetti iniziali, permette di soddisfare ampiamente entrambi i requisiti sull'abbattimento della *stray light*, come descritto nel paragrafo seguente.

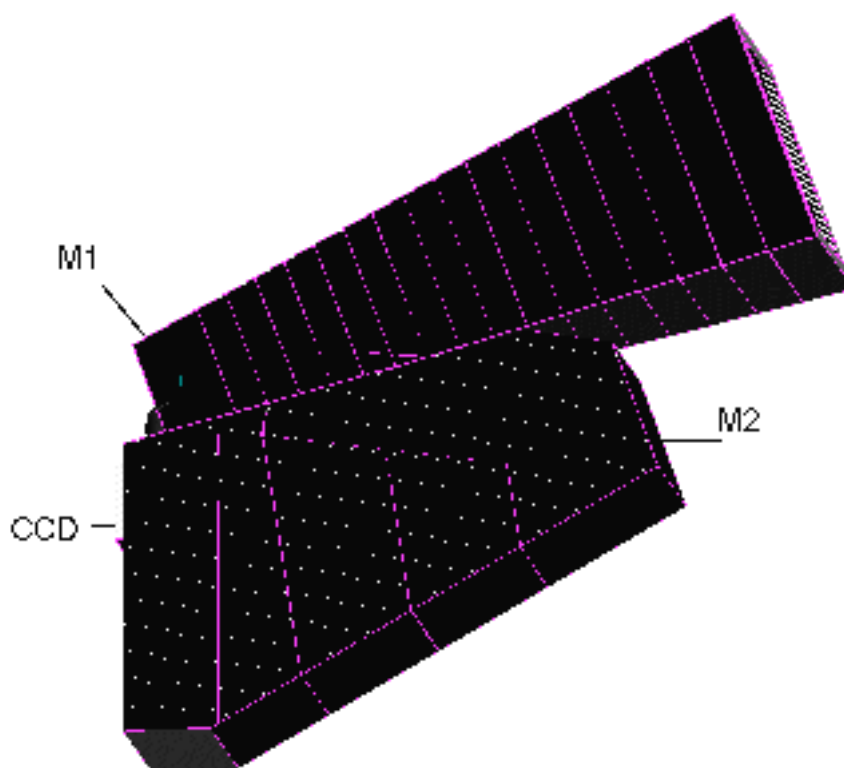


Figura 2.4: Rappresentazione del sistema di baffling.

### 2.3 Simulazioni sulle prestazioni del sistema di baffling

Le simulazioni del sistema di baffling sono uno passo molto importante per verificare l'efficienza del sistema stesso e per implementarlo con modifiche e perfezionamenti, alla luce di diversi parametri legati ai costi, a problematiche di costruzione, alla qualità dei materiali, al peso etc. Infatti, se da una parte una missione spaziale permette di ottenere risultati di gran lunga migliori rispetto all'osservazione da Terra, dall'altra bisogna testare accuratamente tutta la strumentazione di bordo, dal momento che non sarà possibile effettuare modifiche o aggiustamenti alla strumentazione una volta partita la missione.

Le simulazioni sono state effettuate grazie ad un programma di ray-tracing non sequenziale e non vincolato, OPTICAD, e sono state da me svolte in collaborazione col Dr. Peron e il Prof. Brunello della facoltà di architettura dell'Università di Venezia, responsabili del disegno del sistema di baffling della WAC.

Per effettuare le simulazioni, abbiamo innanzi tutto definito con precisione il sistema ottico, le ruote portafiltri e l'insieme dei vani, con relative proprietà riflettenti, diffondenti

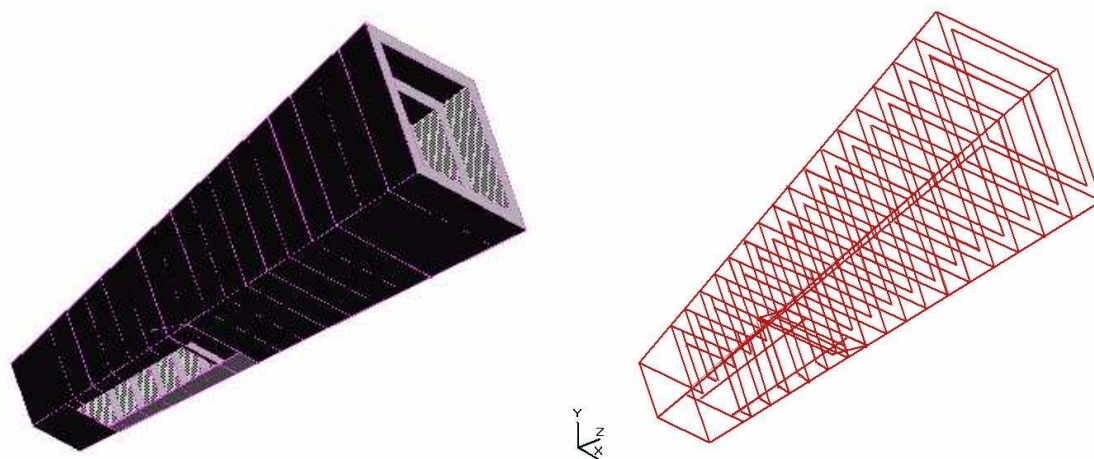


Figura 2.5: Vista tridimensionale della prima parte del sistema di baffling, dall'apertura della camera sino allo specchio M1.

e di scattering: le caratteristiche degli specchi (dimensioni, raggio di curvatura, costante conica, posizionamento) e le dimensioni del rivelatore sono state prese dai risultati forniti dal software di ottimizzazione del disegno ottico, ZEMAX, mentre le posizioni e le dimensioni dei vani sono state calcolate in modo da non ostruire il fascio di raggi passante

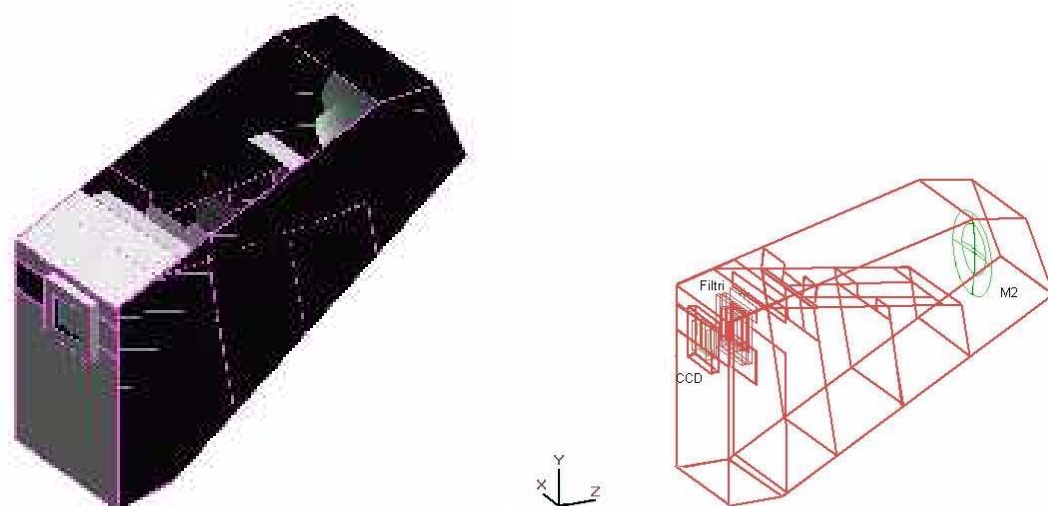


Figura 2.6: Vista tridimensionale della seconda parte del sistema di baffling, dall'apertura dopo M1 sino al CCD.

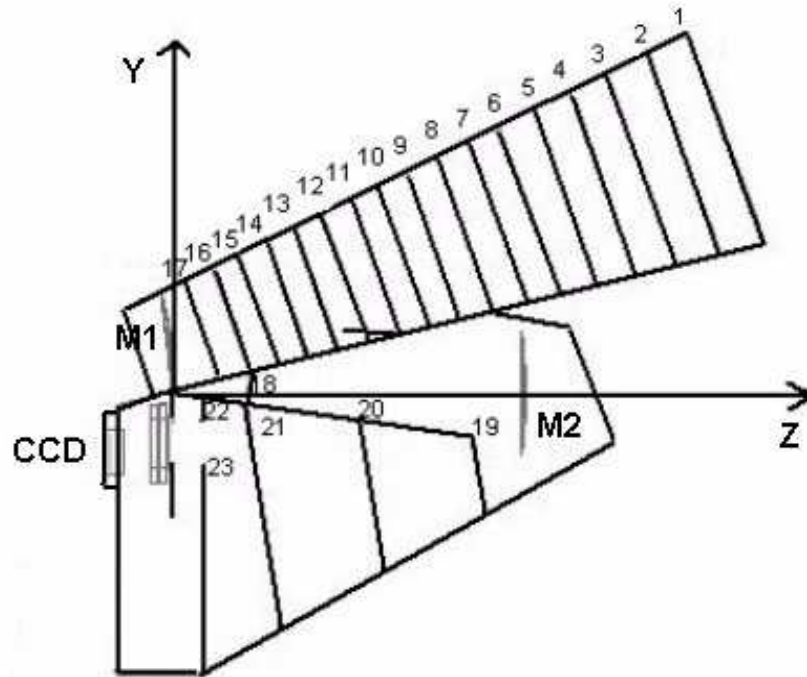


Figura 2.7: Proiezione sul piano YZ del sistema di *baffling* della camera ( $Z =$  asse ottico principale), con la numerazione dei diversi vani.

per la pupilla di entrata del sistema e in modo da costringere la luce spuria (quella non passante per la pupilla di apertura del sistema) a compiere il massimo numero di riflessioni possibili e quindi ad essere maggiormente assorbita. Ad ogni vano è stato assegnato un assorbimento del 95% della luce incidente, mentre la restante parte viene riflessa o diffusa con proprietà lambertiane. Agli specchi è stato assegnato un valore di riflettività del 98%, ed una diffusività del 2%.

I valori assunti per le proprietà riflettenti e di scattering sono cautelativi, ovvero maggiori rispetto a quelli poi effettivamente misurati per vernici e specchi.

Le simulazioni sono state effettuate considerando nel programma delle sorgenti localizzate all'infinito e poste dentro e fuori il campo di vista, usando un numero elevato di raggi, tra 400000 ed un milione (cosa che ha richiesto elevato tempo di calcolo per ogni simulazione), in fasci collimati a diversi angoli di incidenza. Il programma traccia ogni raggio partendo dalla sorgente e dalla direzione di incidenza definita e, all'interno del sistema, lo costringe a compiere il cammino ottico più breve, senza il vincolo di avere una sequenza predeter-

minata di intersezioni con le diverse superfici. Ad ogni riflessione con i vani, l'energia del raggio, che in partenza è unitaria, viene ridotta del 95%; si è scelta la soglia minima di  $10^{-15}$  come valore dell'energia oltre il quale il raggio scompare, dopo una serie di riflessioni. La *stray light* è stata calcolata come rapporto tra la luce spuria rilevata dal CCD e la luce incidente emessa dalla sorgente; per le sorgenti fuori del campo di vista la luce spuria è semplicemente la luce rilevata dal CCD, per le sorgenti nel campo di vista, la luce spuria è la differenza tra tutti i raggi rilevati dal CCD e quelli focalizzati nell'immagine corrispondente alla sorgente nel campo di vista.

I risultati delle simulazioni sono riassunti nelle tabelle 2.1 e 2.2 per differenti direzioni dei raggi incidenti, identificati dall'angolo  $\theta$  (angolo rispetto al centro del FoV della camera, sul piano ZY) e  $\phi$  (è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX). La performance del sistema viene espressa tramite il fattore di attenuazione A così definito:

$$A = (E_d - E_m)/E_0 \quad (2.2)$$

dove  $E_d$  è l'energia totale radiante che raggiunge il rivelatore,  $E_m$  è la quantità di energia dovuta ai raggi utili focalizzati dagli specchi (per sorgenti esterne al campo di vista questa quantità è nulla) ed  $E_0$  è l'energia totale iniziale immessa attraverso la pupilla di entrata del sistema ottico.

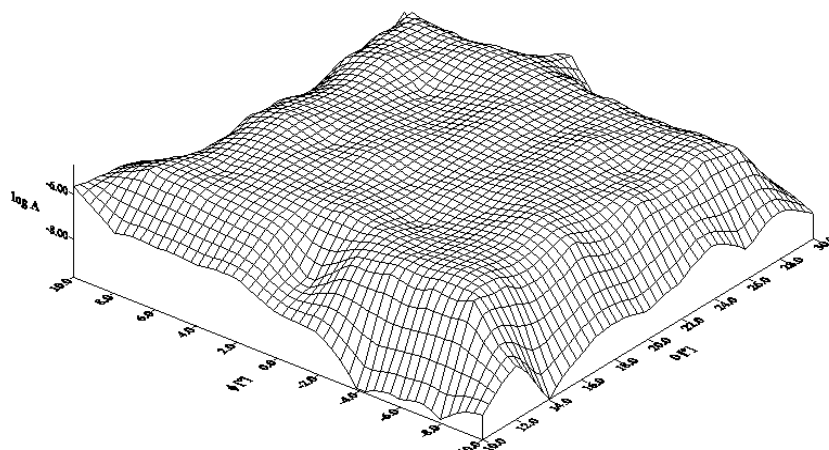


Figura 2.8: Visualizzazione grafica del coefficiente di abbattimento della *stray light* per sorgenti interne al campo di vista ed in un intorno di esso. Il coefficiente di abbattimento è migliore di  $10^{-4}$ .

Tabella 2.1: Valori del coefficiente di abbattimento della *stray light* per sorgenti poste all'esterno del campo di vista della camera; i valori ottenuti dalle simulazioni soddisfano le specifiche richieste.  $\theta$  è l'angolo rispetto al centro del FoV della camera, sul piano ZY,  $\beta$  è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sempre sul piano ZY,  $\phi$  è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX.

$\theta \rightarrow$	$-30^\circ$	$-20^\circ$	$-10^\circ$	$-8^\circ$	$0^\circ$	$8^\circ$	$10^\circ$	$20^\circ$	$30^\circ$
$\beta \rightarrow$	$-10^\circ$	$0^\circ$	$10^\circ$	$12^\circ$	$20^\circ$	$28^\circ$	$30^\circ$	$40^\circ$	$50^\circ$
$\phi \downarrow$									
$60^\circ$					$6.41 \times 10^{-14}$				
$45^\circ$					$7.81 \times 10^{-13}$				
$30^\circ$					$1.22 \times 10^{-12}$				
$20^\circ$					$6.27 \times 10^{-11}$				
$10^\circ$					$5.79 \times 10^{-8}$				
$8^\circ$			$8.71 \times 10^{-8}$	$8.00 \times 10^{-6}$	$2.25 \times 10^{-5}$	$6.01 \times 10^{-6}$	$7.49 \times 10^{-8}$		
$6^\circ$		$5.12 \times 10^{-13}$	$1.05 \times 10^{-7}$	$6.11 \times 10^{-6}$	$2.08 \times 10^{-6}$	$1.28 \times 10^{-8}$	$8.05 \times 10^{-9}$	$5.10 \times 10^{-12}$	
$4^\circ$		$5.30 \times 10^{-8}$	$9.47 \times 10^{-8}$	$3.01 \times 10^{-6}$	$4.17 \times 10^{-6}$	$6.65 \times 10^{-11}$	$1.79 \times 10^{-8}$	$1.20 \times 10^{-12}$	
$2^\circ$		$1.07 \times 10^{-7}$	$1.27 \times 10^{-7}$	$2.01 \times 10^{-6}$	$4.17 \times 10^{-6}$	$5.13 \times 10^{-6}$	$2.02 \times 10^{-6}$	$1.59 \times 10^{-10}$	
$0^\circ$	$6.70 \times 10^{-8}$	$1.35 \times 10^{-6}$	$2.01 \times 10^{-8}$	$6.13 \times 10^{-6}$	$1.23 \times 10^{-5}$	$5.61 \times 10^{-9}$	$2.01 \times 10^{-6}$	$1.56 \times 10^{-8}$	$2.89 \times 10^{-12}$
$-2^\circ$		$1.56 \times 10^{-7}$	$1.28 \times 10^{-8}$	$2.00 \times 10^{-6}$	$6.25 \times 10^{-6}$	$1.97 \times 10^{-9}$	$1.76 \times 10^{-8}$	$8.20 \times 10^{-13}$	
$-4^\circ$		$4.60 \times 10^{-8}$	$1.45 \times 10^{-6}$	$4.01 \times 10^{-6}$	$1.05 \times 10^{-5}$	$5.11 \times 10^{-6}$	$1.04 \times 10^{-8}$	$3.10 \times 10^{-11}$	
$-6^\circ$		$6.39 \times 10^{-9}$	$4.01 \times 10^{-6}$	$4.05 \times 10^{-6}$	$2.10 \times 10^{-5}$	$1.34 \times 10^{-8}$	$2.00 \times 10^{-8}$	$1.56 \times 10^{-11}$	
$-8^\circ$			$2.70 \times 10^{-6}$	$7.00 \times 10^{-6}$	$2.05 \times 10^{-5}$	$3.01 \times 10^{-6}$	$2.49 \times 10^{-7}$		
$-10^\circ$					$1.03 \times 10^{-9}$				
$-20^\circ$					$2.41 \times 10^{-11}$				
$-30^\circ$					$2.47 \times 10^{-11}$				
$-45^\circ$					$6.41 \times 10^{-14}$				
$-60^\circ$					$2.69 \times 10^{-11}$				

Tabella 2.2: Valori del coefficiente di abbattimento della *stray light* per sorgenti poste all'interno del campo di vista della camera e nelle immediate vicinanze; il campo di vista è stato investigato a passo di 2 gradi. Tutti i valori ottenuti dalle simulazioni soddisfano le specifiche e sono inferiori a  $10^{-4}$ .  $\theta$  è l'angolo rispetto al centro del FoV della camera, sul piano ZY,  $\beta$  è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sempre sul piano ZY,  $\phi$  è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX.

$\theta \rightarrow$	$-6^\circ$	$-4^\circ$	$-2^\circ$	$0^\circ$	$2^\circ$	$4^\circ$	$6^\circ$
$\beta \rightarrow$	$14^\circ$	$16^\circ$	$18^\circ$	$20^\circ$	$22^\circ$	$24^\circ$	$26^\circ$
$\phi \downarrow$							
$8^\circ$	$4.01 \times 10^{-6}$	$2.16 \times 10^{-6}$	$4.00 \times 10^{-6}$	$2.25 \times 10^{-5}$	$1.00 \times 10^{-6}$	$4.01 \times 10^{-6}$	$5.01 \times 10^{-6}$
$6^\circ$	$1.24 \times 10^{-5}$	$1.06 \times 10^{-5}$	$2.22 \times 10^{-5}$	$2.08 \times 10^{-6}$	$1.36 \times 10^{-8}$	$1.61 \times 10^{-6}$	$1.42 \times 10^{-8}$
$4^\circ$	$7.20 \times 10^{-6}$	$1.05 \times 10^{-5}$	$5.27 \times 10^{-6}$	$4.17 \times 10^{-6}$	$5.23 \times 10^{-6}$	$2.16 \times 10^{-6}$	$1.04 \times 10^{-5}$
$2^\circ$	$1.36 \times 10^{-8}$	$5.20 \times 10^{-6}$	$1.25 \times 10^{-5}$	$4.16 \times 10^{-6}$	$4.12 \times 10^{-6}$	$1.34 \times 10^{-8}$	$1.04 \times 10^{-5}$
$0^\circ$	$6.25 \times 10^{-6}$	$4.16 \times 10^{-6}$	$1.04 \times 10^{-5}$	$1.23 \times 10^{-5}$	$6.26 \times 10^{-6}$	$4.28 \times 10^{-6}$	$4.10 \times 10^{-6}$
$-2^\circ$	$7.05 \times 10^{-6}$	$2.03 \times 10^{-6}$	$6.19 \times 10^{-6}$	$6.26 \times 10^{-6}$	$6.47 \times 10^{-6}$	$5.30 \times 10^{-6}$	$5.21 \times 10^{-6}$
$-4^\circ$	$5.04 \times 10^{-6}$	$4.12 \times 10^{-6}$	$5.20 \times 10^{-6}$	$1.05 \times 10^{-5}$	$1.04 \times 10^{-5}$	$1.53 \times 10^{-5}$	$5.46 \times 10^{-6}$
$-6^\circ$	$4.07 \times 10^{-6}$	$2.73 \times 10^{-7}$	$1.83 \times 10^{-5}$	$2.10 \times 10^{-5}$	$5.20 \times 10^{-6}$	$3.33 \times 10^{-6}$	$6.34 \times 10^{-6}$
$-8^\circ$	$4.15 \times 10^{-6}$	$1.20 \times 10^{-6}$	$6.05 \times 10^{-6}$	$2.05 \times 10^{-6}$	$6.01 \times 10^{-6}$	$3.00 \times 10^{-6}$	$7.06 \times 10^{-6}$

I valori del coefficiente di abbattimento della *stray light* sono dunque intorno a  $10^{-5}$ – $10^{-6}$  rispetto alla luce incidente per sorgenti all'interno del campo di vista (FoV), e di  $10^{-12}$ – $10^{-14}$  per sorgenti all'esterno del campo di vista, posizionate tra 45 e 85 gradi rispetto al centro del FoV. Le simulazioni hanno quindi dimostrato che il sistema di baffling è ampiamente funzionale e permette di soddisfare i requisiti sull'abbattimento della *stray light*.

Un'interessante informazione sul comportamento ottico del sistema di baffling è rappresentata in figura 2.9: data una sorgente posta al centro del campo di vista ( $\theta = 20^\circ$  e  $\phi = 0^\circ$ ) viene mostrata la probabilità da parte dei raggi di raggiungere il rivelatore in funzione del numero di riflessioni sulle superfici assorbenti. I raggi ottici raggiungono il rivelatore generalmente dopo 3-7 riflessioni interne; la probabilità che un raggio raggiunga il CCD dopo 0 riflessioni non è trascurabile, ove con 0 riflessioni si intende che il raggio raggiunge il detector dopo 2 scattering su M1 e M2, visto che l'incidenza diretta di raggi passanti per la pupilla di entrata sul CCD è proibita per ragioni geometriche. Tenendo in considerazione tale comportamento ed il fatto che lo spacecraft impiegherà molto tempo (8 anni) per raggiungere la cometa, si sono analizzati gli effetti di una possibile degradazione degli specchi e dei coatings nel tempo. Supponendo che il sistema nel tempo si degradi sino a portare ad una riflessione diffusa del 20% della luce incidente, si è calcolato il fattore

di attenuazione per diverse direzioni della luce incidente (Tab. 2.3): come ci si aspetta, il fattore di attenuazione è più basso, specialmente per sorgenti all'interno del campo di vista.

Invece, l'analisi ha dimostrato che il sistema di baffling è meno sensibile alla degradazione delle vernici: per esempio, aumentando nelle vernici il coefficiente di riflettività lambertiano sino a 0.10, il fattore di abbattimento a  $\theta = 20^\circ$  e  $\phi = 0^\circ$  diventa  $6.1 \times 10^{-6}$ , mentre per l'angolazione  $\theta = 30^\circ$  e  $\phi = 0^\circ$  diventa  $6.9 \times 10^{-9}$ .

Pertanto prendendo in considerazione gli effetti di degradazione di specchi e vernici ci si può attendere una riduzione di circa un ordine di grandezza del fattore di attenuazione della *stray light*: le performance del sistema peggiorano, ovviamente, ma riescono tuttavia a soddisfare le specifiche richieste.

Una completa descrizione sulla struttura del sistema di baffling e relative simulazioni nonché sulle caratteristiche costruttive e sulle caratterizzazioni dei materiali impiegati è stata presentata dal nostro team ai congressi SPIE, San Diego, California, USA nel 2000 e nel 2001 (Brunello *et al.*, 2000; Debei *et al.*, 2001).

Tabella 2.3: Fattore di attenuazione (A) della *stray light* nel caso di degradazione degli specchi (riflettanza diffusa del 20% da parte degli specchi).  $\theta$  è l'angolo di posizione rispetto al centro del FoV della camera sul piano ZY,  $\phi$  quello rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX.

$\theta$	$\phi$	A
20	0	$5.7 \times 10^{-5}$
10	0	$2.1 \times 10^{-6}$
25	0	$1.0 \times 10^{-12}$
30	0	$1.1 \times 10^{-7}$
65	0	$1.2 \times 10^{-11}$
20	-10	$2.0 \times 10^{-6}$
20	-45	$1.0 \times 10^{-14}$
20	10	$4.1 \times 10^{-6}$
20	45	$1.0 \times 10^{-12}$

## 2.4 Caratterizzazione delle proprietà ottiche dei materiali impiegati della WAC

Dopo la fase di simulazione, mi sono occupata delle caratterizzazione delle proprietà ottiche di alcuni materiali impiegati nel sistema di baffling e all'interno della camera. Era



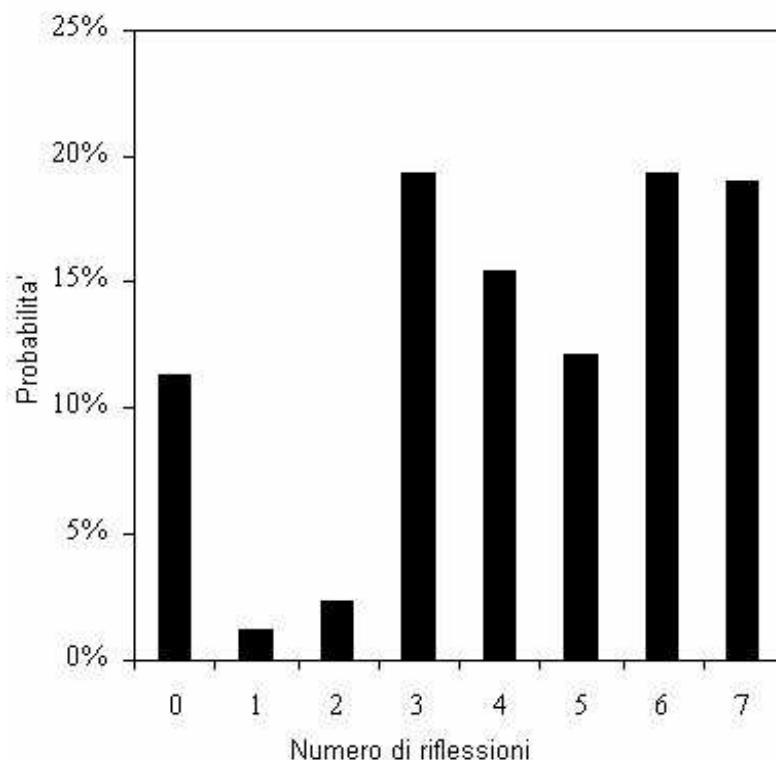


Figura 2.9: Distribuzione di probabilità dei cammini che raggiungono il CCD in funzione del numero di riflessioni sulle superfici assorbenti.

necessario infatti verificare che le proprietà di assorbanza dei materiali fossero entro le specifiche richieste e non compromettessero le prestazioni della camera.

Non disponendo in sede della strumentazione adeguata, le misure sono state effettuate alla Stazione Sperimentale del Vetro di Murano ed all'Istituto Elettrotecnico Nazionale Galileo Ferraris (IENGF) di Torino. Si ringraziano il Dr. Polato ed il Dr. Rossi per l'assistenza fornita e la concessione dell'uso degli strumenti.

### 2.4.1 Misure spettrofotometriche

Alcuni materiali impiegati all'interno della Wide Angle Camera sono stati misurati con uno spettrofotometro a sfera integratrice in dotazione presso la Stazione Sperimentale del Vetro (SSV) di Murano, Venezia. Lo strumento permette di ottenere la riflettanza spettrale dei campioni misurati, nonché la riflessione luminosa integrata rispetto ad un

illuminante.

Lo spettrofotometro è costituito da una lampada allo xenon ( $250 < \lambda < 1200$  nm) a spettro continuo, un monocromatore che seleziona una radiazione monocromatica, un sistema di deflessione e focalizzazione del fascio luminoso basato su specchi, una sfera integratrice di 15 cm di diametro rivestita di materiale altamente riflettente e diffondente (solfato di bario), ed un rivelatore che misura il flusso riflesso dal campione (Fig. 2.10).

Lo spettrofotometro utilizzato è un Perkin-Elmer modello 330 biraggio a rapporto di registrazione: il fascio luminoso proveniente dal monocromatore viene alternativamente deviato da dei settori rotanti verso il campione da misurare (fascio campione) e verso una porzione di riferimento della sfera integratrice (fascio di riferimento), determinando il rapporto tra le due letture e permettendo in tal modo di correggere le variazioni di intensità luminosa legate alle fluttuazioni temporali della lampada.

Nello spettrofotometro si ha una variazione continua della lunghezza d'onda selezionata dal monocromatore sino a coprire l'intervallo spettrale compreso tra 350 nm e 800 nm.

Lo strumento potrebbe effettuare sia misure di trasmissione che di riflessione: nel nostro caso, per misure di riflessione, il campione da misurare viene posto ad una estremità della sfera integratrice, in corrispondenza di una porta di diametro di 2 cm, in modo che venga colpito direttamente dal fascio luminoso; il fascio riflesso dal campione penetra nella sfera integratrice e subisce riflessioni multiple sulla superficie altamente riflettente e diffondente della sfera. Il rivelatore, un fotomoltiplicatore R928, viene posizionato su un piano ortogonale a  $90^\circ$  dalla porta di riflettanza, in modo tale da impedire l'incidenza diretta della luce proveniente dal campione ed inoltre viene protetto con degli schermi.

La riflettanza del rivestimento della sfera integratrice è indipendente dalla lunghezza d'onda nell'intervallo spettrale di misura. In particolare la parte del rivestimento colpita dal fascio riflesso dal campione deve avere la stessa riflettanza della restante parte della sfera e devono essere prese le necessarie precauzioni in modo da impedire una colorazione di questa regione a causa di irraggiamenti prolungati. Idealmente la sfera dovrebbe essere perfettamente sferica ed il suo rivestimento dovrebbe essere diffondente in modo uniforme in ciascuna direzione ed avere le stesse proprietà riflettenti in ciascun punto. Le porte di riflessione dovrebbero essere piccole rispetto al diametro della sfera allo scopo di impedire perturbazioni alle riflessioni interne multiple. Ciascuna deviazione da questa situazione ideale dovrebbe essere presa in considerazione in quanto può causare degli errori sistematici nelle misure. Tuttavia questi errori sistematici possono essere ridotti se vengono

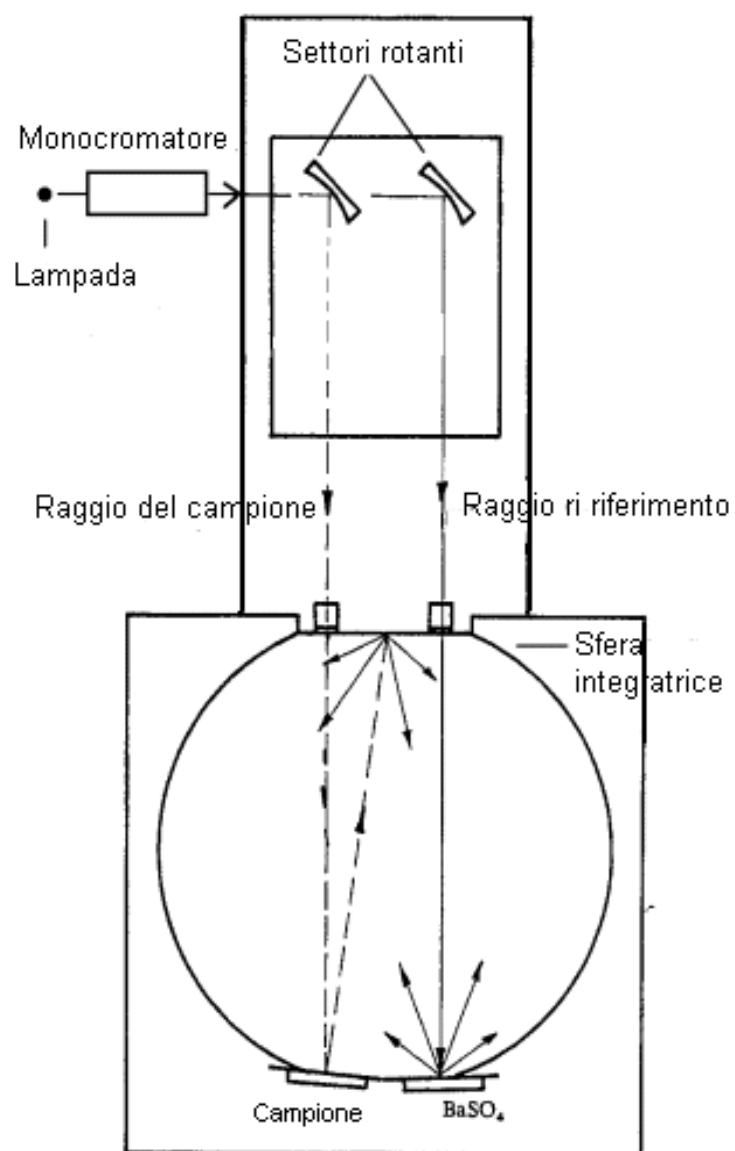


Figura 2.10: Schema dello spettrofotometro a sfera integratrice della Stazione Sperimentale del Vetro utilizzato per le misure.

usati degli standard di calibrazione con valori di riflettanza spettrale simili a quelli dei campioni da misurare; inoltre, se le componenti diffuse degli standard e dei campioni sono simili, diventano meno importanti le deviazioni dalla forma sferica della sfera integrante e dal comportamento ideale del rivestimento (Polato, 1996; Polato & Bonicatto, 1989). La procedura di acquisizione dati per misure spettrofotometriche è la seguente:

1. una misura senza campione, mettendo sulla porta di riflettanza una piastrina di solfato di bario (stesso materiale che riveste la sfera integratrice), in modo da valutare la *stray light* all'interno dello strumento e determinare lo zero dello strumento;
2. misura del flusso riflesso  $E_x$  del campione;
3. misura del flusso riflesso  $E_n$  di uno standard di riflettanza calibrato in un laboratorio metrologico, di riflettanza nota  $\rho_n(\lambda)$ .

Dopo aver sottratto la *stray light* dalle misure sia del campione che dello standard, la riflettanza spettrale  $\rho_x(\lambda)$  del campione si ottiene nel seguente modo:

$$\rho_x(\lambda) = \rho_n(\lambda) \times E_x/E_n \quad (2.3)$$

Inoltre è possibile determinare il fattore di riflessione luminosa di ciascun campione relativo ad un illuminante A come integrazione delle riflettanze spettrali nell'intervallo visibile, usando come funzione peso la curva di emissione spettrale dell'illuminante A e la funzione di sensibilità  $V(\lambda)$  dell'osservatore standard CIE 1931 (Commission International de l'Eclairage, 1971, N. 15). Ovvero:

$$\rho_v = \frac{\int_{380nm}^{780nm} \rho_x(\lambda) D(\lambda) V(\lambda) d\lambda}{\int_{380nm}^{780nm} D(\lambda) V(\lambda) d\lambda} \quad (2.4)$$

ove:

$\rho_x(\lambda)$  è la riflettività spettrale del campione precedentemente determinata;

$D(\lambda)$  è l'illuminante di riferimento standard come indicato dalla commissione CIE;

$V(\lambda)$  è la curva di sensibilità dell'occhio umano.

Gli spettri di emissione delle sorgenti e le funzioni di peso per i vari parametri vengono fornite da normative nazionali ed internazionali.

Lo spettrofotometro è collegato ad un computer che memorizza le curve spettrali registrate dallo strumento e che successivamente esegue le integrazioni. Relativamente ai materiali impiegati nella camera WAC, sono stati misurati con questo strumento dei campioni della

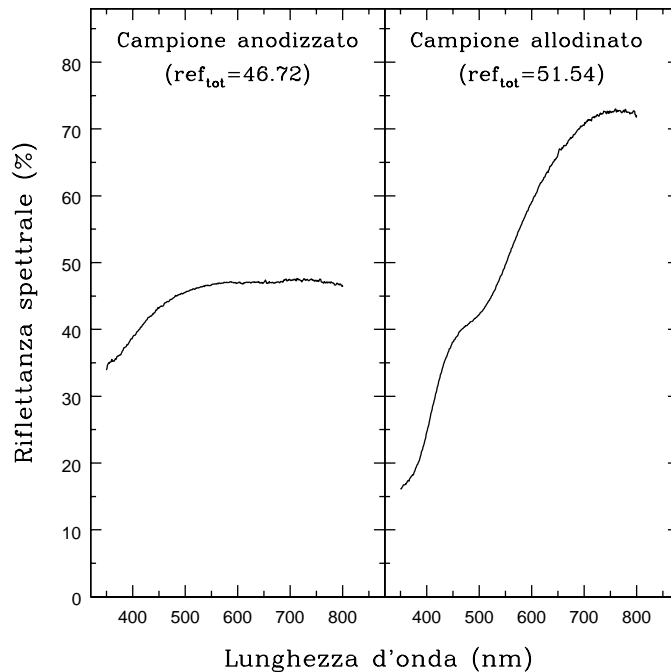


Figura 2.11: Valori della riflettanza spettrale di 2 diversi campioni per il rivestimento della parte interna del *front cover*: un campione anodizzato bianco (grafico di sx) ed uno allodinato (grafico di dx); sono riportati anche i rispettivi valori di riflettanza integrata.

parte interna del *front cover* (uno allodinato ed uno anodizzato), dei campioni molto assorbenti quali la fibra di vetro verniciata (vernice Elettrodag 501) impiegata nella struttura del baffle esterno, l'alluminio e l'acciaio inox verniciati impiegati nei setti interni ed esterni del baffle, il kapton impiegato in parte dei rivestimenti interni della camera ed infine il cromo nero impiegato nelle lamine dell'otturatore.

Vediamo in dettaglio i risultati ottenuti per ciascun campione.

### Campioni del *front cover*

Sono stati studiati due diversi campioni della parte interna del *front cover* (Fig. 2.11): un campione anodizzato-bianco ed uno allodinato. Lo standard di riferimento utilizzato è la ceramica di vitrolite.

Entrambi hanno un elevato grado di riflettività, necessario in quanto la parte interna del *front cover* verrà illuminata dalle lampade di calibrazione della camera per le calibrazioni

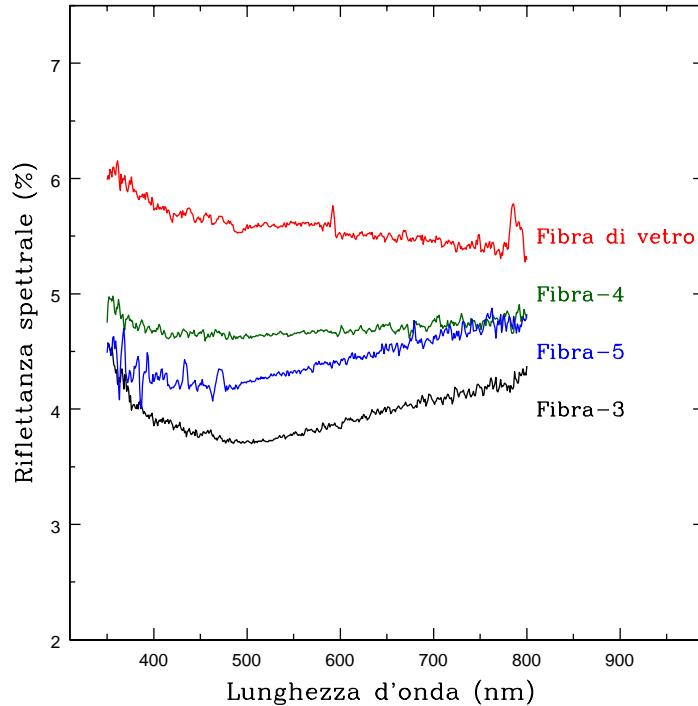


Figura 2.12: Valori della riflettanza spettrale di 4 diversi campioni di fibra di vetro: Fibra-3 indica il campione di fibra di vetro verniciato con 3 strati di Elettrodag 501, Fibra-4 indica il campione di fibra di vetro con 4 strati di vernice, Fibra-5 indica il campione di fibra di vetro verniciato con 5 strati di vernice; lo spettro indicato con “Fibra di vetro” è relativo ad un campione non verniciato.

di flat field del rivelatore, o meglio, come misura di riferimento per il CCD (tali immagini del *front cover* illuminato servono per valutare lo stato delle ottiche ed il deterioramento nel tempo dei materiali).

Il campione allodinato presenta una maggior riflettanza nel visibile e vicino infrarosso, però ha un’elevata variazione di colore e un calo della riflettività nella regione ultravioletta. Il campione anodizzato bianco ha un comportamento spettrale uniforme oltre 500 nm ed una riflettività totale intorno al 46%. Quest’ultimo campione è stato scelto come rivestimento della parte interna del *front cover*.

### Campioni di fibra di vetro

La fibra di vetro è impiegata nella struttura del baffle esterno. La parte interna della struttura è verniciata con vernice di tipo Elettrodag 501. Per studiare le proprietà ottiche di

questo materiale sono stati analizzati 4 diversi campioni, 3 con differenti strati di verniciatura (3, 4 e 5 strati di vernice) ed uno senza verniciatura. I risultati sono riportati in figura 2.12. A causa dell'elevata porosità del materiale, il campione più assorbente è quello con 3 soli strati di vernice, che presenta una riflettività integrata di circa 4.1%. I campioni con 4 e 5 strati di vernice hanno una riflettività inferiore al 5% (4.6 e 4.3% rispettivamente); anche il campione non verniciato presenta comunque una riflettività molto bassa, inferiore al 6%, rassicurando sulle prestazioni della camera relativamente alla soppressione della *stray light* anche in caso di forte degrado della vernice impiegata.

Bisogna sottolineare che alcuni campioni presentavano qualche imperfezione superficiale dovuta ad un non corretto imballaggio. Inoltre le curve rappresentate sono state calcolate relativamente allo standard quarzo, che ha una bassa riflettività ma delle proprietà ottiche non diffondenti. È stato adottato anche un altro standard (ceramica di vitrolite) che meglio risponde alle caratteristiche di diffusività ma che ha un'elevata riflettanza, e comunque non ideale. I valori ottenuti rispetto al quarzo sono sovrastimati e rappresentano il caso peggiore. Per i valori assoluti è quindi meglio riferirsi alle misure goniofotometriche che tra l'altro sono state effettuate su campioni verniciati conservati in modo ottimale con opportuni imballaggi.

### **Campioni di Alluminio e Acciaio**

Sono stati misurati 2 campioni di alluminio verniciati con Elettrodag 501 (uno con 3 ed uno con 5 strati di verniciatura) e due di acciaio inox 27crMo2, sempre verniciato con Elettrodag 501 (con 3 e 5 strati di verniciatura). Alluminio e acciaio sono stati impiegati rispettivamente nei setti interni ed esterni del baffle. I risultati sono riportati in figura 2.13. Tutti i campioni hanno riflettanza integrata inferiore al 5% e soddisfano le specifiche richieste. A differenza della fibra di vetro, per questi materiali non c'è sostanziale differenza legata al numero di strati di verniciatura. I valori di riflettanza integrata, in riferimento allo standard ceramica di vitrolite, sono intorno al 3.2% per tutti i campioni misurati.

### **Campioni di kapton**

Il kapton viene impiegato nei rivestimenti interni della camera WAC. Inizialmente si pensava di utilizzare del kapton su sostrato di alluminio, ma questo ha mostrato un'elevata riflettività ( $> 7.5\%$ ), crescente nell'ultravioletto (Fig. 2.14). Questo problema è stato ri-

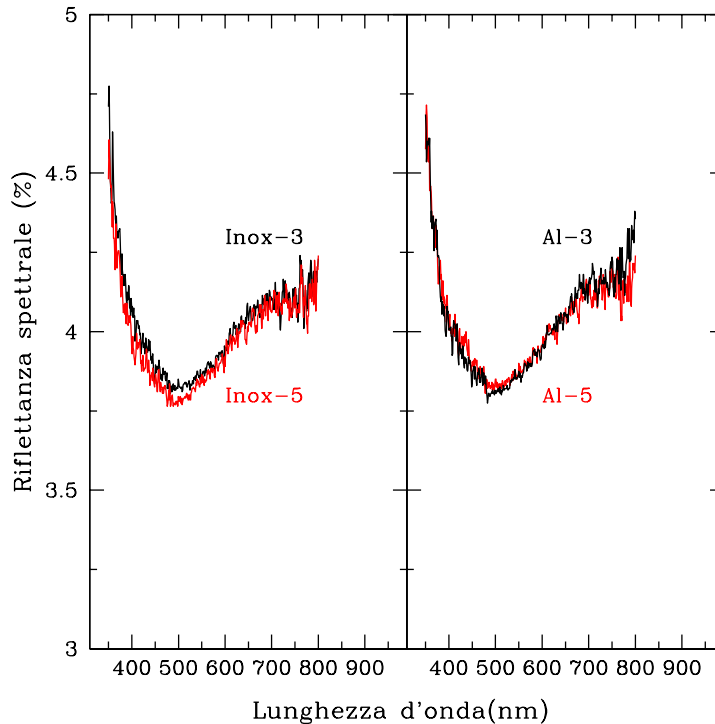


Figura 2.13: Valori della riflettanza spettrale di 2 campioni di acciaio inox verniciati con Elettrodag 501 (Inox-3 ed Inox-5 rappresentano campioni di acciaio inox con 3 e 5 strati di vernice rispettivamente), e di 2 di alluminio sempre verniciato con Elettrodag 501 (Al-3 e Al-5 indicano rispettivamente i campioni di alluminio con 3 e 5 mani di vernice). I valori di riflettanza sono molto simili per tutti i campioni e non si riscontrano sostanziali differenze legate al diverso tipo di verniciatura.

solo verniciando il kapton con l'Elettrodag 501, utilizzando del primer per favorirne l'aggrappaggio. In tal modo i campioni soddisfano le specifiche con una riflettività integrata intorno al 3.6%.

### Campioni delle lamine dell'otturatore

Differenti tipologie di materiali sono state prese in esame per le lamine dell'otturatore. Sono stati misurati 6 differenti tipi di lamine, su ambo i lati per avere una stima della riflettività sia del lato rivolto verso il CCD che di quello rivolto verso M2 (Fig. 2.15). Quasi tutti i materiali esaminati hanno bassa riflettività. Il materiale scelto per costruire le lamine dell'otturatore, in base alla moderata riflettività ed alle proprietà strutturali e costruttive è il Ni-Cu-Cr (campione S0 in Fig. 2.15).



Tabella 2.4: Valori di riflettanza spettrale integrata nell'intervallo visibile dei vari campioni; tali valori sono stati ottenuti in riferimento sia all'illuminante D65 (luce naturale) che all'illuminante al tungsteno (luce artificiale). Lo standard di riferimento impiegato è il quarzo, che, in virtù delle scarse proprietà diffondenti, fornisce un valore leggermente sovrastimato.

<b>Campione</b>	<b>Illuminante D65</b>	<b>Illuminante al W</b>
Campione allodinato	51.5%	53.2%
Campione anodizzato bianco	46.7%	46.6%
Fibra di vetro (senza verniciatura)	5.8%	5.8%
Fibra di vetro con 3 strati di verniciatura	4.1%	4.1%
Fibra di vetro con 4 strati di verniciatura	4.6%	4.6%
Fibra di vetro con 3 strati di verniciatura	4.3%	4.3%
Acciaio Inox con 3 strati di verniciatura	3.2%	3.2%
Acciaio Inox con 5 strati di verniciatura	3.2%	3.2%
Alluminio con 3 strati di verniciatura	3.2%	3.2%
Alluminio con 5 strati di verniciatura	3.2%	3.2%
Kapton (non verniciato)	8.1%	8.1%
Kapton con verniciatura	3.6%	3.6%
Shutter-campione S0, lato a	2.9%	2.9%
Shutter-campione S0, lato b	2.7%	2.7%
Shutter-campione S1, lato a	1.8%	1.8%
Shutter-campione S1, lato b	1.8%	1.8%
Shutter-campione S2, lato a	2.8%	2.9%
Shutter-campione S2, lato b	2.7%	2.8%
Shutter-campione S3, lato a	1.8%	1.8%
Shutter-campione S3, lato b	1.7%	1.7%
Shutter-campione S4, lato a	1.7%	1.7%
Shutter-campione S4, lato b	1.6%	1.6%
Shutter-campione S5, lato a	2.6%	2.6%
Shutter-campione S5, lato b	2.6%	2.6%

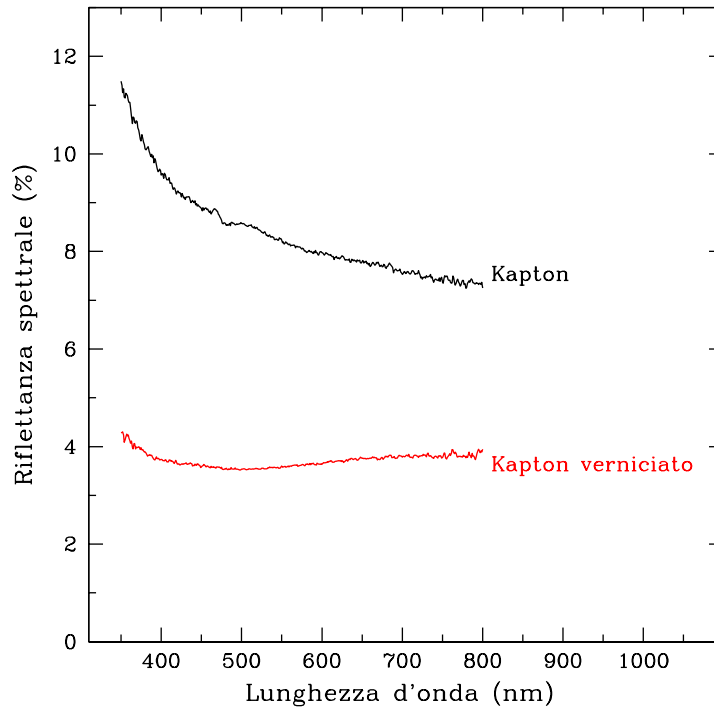


Figura 2.14: Valori della riflettanza spettrale del kapton verniciato con Elettrodag 501 (il valore rappresentato è quello medio di 3 misure distinte). La riflettività è intorno al 3.6% (standard quarzo). Si noti l'elevata riflettività del campione di kapton privo di verniciatura, superiore alle specifiche richieste.

#### 2.4.2 Misure di riflettanza con sfera integratrice

La riflettività di alcuni materiali è stata misurata utilizzando la sfera integratrice LTM dell'Istituto Elettrotecnico Nazionale Galileo Ferraris (IENGF) (Fig. 2.16). La sfera integratrice LTM ha porte le cui dimensioni rispettano quelle raccomandate dalla commissione CIE ed è basata sul metodo del confronto: una porta ausiliaria (porta St, diametro 50 cm) permette di ottenere una riflettanza media costante all'interno della sfera permutando la posizione del campione e dello standard alle 2 porte. Le misure possono essere effettuate relativamente ad un angolo di incidenza di  $8^\circ$ ; ponendo una lamina scura al posto del campione da misurare è possibile valutare la *stray light* all'interno della sfera. Inoltre si può misurare la componente diffusa della riflettanza luminosa inserendo delle trappole di luce nello strumento.

Sono stati misurati i valori della riflettanza totale, sia con la componente speculare che

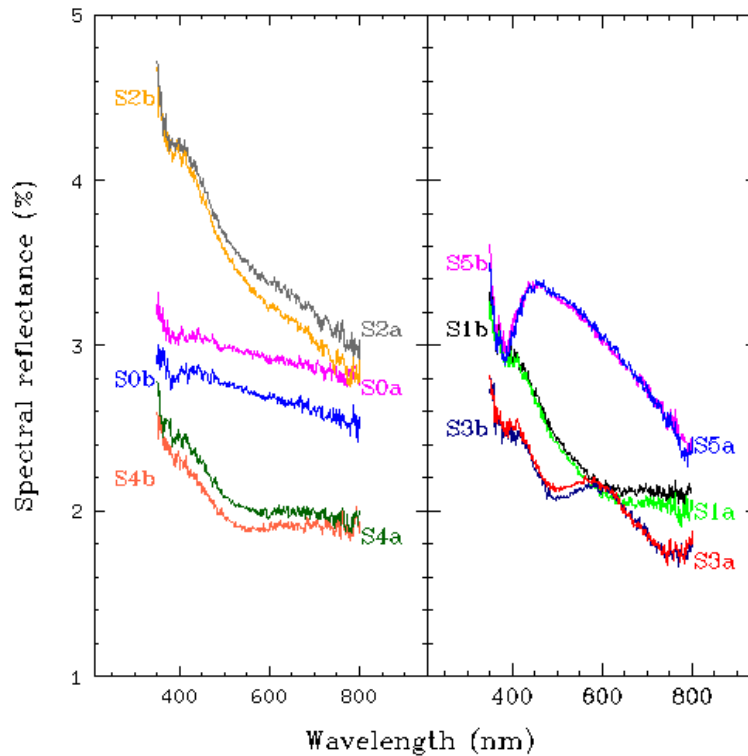


Figura 2.15: Valori della riflettanza spettrale di diversi campioni di lamine dell'otturatore (shutter). Il lato verso il CCD è indicato con la lettera a, il lato verso M2 con la lettera b. I campioni sono i seguenti: S0 lamina con trattamento al Ni-Cu-Cr, S1 lamina con trattamento al Al-Ni (opaco)-Cr, S2 lamina con un diverso trattamento al Al-Ni (opaco)-Cr, S3 lamina con trattamento al Al-Ni (lucido)-Cr, S4 lamina con trattamento al Al-Cr-Cr, S5 lamina con trattamento al cromo nero.

senza, per i seguenti 5 campioni: campioni di alluminio con 3 e 5 strati di verniciatura, campioni di acciaio inox con 3 e 5 strati di verniciatura ed un campione di fibra di vetro con 3 strati di verniciatura. Non sono state rilevate significative differenze nella misura della riflettanza totale con e senza componente speculare, indicando quindi che i materiali utilizzati hanno bassa componente speculare e buone proprietà diffondenti (Polato et al., 1996). I risultati ottenuti sono riportati in tabella 2.5.

### 2.4.3 Misure di lucentezza con glossimetro

Abbiamo effettuato delle misure di lucentezza con il glossimetro dell'IENGF per gli stessi 5 campioni misurati con la sfera integratrice. Il glossimetro riporta il fattore di riflettanza R ottenuto come rapporto del flusso riflesso dal campione rispetto a quello riflesso da un

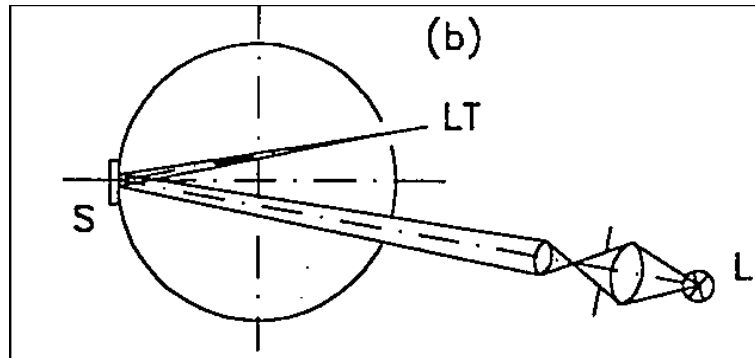


Figura 2.16: Disegno della sfera integratrice LMT dell'IENGF: L è la sorgente, S il campione posizionato sulla porta di riflettanza (che ha 50 cm di diametro), LT è la trappola di luce. La porta ausiliaria St e il rivelatore sono ortogonali al disegno.

Tabella 2.5: Valori della riflettanza totale, calcolati con e senza componente speculare, ottenuti con la sfera integratrice LTM dell'IENGF.

Campione	Riflettanza totale senza componente speculare	Riflettanza totale con componente speculare
Fibra di vetro con 3 strati di vernice	3.3%	3.3%
Alluminio con 3 strati di vernice	3.4%	3.4%
Alluminio con 5 strati di vernice	3.4%	3.4%
Acciaio inox con 3 strati di vernice	3.4%	3.4%
Acciaio inox con 5 strati di vernice	3.4%	3.4%

diffusore standard perfettamente riflettente nelle stesse condizioni geometriche e spettrali di misura.

Lo strumento permette di valutare il fattore di riflettanza rispetto allo standard per tre differenti angoli di incidenza, a  $20^\circ$ ,  $60^\circ$  e  $85^\circ$ . I risultati ottenuti sono riportati in tabella 2.6.

La fibra di vetro ha un bassissimo fattore di riflettanza anche ad elevati angoli di incidenza ed è un ottimo diffusore. I campioni di alluminio ed acciaio hanno bassi valori di lucentezza sino ad angoli di incidenza intorno a  $60^\circ$ , e valori crescenti per angoli di

Tabella 2.6: Fattore di riflettanza derivato dalle misure di lucentezza con il glossimetro dell'IENGF.

Campione	Fattore di riflettanza a 20°	Fattore di riflettanza a 60°	Fattore di riflettanza a 85°
Fibra di vetro con 3 strati di vernice	0.1%	0.7%	1.3%
Alluminio con 3 strati di vernice	0.2%	1.0%	11.1%
Alluminio con 5 strati di vernice	0.1%	1.0%	9.9%
Acciaio inox con 3 strati di vernice	0.2%	1.1%	15.7%
Acciaio inox con 5 strati di vernice	0.1%	1.2%	14.7%

incidenza elevati.

#### 2.4.4 Caratterizzazione goniofotometrica

Sono state effettuate delle misure goniofotometriche su alcuni campioni di materiali utilizzando il goniofotometro dell'IENGF a Torino. La caratterizzazione goniofotometrica completa dei materiali richiede molte misure e tempi molto lunghi, pertanto è stata effettuata solamente su tre campioni: una lamina di alluminio ed una di acciaio inox, entrambe con 5 strati di verniciatura, ed un campione di fibra di vetro con 3 strati di verniciatura. Il goniofotometro dell'IENGF consiste essenzialmente in una sorgente fissa, un banco ottico lungo 2 metri in grado di ruotare attorno all'asse verticale ed un rivelatore montato ad una estremità del banco ottico. Sullo stesso asse è montato un supporto sul quale fissare il campione da misurare, in grado a sua volta di ruotare sia in elevazione che in azimut (Fig. 2.17). Con tale configurazione è possibile illuminare ed osservare il campione da qualsiasi direzione di incidenza e di riflessione. Il goniofotometro è calibrato ruotando il banco ottico verso la sorgente: in tal modo il rivelatore vede direttamente la sorgente e si calibra su di essa.

Tutti i movimenti dello strumento sono controllati da degli encoder digitali e attuati tramite motori elettrici comandati da un computer. L'accuratezza è di  $10^{-2}$  mm per spostamenti lineari e di  $10^{-2}$  gradi per rotazioni angolari (Rossi *et al.*, 1996).

La sorgente utilizzata per tali misure è un proiettore (fascio collimato) e il detector un CCD di 512x512 pixel; i pixel sono quadrati con dimensioni di  $27 \mu\text{m}$  (Rossi *et al.*, 1996, Rossi & Soardo, 1991).

### Acquisizione e riduzione dati

Le quantità misurate durante la caratterizzazione goniofotometrica sono le seguenti:

- il coefficiente di radianza (luminanza)  $q = L_r/E_i$  per ogni direzione di irraggiamento  $E_i$  e di radianza (luminanza) riflessa  $L_r$ ; tale coefficiente  $q$  è anche definito come la funzione di distribuzione di riflettanza bidirezionale (BDRF);

- la riflettanza  $\rho = \Phi_r/\Phi_i$ , ove  $\Phi_r$  e  $\Phi_i$  sono rispettivamente il flusso radiante (o luminoso) riflesso ed incidente in ogni direzione. Le misure goniofotometriche sono effettuate relativamente al centro O del campione. Il goniofotometro dell'IENGF segue le pubblicazioni CIE per quanto riguarda l'identificazione delle direzioni di incidenza e riflessione, in accordo con un sistema di riferimento polare centrato in O, come definito in figura 2.18, ove:

$\epsilon_1$  è l'angolo tra la perpendicolare al campione (asse z in figura 2.18) e la direzione di incidenza;

$\epsilon_2$  è l'angolo tra la perpendicolare al campione e la direzione di riflessione;

$\phi_1$  è l'angolo tra l'asse di riferimento sul campione (asse x in figura 2.18) e il piano di

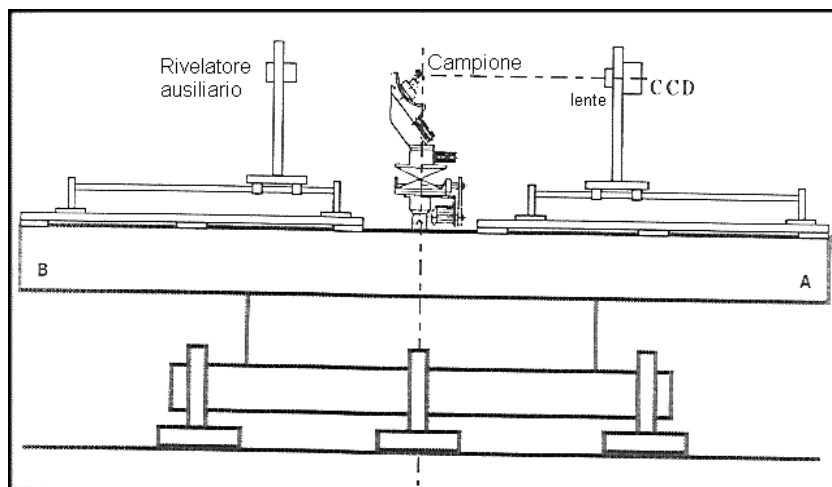


Figura 2.17: Schema del goniofotometro dell'IENGF.

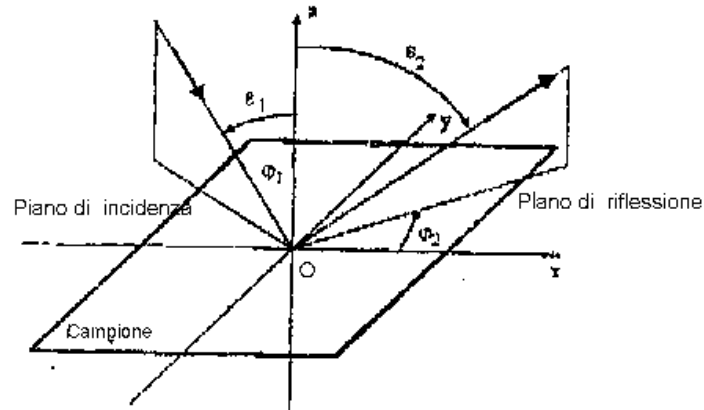


Figura 2.18: Sistema di coordinate polari centrate sul campione utilizzato per la determinazione delle variabili angolari

incidenza;

$\phi_2$  è l'angolo tra l'asse di riferimento sul campione ed il piano di riflettanza.

Detta  $D$  la distanza tra la sorgente luminosa e il centro  $O$  del campione, e assumendo l'angolo di incidenza  $\epsilon_1$  costante per tutti gli elementi  $\Delta S_i$  della sorgente, in virtù della sua limitata estensione, la illuminazione  $E$  in  $O$  può essere scritta come:

$E = \cos \epsilon \times D^{-2} \times L_1 \times S_1$  ove  $L_1$  ed  $S_1$  sono rispettivamente la luminanza e l'area della sorgente.

Dato il parametro  $G = \cos \epsilon \times D^{-2} \times S_1$ , il coefficiente di luminanza diventa:

$q = G \times L_1 \times L_2$  con  $L_2$  uguale alla luminanza riflessa.

La riflettanza per la geometria standard  $0/d$ , ovvero per incidenza normale ( $\epsilon_1 = 0$ ) e riflessione diffusa ( $\epsilon_2 = d$ ), diventa quindi:

$$\rho_{0/d} = \pi \int_{-90}^{+90} q_{0/d} \sin \epsilon_2 \cos \epsilon_2 d\epsilon_2$$

### Risultati delle misure goniofotometriche

Sono state effettuate le misure goniofotometriche sui 3 campioni sopra citati relativamente a 3 diversi angoli di incidenza  $\epsilon_1$  (8, 20 e 60 gradi) e per differenti angoli di riflessione  $\epsilon_2$ .

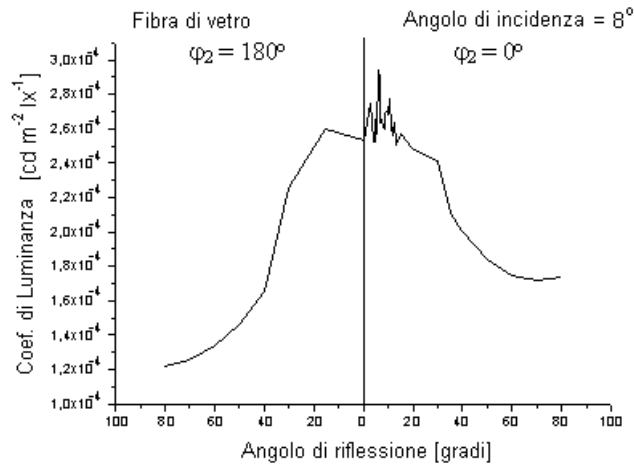


Figura 2.19: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $8^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $3 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha un comportamento piuttosto lambertiano, con piccola componente speculare.

Tutti i campioni misurati hanno un basso valore del coefficiente di luminanza, con piccola componente speculare e quindi con comportamento diffondente; in particolare il campione di fibra di vetro ha un comportamento quasi lambertiano. La componente speculare aumenta al crescere dell'angolo di incidenza, come previsto dalla teoria.

I risultati della caratterizzazione goniofotometrica sono riportati nelle figure 2.19, 2.20, 2.21, 2.22, 2.23, 2.24, 2.25, 2.26 e 2.27.

## 2.5 Disegno meccanico e manifattura del sistema del baffling

La struttura finale del sistema di baffling della WAC è divisa in 2 parti dal punto di vista meccanico: il baffle esterno (con 10 vani) esposto all'ambiente spaziale (Fig 2.28), ed una seconda parte, contenente il banco ottico e i restanti vani del sistema di baffling, posta all'interno della struttura della camera (Fig. 2.29)

Il sistema, sulla base delle specifiche e di vincoli meccanici e strutturali, è alquanto complesso e ha richiesto un'attenta progettazione ed un'accurata scelta dei materiali impiegati, visto anche il lungo tempo di vita della missione Rosetta.

I carichi che la struttura dovrà sostenere durante il lancio sono di  $400 \text{ m/s}^2$ , mentre i



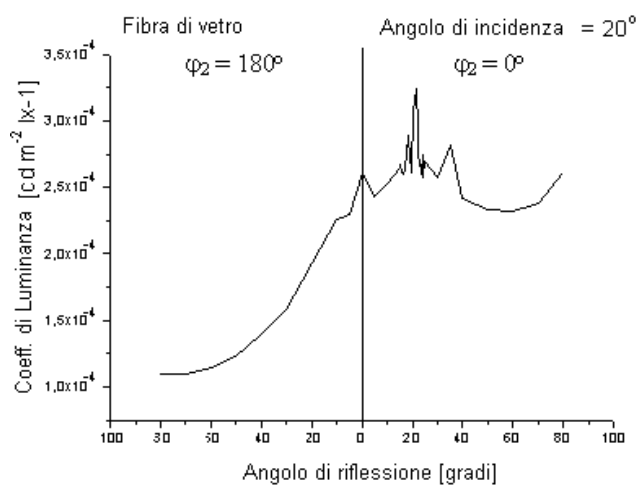


Figura 2.20: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $20^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $3.2 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha un comportamento piuttosto lambertiano, con piccola componente speculare.

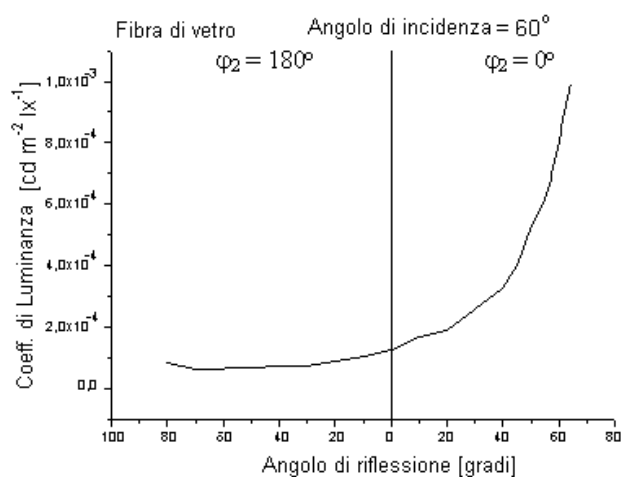


Figura 2.21: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $60^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $1 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha piccola componente speculare anche per elevati angoli di incidenza.

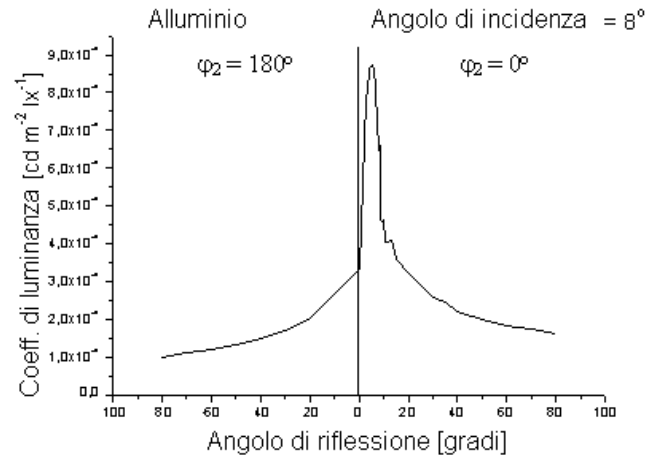


Figura 2.22: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $8^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $4 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ .

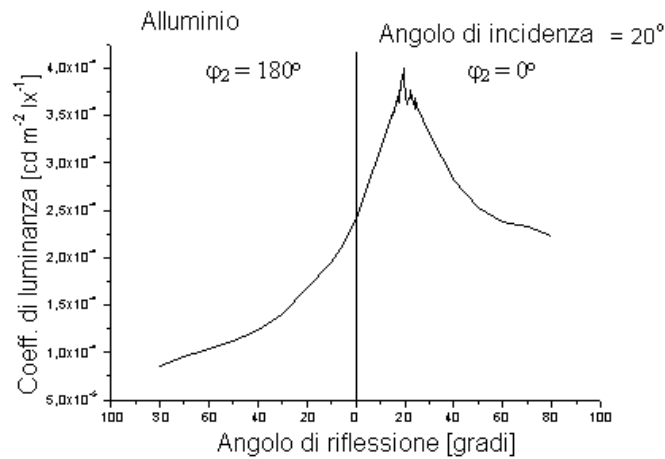


Figura 2.23: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $20^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $7.5 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ .

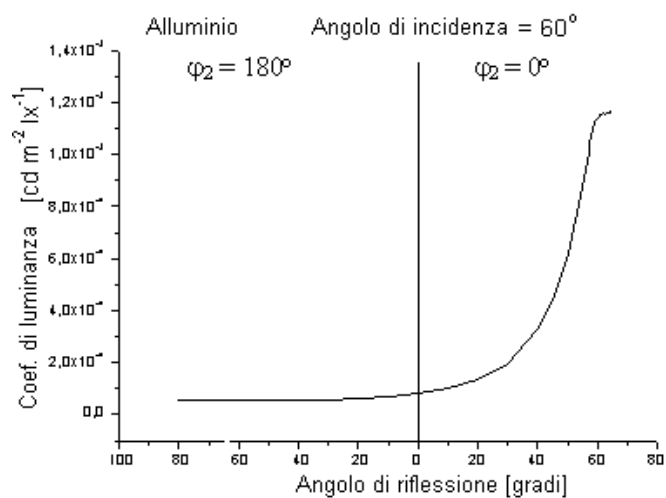


Figura 2.24: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $60^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $1.2 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ .

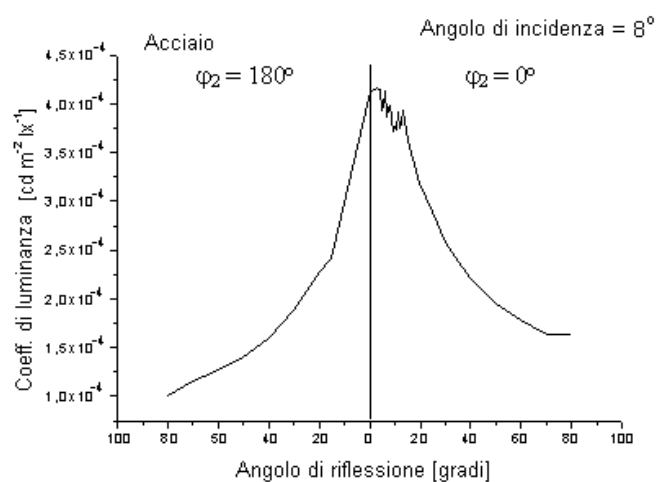


Figura 2.25: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $8^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $8 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ .

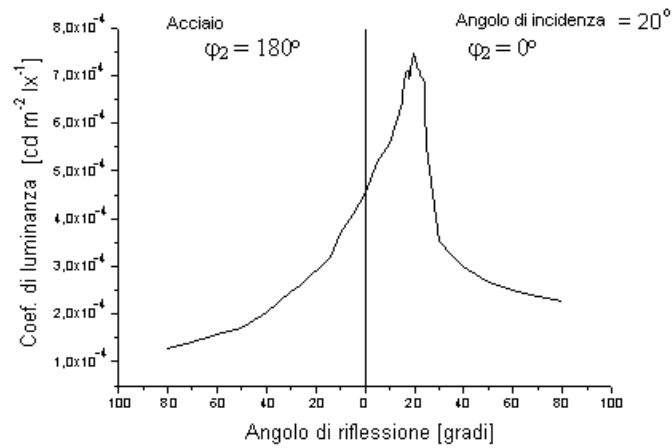


Figura 2.26: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $20^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $4 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{lx}^{-1}$ .

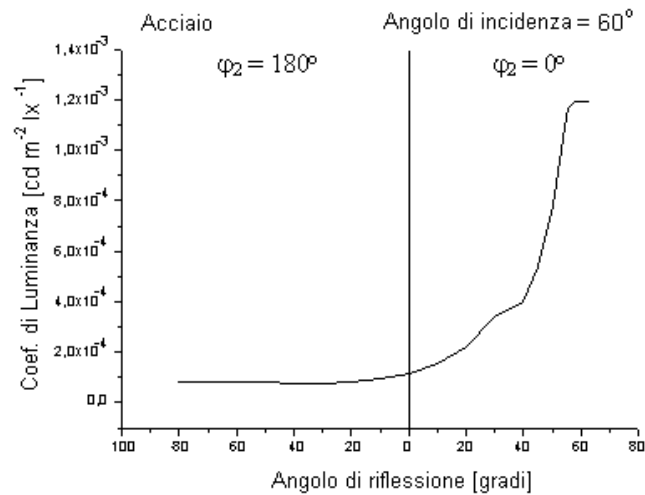


Figura 2.27: Coefficiente di luminanza  $q$  per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di  $60^\circ$ . I valori di  $q$  sono inferiori a  $1.2 \times 10^{-3} \text{ cd m}^{-2} \text{lx}^{-1}$ .

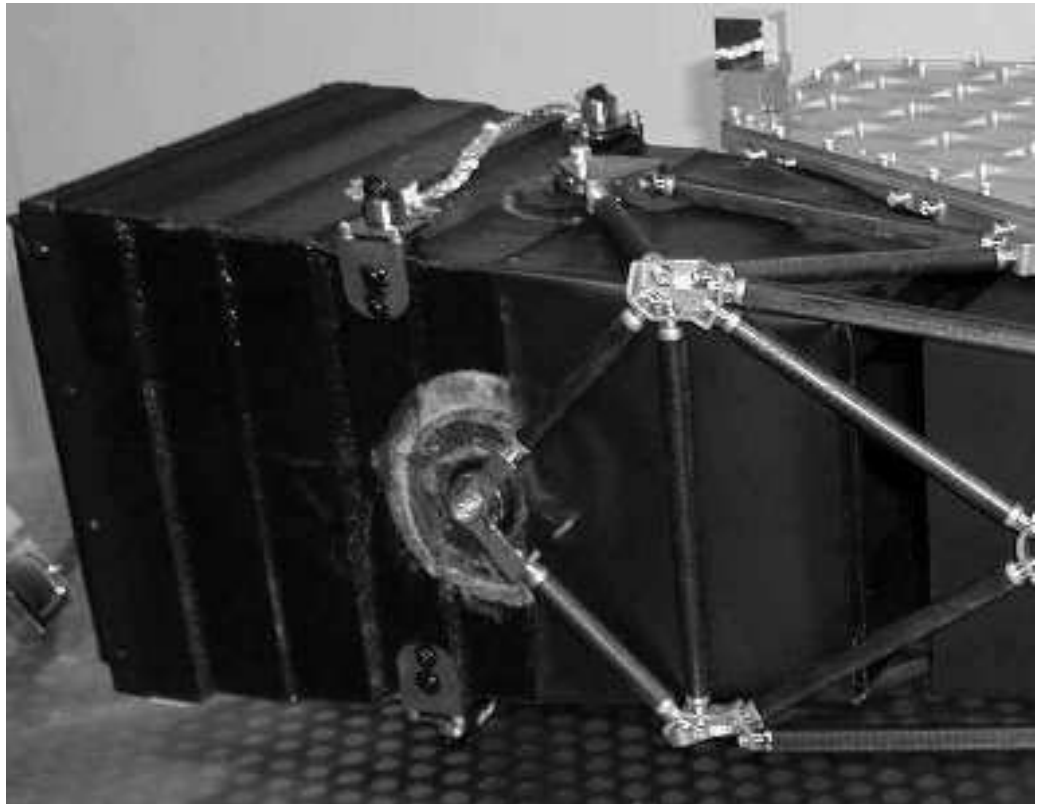


Figura 2.28: Foto del modello QM del baffle esterno.

carichi termici vanno da  $-100$  a  $130^{\circ}\text{C}$  per il baffle esterno, e da  $+3$  a  $15^{\circ}\text{C}$  per il baffle interno. Entrambe le parti, durante le condizioni non operative della missione, dovranno sopportare una escursione termica da  $-40$  a  $50^{\circ}\text{C}$ . Per minimizzare lo scambio di calore tra la camera e l'ambiente spaziale, il baffle esterno è stato termicamente disaccoppiato dallo strumento. Inoltre, viste le forti escursioni termiche che esso dovrà sopportare, sono stati scelti nella costruzione dei materiali a bassa conduttività termica, in modo da permettere il disaccoppiamento radiativo tra baffle esterno e telescopio. I requisiti strutturali del baffle sono:

- prima frequenza  $> 180\text{Hz}$
- massa totale inferiore a  $0.6\text{ kg}$
- basse distorsioni termiche e meccaniche per evitare il *vignetting* del sistema ottico



Figura 2.29: Immagine della struttura della WAC: è evidente la struttura del banco ottico con i rinforzi strutturali per il posizionamento dei vani interni, non ancora integrati; in alto si vede il baffle esterno, già integrato

### 2.5.1 Baffle esterno

Il materiale impiegato nel baffle esterno è il GRE, che garantisce bassa conduttività, bassa densità e rigidità specifica. Sebbene il Kevlar-49 sia il materiale con minor conduttività termica, è stato preferito un materiale in fibra di vetro pre-impregnato dal momento che garantiva un minor coefficiente di dilatazione (Debei *et al.*, 2001). Nelle vicinanze dei punti di attacco tra baffle esterno e banco ottico la struttura è quasi isotropa per una miglior distribuzione degli stress di fissaggio. Per la costruzione sono state utilizzate delle lamine di Hexcel 1002/ES70 (spessore 0.6 mm) come pelle della struttura, trattate con il processo di *curing* in autoclave (90 min a 120°C). Nella struttura esterna, realizzata in fibra di vetro, i 10 vani del baffle sono stati fissati grazie a degli anelli costituiti dello stesso materiale ed incollati alla pelle per mezzo di Stycast 2850FT, come mostrato in figura 2.30.

I vani sono stati realizzati attraverso *foto-edging* di fogli di alluminio di spessore 0.2 mm,

ed assottigliati a 0.1 mm in corrispondenza dei bordi interni per minimizzare i fenomeni di scattering.

In figura 2.31 è rappresentata la struttura in fibra di carbonio che connette il baffle esterno al telescopio, permettendo il disaccoppiamento termico tra le 2 parti.

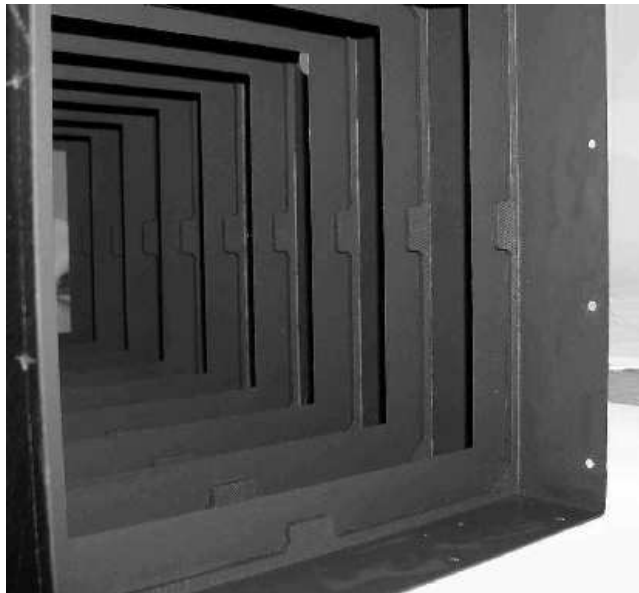


Figura 2.30: Vista della parte interna del baffle esterno: sono evidenti gli anelli di fissaggio dei 10 vani.



Figura 2.31: Struttura in fibra di carbonio usata per connettere il baffle esterno al telescopio.

### 2.5.2 Baffle interno

A differenza del baffle esterno, nessuna richiesta di isolamento termico è necessaria per il baffle interno, pertanto la struttura è stata realizzata in alluminio di tipo 1050 H14. Per contenere il peso della struttura, questa è stata divisa in 2 box a forma di L, di spessore uniforme pari a 0.2 mm. Su questi 2 box i vani sono stati incollati con Stycast 2850FT e fissati grazie anche a dei dispositivi meccanici. I vani hanno le stesse proprietà di quelli del baffle esterno, ma devono sostenere minori stress termo-meccanici. I vani della parte esterna del baffle interno, quella antistante M1, sono realizzati in acciaio Inox 27crn02, mentre quelli della parte interna, tra M1 e M2 e tra M2 e il CCD, sono stati realizzati in alluminio. Al fine di minimizzare gli effetti di diffusione e scattering della luce sulle pareti interne della struttura del banco ottico, tutte le superfici del baffle interno sono state verniciate con vernice altamente assorbente di tipo Elettrodag 501 e dei fogli di kapton, pure essi verniciati, sono stati depositati sulle superfici esterne alla struttura del baffle. In figura 2.32 è rappresentato il modello FM della WAC, visto dall'alto, con integrate le varie parti del sistema di baffling.



Figura 2.32: Vista dall'alto del modello FM della WAC. È ben evidente la struttura del baffle interno, in 2 box, cui si attacca, termicamente disaccoppiata, quella del baffle esterno.



## Capitolo 3

# Calibrazioni scientifiche della WAC

### 3.1 Introduzione

Le calibrazioni scientifiche della camera spaziale consistono in una parte di operazioni fatte a Terra, relative alla caratterizzazione del sistema ottico e del CCD, ed in simulazioni delle operazioni che verranno effettuate in volo per le calibrazioni fotometriche e per la sottrazione dei rumori e delle disuniformità legate al CCD.

Le calibrazioni a Terra comprendono: la determinazione della scala del sistema su tutto il campo di vista, della risoluzione spaziale e della distorsione su una griglia di punti di riferimento; la costruzione di file di correzione geometrica per la riduzione dei dati; la valutazione della risposta fotometrica del sistema, cioè trovare la funzione di trasferimento che permette di convertire i valori in ADU in unità radiometriche; la determinazione del *vignetting*, cioè dell'uniformità del piano focale illuminato da una sorgente che copre l'intero campo di vista; la verifica della precisione di puntamento della WAC rispetto agli assi del veicolo spaziale e rispetto alla NAC; la misura delle proprietà riflettenti, assorbenti e di trasmissione di specchi, vernici, filtri e la loro durata nel tempo e su tutto l'intervallo spettrale operativo.

Le operazioni di calibrazione da effettuare in volo, che sono state eseguite anche a Terra, comprendono: i dark, ovvero esposizioni del CCD ad otturatore chiuso su tempi di posa variabili tra 0.01–100 secondi, ovvero su tempi tipici con cui verranno acquisite le immagini dei target (servono per valutare il rumore termico associato al CCD); i bias, esposizioni istantanea ad otturatore chiuso (servono per valutare la soglia di segnale associata all'elettronica del CCD); i flat-field, ovvero immagini acquisite illuminando il CCD

con una sorgente il più uniforme possibile (servono per identificare e poi correggere eventuali disuniformità del CCD); le calibrazioni fotometriche assolute usando delle lampade di calibrazione e delle stelle standard.

Le calibrazioni del sistema sono un passo importante per testare la qualità della camera e fornire le correzioni opportune per le calibrazioni scientifiche. Queste calibrazioni hanno tra l'altro permesso di evidenziare in tempo alcuni problemi sulle prestazioni della WAC che sono stati tempestivamente risolti prima della consegna all'ESA.

Una parte delle analisi ottiche sulle performance della WAC sono state condotte al Dipartimento di Ingegneria Elettronica dell'università di Padova e trattate in Da Deppo *et al.* (2001) e Naletto *et al.* (2002).

In questo capitolo descriverò in particolare le calibrazioni della WAC svolte al Max Planck Institut für Aeronomie (MPAE), a Lindau, Germania, in parte sul QM e soprattutto sul FM della WAC, cui ho partecipato durante il 2001-2002 per un periodo complessivo di circa 2 mesi.

Il lavoro durante le calibrazioni al MPAE è consistito sia nella messa a punto del set-up, sia, soprattutto, nelle misurazioni vere e proprie (radiometriche, geometriche ed ottiche) sia nel quick load dei dati durante le acquisizioni e nella riduzione di parte di essi.

## 3.2 Tipologia e requisiti delle calibrazioni

Per quando descritto in seguito sulle calibrazioni si fa riferimento ai documenti RO-RIS-MPAE-SP-025 (Team Osiris, 2002), RO-RIS-MPAE-SP-016/D (Sebastian, 1999), RO-RIS-MPAE-PL-005/1a (Sebastian & Thomas, 2000), e RO-RIS-MPAE-TN-039/1a (Sebastian, 2000).

### 3.2.1 Calibrazioni del rivelatore

- **Dark:** misura della corrente di dark del rivelatore in unità digitali ed in funzione della temperatura in un intervallo che va da 293°K a 150°K. Il segnale di dark viene monitorato ogni 10°K, ad otturatore chiuso e con tempi di posa variabili e rappresentativi delle esposizioni che verranno effettuate in volo. Le misure vanno effettuate su tutti i pixel sia con uno che con due canali di lettura, e sia in presenza che in assenza di windowing del CCD. Questo tipo di misura serve a determinare qual è il rumore termico del rivelatore e quali sono le condizioni di saturazione in funzione

della temperatura e del tempo di integrazione. L'analisi della corrente di dark è stata effettuata a Terra ma verrà necessariamente ripetuta in orbita, dal momento che ci si aspetta che il passaggio della sonda attraverso le cinture di radiazione terrestri provochi un danneggiamento/alterazione delle proprietà del rivelatore. Sarà necessario acquisire almeno 3 immagini di dark per ogni configurazione di lettura del CCD, al fine di riuscire ad eliminare i raggi cosmici. Ci si aspetta infatti un numero di eventi di raggi cosmici pari a circa 110 per immagini *full frame* con tempo di posa nullo (RO-RIS-MPAE-SP-025).

- **Bias:** misura del rumore dell'elettronica del CCD, ad otturatore chiuso e per tempo di esposizione nullo. Si determina qual è il segnale di rumore del rivelatore dovuto all'elettronica. Tale misura è stata effettuata a Terra per tutte le possibili combinazioni della modalità di lettura, binning e windowing del CCD. Non ci si aspetta che il bias vari sostanzialmente dopo il lancio, tuttavia verranno ripetute in volo le acquisizioni di bias per tutte le combinazioni di lettura del CCD (per esempio il guadagno del sistema può avere una sua dipendenza dalla temperatura e andrà ricalibrato in volo).
- **Mappa dei bad pixel:** I *bad pixel* non possono essere calibrati. Essi sono stati identificati nelle calibrazioni a Terra e vi è stata costruita una mappa. Tale mappa andrà però ricostruita tramite calibrazioni in volo perchè nuovi bad pixel potrebbero venire creati per effetto della radiazione.
- **Flat Field:** misura della risposta della camera, in unità digitali, quando viene illuminata da un sorgente uniforme. Per effettuare tali misure si è utilizzata una sfera integratrice rivestita di materiale completamente diffondente, illuminata da lampade calibrate e non. Le misure vengono effettuate usando le diverse modalità di lettura del rivelatore e ripetute per ogni filtro impiegato. Il flat field permette di valutare la linearità nella risposta della camera e le variazioni locali, pixel per pixel, nella sensibilità del CCD.

Il grande campo di vista della WAC rende impossibile ripetere delle calibrazioni di flat field in volo, dal momento che non esistono sorgenti abbastanza larghe e diffuse da riempire il FoV della camera.

Pertanto verranno utilizzati i flat field ottenuti a Terra. In volo verranno effettuate

delle misure con le lampade di calibrazione interne puntate sul front door, che serviranno a verificare il deterioramento delle ottiche nel tempo e quindi ad apportare gli opportuni aggiustamenti ai flat field.

- **Test sul CCD:** consistono in verifiche sulla qualità del CCD, analisi sulla presenza di bad pixel e test di funzionalità.

### 3.2.2 Calibrazioni radiometriche

- **Calibrazione radiometrica assoluta:** la calibrazione radiometrica assoluta è necessaria per la conversione da unità analogico digitali (ADU) ad unità radiometriche. È stata effettuata a Terra per mezzo di una sfera integratrice dotata di 4 lampade calibrate (la misura viene effettuata per ogni filtro). In volo le misure di calibrazione assoluta dello strumento per ogni filtro verranno effettuate utilizzando delle stelle standard (definite nel documento RO-RIS-MPAE-TN-019).
- **Lampade di calibrazione:** verifica dell'uniformità di illuminamento delle lampade di calibrazione poste all'interno della WAC (sono usate con il front cover chiuso e orientate in modo tale da illuminare la parte interna del coperchio della camera). In realtà le lampade di calibrazione non forniscono delle calibrazioni vere e proprie ma servono ad acquisire delle immagini di riferimento in volo che permetteranno di stimare il progressivo deterioramento delle proprietà ottiche della camera nel tempo.
- **Misure di stray light:** Misura della luce spuria integrale, associata a *stray light* ed a ghost dei filtri, mentre la camera è uniformemente illuminata usando la sfera integratrice (l'accuratezza è comunque limitata). In volo la *stray light* verrà investigata osservando per esempio i bordi di Marte, Terra e Luna, valutando la capacità di abbattimento della luce diffusa nel campo di vista.
- **Misure di polarizzazione:** valutazione della polarizzazione della camera mentre questa è uniformemente illuminata tramite sfera integratrice. Un filtro polarizzatore viene inserito davanti alla finestra della camera a vuoto ove è stata montata la WAC e la polarizzazione valutata a diversi angoli, ruotando il filtro polarizzatore a passo di 5°.

### 3.2.3 Calibrazioni geometriche e verifiche ottiche

- **Prestazioni ottiche del telescopio:** misura macroscopica dei difetti del fronte d'onda per mezzo di un interferometro, misura della lunghezza focale effettiva, del campo di vista e della Point Spread Function (PSF); verifica della stabilità del fuoco al variare della temperatura. In volo sarà possibile effettuare delle misure sulla PSF osservando delle stelle standard.
- **Calibrazioni dei filtri:** si determina la distorsione del fronte d'onda, il fattore di trasmissione, di filtraggio della radiazione e di riflessione rispetto alla lunghezza d'onda, la banda passante, lo spessore ottico, l'indice di rifrazione nonché l'omogeneità di ciascun filtro impiegato.
- **Verifica del fuoco:** verifica del fuoco della camera in condizioni operative, vale a dire ponendo la WAC in una camera a vuoto, raffreddandola sino a raggiungere la temperatura operativa e utilizzando l'interfaccia elettronica della sonda. Tale tipo di misura viene effettuata prendendo immagini di un pinhole a griglia. Si verifica il fuoco su tutto il campo di vista della camera e per ogni filtro impiegato.
- **Distorsione geometrica:** si verifica la distorsione della camera prendendo immagini di un pinhole con una griglia nota posto nella posizione del fuoco del collimatore. Si copre il campo di vista della camera ruotando e spostando l'inclinazione di uno specchio piano nel set-up del banco ottico. Si ripete per ogni filtro.
- **Risoluzione della camera:** si prendono immagini di sorgenti estese portando il collimatore fuori fuoco e valutando quindi la risposta della camera.
- **PSF:** valutazione della Point Spread Function tramite acquisizioni di immagini di un pinhole di dimensioni comparabili a quelle del pixel. Viene mosso lo spot del pinhole a passo di frazioni di pixel, e viene misurata la risposta del singolo pixel.
- **Vignetting:** misura dell'uniformità del piano focale illuminato da una sorgente che copre l'intero campo di vista.

### 3.2.4 Calibrazioni spettrali

- **Funzione di risposta del CCD:** misura della risposta dei pixel del rivelatore in unità digitali in funzione della lunghezza d'onda da 230 a 1050 nm, con incremento

minore di 50 nm e per diverse temperature. Tale risposta viene calcolata mentre il CCD è uniformemente illuminato tramite sfera integratrice. Serve a valutare la risposta spettrale relativa del CCD in funzione delle differenti lunghezze d'onda e temperature.

- **Risposta spettrale assoluta:** misura della risposta della camera in unità digitali mentre essa è illuminata da un monocromatore che seleziona differenti lunghezze d'onda a partire da 230 nm sino a 1050 nm, con incremento di 5 nm. La risposta della camera viene misurata in relazione ai dati forniti da un detector relativo, che valuta per ogni lunghezza d'onda l'intensità della luce incidente. In tal modo si ottiene la radianza spettrale della camera.

### 3.3 Set-up per le calibrazioni

Per le calibrazioni finali della WAC si è utilizzata la camera bianca del MPAE, di classe 100. La stanza è dotata di un banco ottico e di una camera a vuoto progettata appositamente per le calibrazioni di OSIRIS, più i vari accessori necessari. Le camere WAC e NAC sono state alternativamente inserite nella camera a termovuoto per effettuare tutte le calibrazioni necessarie. La strumentazione impiegata per le calibrazioni è riassunta in tabella 3.1 (Sebastian, 1999).

Un disegno della configurazione del set-up per calibrazioni geometriche e spettrali è rappresentato in figura 3.1: la WAC è posta all'interno della camera a vuoto, su una tavola rotante su 2 assi, e viene illuminata tramite un fascio collimato proveniente dalla lampada, passante per il monocromatore ed il collimatore. Per misure radiometriche la camera a vuoto viene ruotata di 90 gradi in modo tale che la WAC abbia la sfera integratrice come sorgente di luce.

### 3.4 Risultati

Le calibrazioni della WAC sono state in parte eseguite sul modello di qualifica (QM), durante il periodo giugno-luglio 2001, ma soprattutto sul modello di volo (FM), durante il periodo settembre-ottobre e dicembre 2001. Le calibrazioni sono state un passo molto importante per testare la funzionalità della camera e fornire le calibrazioni scientifiche necessarie, ed inoltre hanno permesso di scoprire in tempo alcuni problemi, in particolar

Tabella 3.1: Strumentazione impiegata nelle calibrazioni presso il MPAE.

Strumentazione	Configurazione	Requisiti
Banco ottico	3.6×1.2 m	privo di vibrazioni
Camera a vuoto	montata sul banco ottico e su una tavola rotante	P=10 <sup>-3</sup> mbar, radiatore per raffreddare il CCD, interfaccia termica di simulazione dello S/C
Finestra ottica	in quarzo, montata sulla flangia	diametro = 250 mm, certificata otticamente
Collimatore	parabola fuori asse, lungh. focale effettiva = 1.8m, f/numero = 5, diam = 360 mm, alta precisione nel montaggio di target al fuoco del collimatore	assenza di vigneting, deformazione del fronte d'onda $\leq \lambda/10$ , meccanismo calibrato di defocusing per 0.5-4 km
Target	Pinhole-array definiti	performance ben nota
Sfera integratrice	diametro = 1m, calibrata in modo assoluto	dotata di lampade alogene; altamente uniforme
Monocromatore	Oriel MS 257	230-1050 nm, 1 nm di risoluzione
Detector relativo	misure spettrali	
2 Teodoliti con accessori	T2 con oculare al laser e autocollimazione	Risol. angolare di $\pm 1$ arcsec
Polarizzatore	lastra posta davanti alla finestra ottica	

modo sulla *stray light* per particolari angoli di incidenza e sulla funzionalità dell'otturatore, che sono stati tempestivamente risolti apportando le opportune modifiche.

I risultati esposti di seguito sulle calibrazioni radiometriche, spettrali e geometrico-ottiche sono solo una parte dell'analisi effettuata sulla camera e sono relativi a misure ed a riduzione dei dati cui ho direttamente partecipato. Vorrei sottolineare che nel corso delle calibrazioni svolte al MPAE si sono registrati oltre 80 Gbytes di dati relativi alla WAC, parte dei quali sono tuttora in fase di analisi da parte di differenti gruppi del Team Osiris. Pertanto non è ancora disponibile un documento finale sulle calibrazioni della camera WAC, che si conta di stilare per l'inizio del prossimo anno.

### 3.4.1 Problemi emersi durante le calibrazioni e soluzioni adottate

Durante la prima fase di calibrazioni del FM della WAC sono emersi i seguenti problemi:

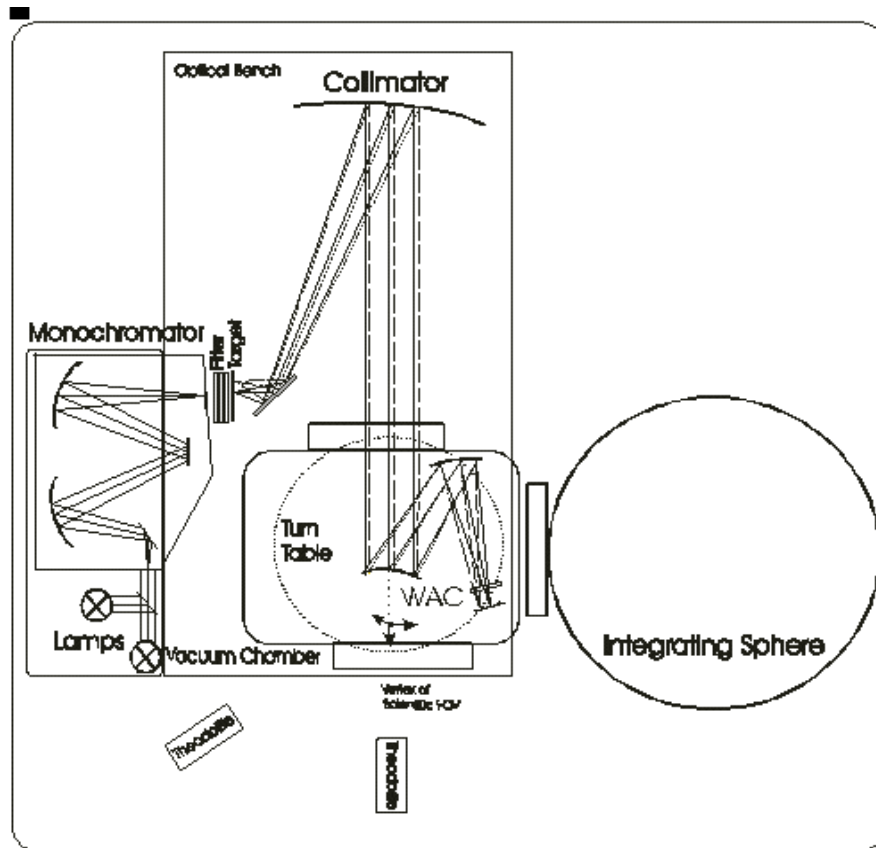


Figura 3.1: Schema del set-up per le calibrazioni della WAC.

1. Problemi sulle prestazioni dell'otturatore e nell'identificare le appropriate forme d'onda che permettessero la riproducibilità dei risultati. L'analisi delle forme d'onda applicabili e le successive implementazioni hanno permesso di riportare alla funzionalità questo delicato meccanismo.
2. Rilevazione di numerosi difetti (*pinhole*) nei *coatings* dei filtri ultravioletti della WAC, responsabili di deterioramento dell'immagine sul detector. Le posizioni dei *pinhole* sono state localizzate coi flat field per ogni filtro ed è tuttora in fase di studio una procedura che permetta di rimuoverne gli effetti dalle immagini scientifiche.
3. Rilevazione di *stray light*, in parte dovuta ad una incidenza diretta della luce in una regione fuori del campo di vista (non richiesta nelle specifiche), in parte associata alla luce passante tra il retro dello specchio primario e la struttura della camera,





Figura 3.2: Foto della sfera integratrice utilizzata per le calibrazioni radiometriche: la sfera è rivestita da materiale completamente diffondente (parzialmente visibile dall'apertura della sfera) e dotata di lampade alogene calibrate e non.

in parte dovuta ad una fessura presente nella ruota porta filtri tra i filtri e la loro struttura di alloggio.

Vorrei affrontare in particolar modo i problemi connessi alla presenza di *stray light*, che hanno richiesto un'analisi accurata e tempestiva delle cause e delle possibili soluzioni. Il problema immediato e più grave è stato la rilevazione di un fascio di luce incidente direttamente sul CCD per una sorgente localizzata tra  $12^\circ$  e  $19^\circ$  rispetto al centro del campo di vista. Questa regione angolare non venne purtroppo esaminata durante le simulazioni in quanto non rientrava nelle specifiche richieste. Malauguratamente, l'analisi delle regioni angolari fuori del campo di vista è stata estesa ad una griglia sino a  $10^\circ$  rispetto al centro di vista nella configurazione finale, ovvero giusto prima della regione poi rivelatasi critica, ed inoltre il set-up per le calibrazioni ottiche svolte al Dipartimento di Ingegneria Elettronica a Padova era tale da nascondere la vista della regione critica a causa del posizionamento della parabola fuori asse utilizzata come collimatore. Val la pena ribadire

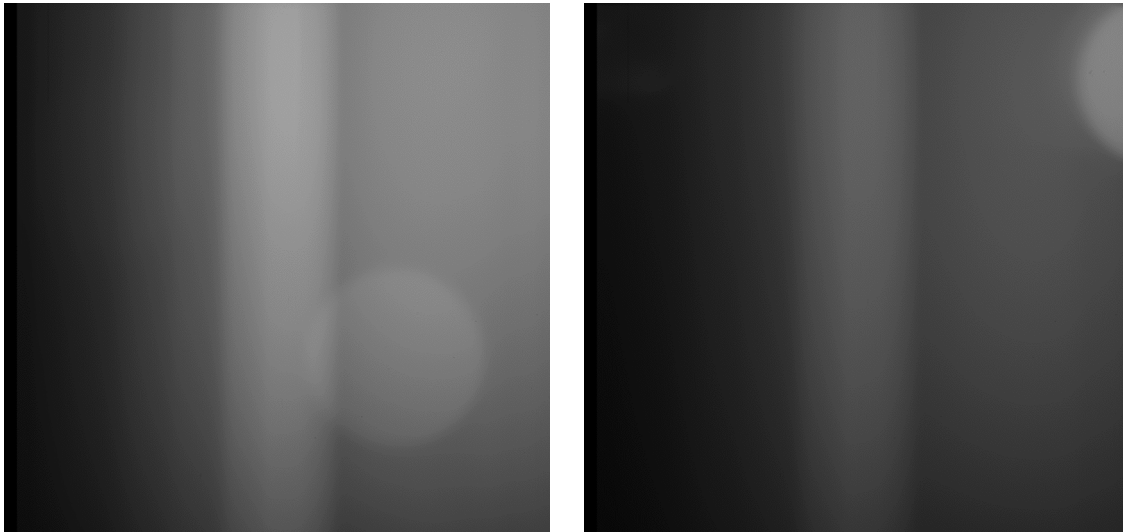


Figura 3.3: Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri OH (a sinistra) ed NH (a destra). Sono evidenti una striscia luminosa verticale, probabilmente corrispondente alla fessura tra filtro e alloggiamento dello stesso, e gli effetti *pinhole* associati alle imperfezioni dei *coatings* dei filtri.

che le specifiche richieste prevedono un abbattimento della *stray light* migliore di  $10^{-4}$  per sorgenti all'interno del campo di vista (sino a  $6^\circ$  rispetto al centro del FoV), e migliore di  $10^{-9}$  per sorgenti esterne al FoV ed incidenti con un'inclinazione di  $45^\circ$  rispetto al centro del campo di vista. Bisogna anche sottolineare che la configurazione iniziale del baffle (rappresentata in figura 2.1 del capitolo 2), poi drasticamente semplificata, non avrebbe presentato il suddetto problema.

Oltre a tale problemi, piccole imperfezioni nella realizzazione della ruota porta filtri (presenza di forellini nella struttura della ruota portafiltri ed in prossimità degli alloggi dei filtri, nonchè presenza di una fessura tra i filtri stessi e la struttura di alloggi), non ben chiare nei disegni di progettazione, hanno portato un ulteriore deterioramento nelle prestazioni della camera relative all'abbattimento della *stray light*

La presenza di luce spuria è stata immediatamente rilevata con le prime immagini di flat-field della camera. In figura 3.3 sono rappresentate 2 immagini preliminari di flat field ottenute coi filtri OH e NH della WAC. Sono evidenti le componenti di *stray light* dovute alle cause sopra individuate, nonchè dei cerchi luminosi associati a difetti nei *coatings* dei filtri.

L'analisi delle possibili cause di *stray light* è stata effettuata anche aprendo il QM della

WAC e cercando di capire i problemi, anche se tale modello non ha le stesse qualità ottiche e finiture rispetto al FM (Fig. 3.4).

Una accurata analisi ha portato immediatamente alla identificazione dei problemi presenti e si è deciso di intervenire tempestivamente apportando delle piccole modifiche strutturali al FM e chiedendo un rinvio all'ESA nella consegna dello strumento. Delle simulazioni meccaniche, ottiche e di analisi della *stray light* hanno permesso di testare la qualità e le *performance* delle soluzioni adottabili. Alla fine gli interventi effettuati per risolvere i problemi di *stray light* sono stati essenzialmente 3:

1. Il più difficile ed impegnativo è stato l'inserimento di un piccolo vano trasversale sulla prima scatola del baffle interno, di inclinazione e dimensioni tali da non ostruire il fascio utile ed al contempo risolvere i problemi legati al passaggio diretto della luce per sorgenti poste tra  $12^\circ$  e  $19^\circ$  fuori dal campo di vista. Si è deciso di non incollare semplicemente il nuovo vano alla struttura del baffle interno ma di rifare ex-novo il box compreso tra il punto di connessione col baffle esterno ed M1, con l'inserimento del nuovo elemento in adeguati e sicuri supporti strutturali (facendo riferimento alla



Figura 3.4: Analisi qualitative condotte sul QM della WAC per identificare le cause di *stray light*.

figura 2.7, il nuovo elemento inserito è il vano trasversale ed inclinato compreso tra i setti 11 e 13, in basso).

2. Inserimento di un piccolo vano posizionato davanti alla ruota portafiltri e fissato in modo tale da coprire le fessure tra i filtri e il loro alloggiamento.
3. Inserimento di un vano dietro il primario M1 per coprire eventuali passaggi di luce tra lo specchio e le pareti del banco ottico.

Per effettuare tali interventi si è reso necessario smontare il baffle esterno e parte del banco ottico, rifare il *purging* dello strumento e dei test termo-strutturali nonché riallineare completamente la camera.

### 3.4.2 Calibrazioni radiometriche assolute e flat field

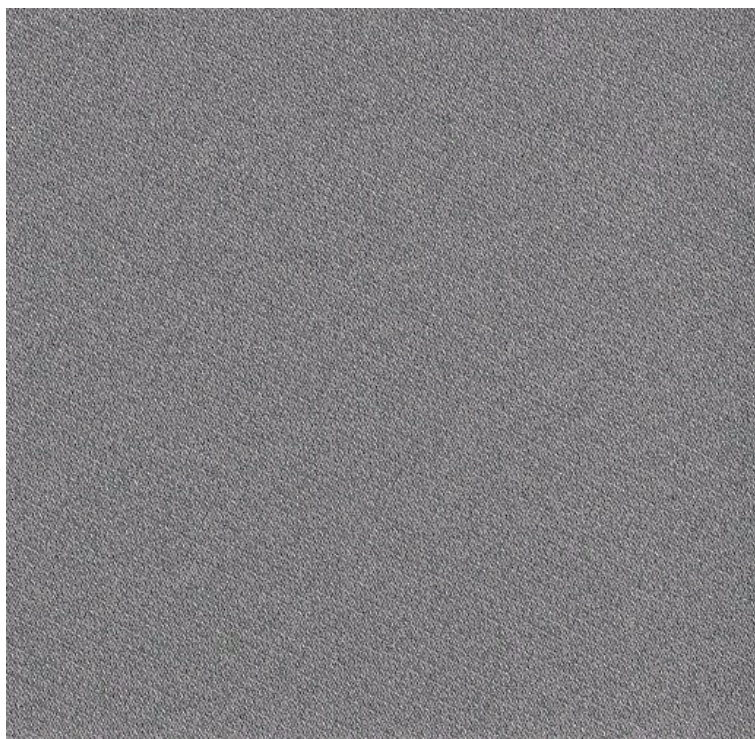


Figura 3.5: Immagine della sfera integratrice illuminata utilizzando nella WAC i filtri a banda stretta NH-335 nm + Vis-610 nm. I conteggi sono paragonabili a quelli di un bias, come ci si aspetta, e soprattutto non vi sono tracce di *stray light*.

Sulla configurazione finale della camera, nel dicembre 2001, sono state eseguite di nuovo tutte le misure radiometriche (con lampade calibrate e non), al fine di trovare il fattore

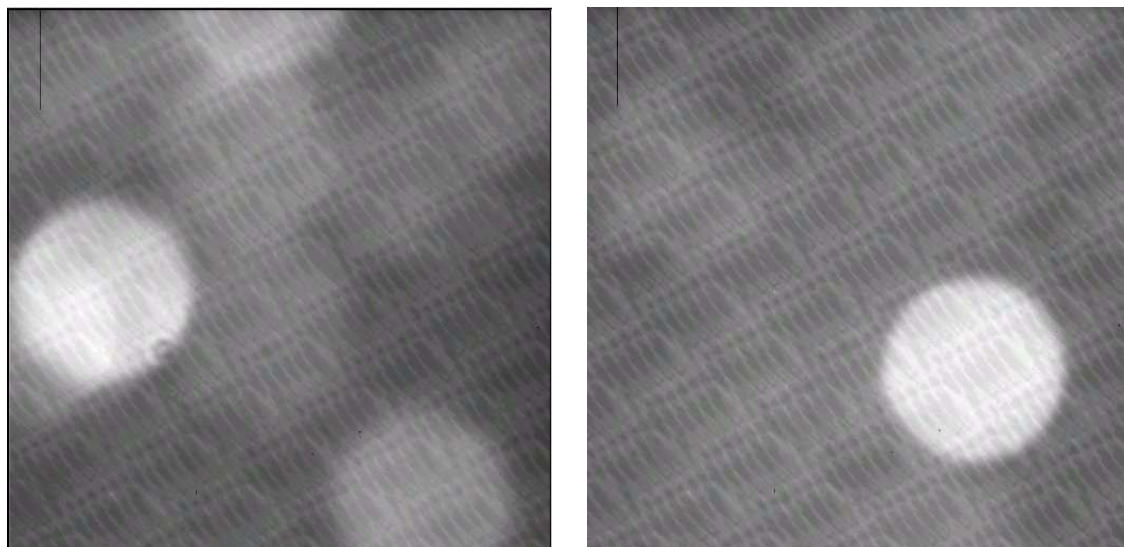


Figura 3.6: Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri CS-257nm (a sinistra) ed OH-308nm (a destra). Sono evidenti gli effetti *pinhole* associati alle imperfezioni dei *coatings* dei filtri, e anche gli effetti *ghost* associati agli spot luminosi (soprattutto per il CS).

di conversione da unità analogico digitali ad unità radiometriche e la risposta di flat field per ogni filtro della camera.

Si è appurato che i problemi di *stray light* precedentemente identificati sono stati completamente risolti grazie alle modifiche apportate. Lo si può notare per esempio in figura 3.5. Tale immagine è stata acquisita con la camera illuminata dalla sfera integratrice utilizzando una combinazione di filtri stretti con banda passante a differenti lunghezza d'onda (si sono usati il filtro NH-335 nm + Vis-610 nm). L'immagine ottenuta ha pochissimi conteggi, dell'ordine del bias, come ci si aspetta, è omogenea e non presenta traccia di *stray light*.

Invece, non è stato possibile agire per eliminare i difetti nei *coatings* dei filtri, che producono delle immagini circolari sul CCD. Questi effetti *pinhole* associati ai difetti nei *coatings* dei filtri sono stati monitorati ed è in fase di studio da parte del gruppo del MP AE una procedura da applicare alle immagini scientifiche che permetta di rimediare a tali effetti. Questi sono presenti nei seguenti filtri (tutti nell'ultravioletto): CS-257 (nm), OH-308, NH-335, UV-245, UV-295 e UV325.

Esempi di alcune immagini che presentano gli effetti *pinhole* associati ai filtri vengono mostrati in figura 3.6 e 3.7.

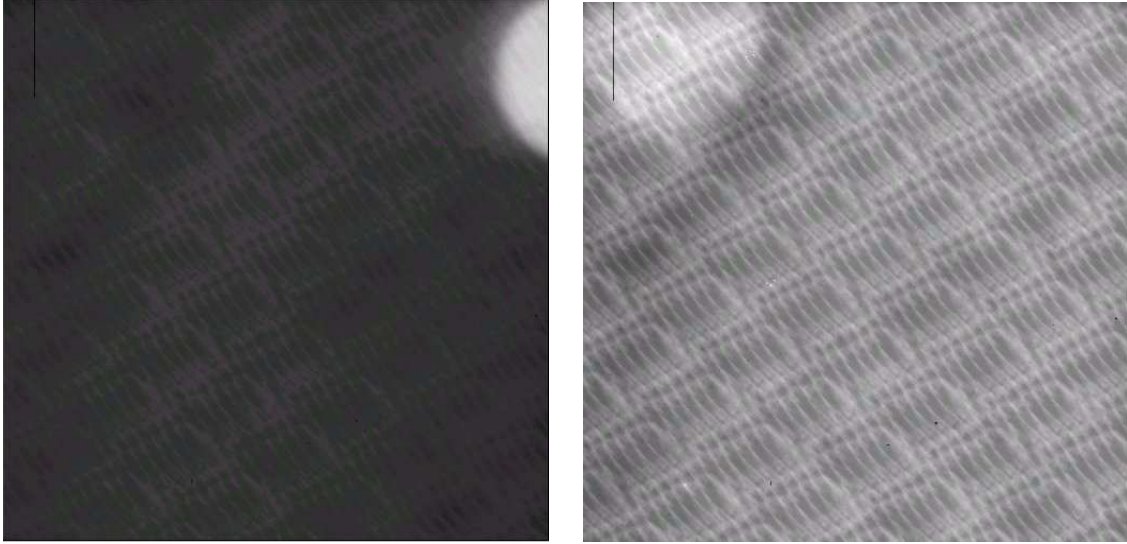


Figura 3.7: Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri NH-335nm (a sinistra) ed UV-295nm (a destra). Sono evidenti gli effetti pinhole associati alle imperfezioni dei coatings dei filtri, seppur meno intensi ed estesi rispetto agli altri filtri ultravioletti.

I flat field sono stati ottenuti per tutti i filtri, corretti per bias e dark e normalizzati. Le

Tabella 3.2: Fattore di conversione da unità analogiche digitali a unità radiometriche ottenuto per ogni filtro della camera.

Filtro ruota 1	Filtro ruota 2	Fattore di conversione [ $W m^{-2} sr^{-1} nm^{-1} (DN s^{-1})$ ]
cs257	vuoto	$(1.23459 \pm 0.06072) \times 10^{-6}$
vuoto	CN388	$(1.07666 \pm 0.04423) \times 10^{-7}$
vuoto	NA589	$(8.81138 \pm 0.19130) \times 10^{-8}$
vuoto	NH257	$(3.82908 \pm 0.08312) \times 10^{-8}$
vuoto	OI630	$(1.01174 \pm 0.02196) \times 10^{-7}$
vuoto	R640	$(2.22703 \pm 0.04834) \times 10^{-9}$
vuoto	UV375	$(2.05817 \pm 0.04714) \times 10^{-7}$
vuoto	VIS610	$(2.99468 \pm 0.06501) \times 10^{-8}$
NH335	vuoto	$(2.00123 \pm 0.04912) \times 10^{-6}$
OH308	vuoto	$(2.17630 \pm 0.05506) \times 10^{-6}$
UV245	vuoto	$(4.14447 \pm 0.27311) \times 10^{-7}$
UV295	vuoto	$(1.02958 \pm 0.03154) \times 10^{-6}$
UV325	vuoto	$(2.61978 \pm 0.06430) \times 10^{-7}$
Green535	vuoto	$(6.64344 \pm 0.14578) \times 10^{-9}$

misure ottenute con le lampade calibrate all'interno della sfera integratrice hanno infine permesso di ottenere il fattore di conversione da ADU ad unità radiometriche. I fattori di conversione ottenuti per ogni filtro sono riassunti in tabella 3.2.

### 3.4.3 Risposta spettrale della camera

La risposta spettrale della camera è stata calcolata nel seguente modo. Innanzi tutto si è misurata la risposta della camera in unità digitali mentre essa veniva illuminata da un monocromatore che ha selezionato differenti lunghezza d'onda a partire da 230 nm sino a 1050 nm, con incremento di 5 nm.

La risposta della camera viene misurata in relazione ai dati forniti da un rivelatore relativo, che valuta per ogni lunghezza d'onda l'intensità della luce incidente. Di tale rivelatore si conoscono i valori assoluti di calibrazione, che vengono opportunamente combinati con la curva di risposta della camera per valutarne la radianza spettrale. In figura 3.8 è rappresentata la risposta spettrale derivata per la camera WAC.

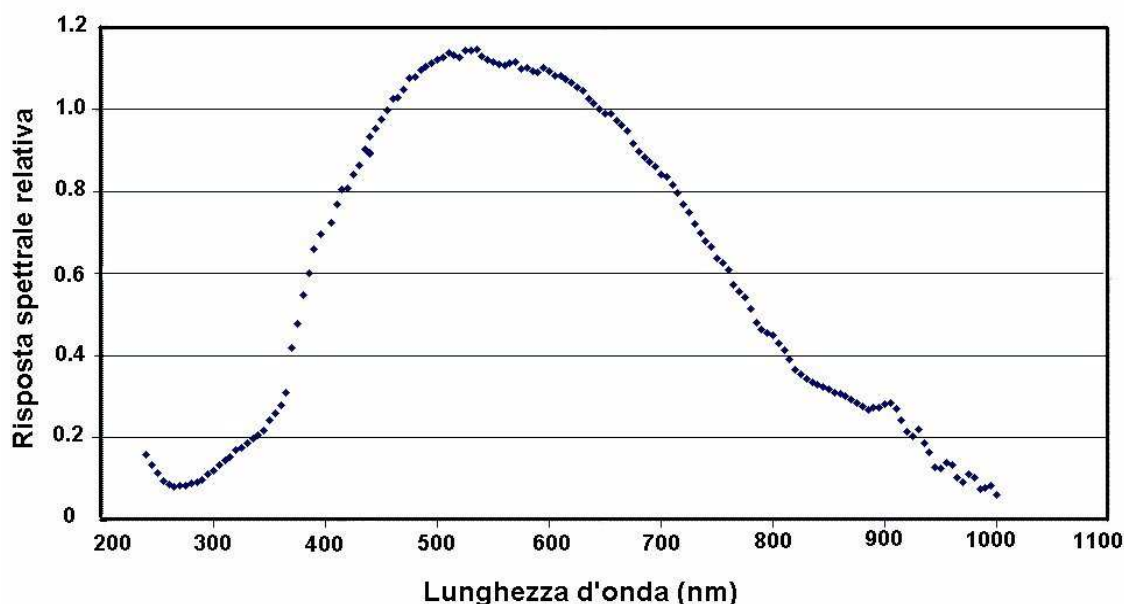


Figura 3.8: Risposta spettrale della WAC in conteggi al secondo; le misure sono state calibrate con un detector relativo e normalizzate a 645 nm.

### 3.4.4 Valutazione di parametri geometrici ed ottici

#### • Misure della PSF sulla WAC

La PSF della WAC è stata analizzata sottocampionando il pixel in  $5 \times 5$  regioni e muovendo il pinhole in 84 o 63 diverse posizioni a passo di  $0.5 \mu\text{m}$ . I dati, relativi ad acquisizioni effettuate il 17-19 settembre 2001, sono stati quindi ridotti nel seguente modo:

1. calcolo dello spostamento di ogni immagine rispetto alla prima della serie di acquisizione, presa come immagine di riferimento;
2. ri-campionamento delle immagini a passo di  $5 \times 5$ ;
3. sovrapposizione di tutte le immagini rispetto a quella di riferimento per il calcolo della PSF finale.

Nel centro del FoV, la PSF calcolata ha dimensioni inferiori a 1.5 pixel, mentre ai bordi del campo di vista le prestazioni peggiorano ma sono comunque accettabili. In tabella 3.3 sono presentati alcuni valori della PSF, calcolata sia nella direzione x che y, per posizioni corrispondenti al centro ed ai 4 angoli del FoV. In tabella sono riportati anche i valori della temperatura della struttura WAC e del CCD al momento dell'acquisizione delle immagini. Infatti le misure non sono state effettuate in condizioni ottimali ma al di sotto della temperatura operativa della camera ( $T_{wac}$ ) che è compresa tra 280 e 290 °K. Ci si aspetta quindi che in condizioni operative i valori della PSF siano anche migliori. Inoltre è necessario sottolineare che tali misure sono state eseguite prima che la camera venisse modificata per risolvere i problemi di *stray light* ed in parte riallineata, quindi esse non sono perfettamente rappresentative della configurazione finale. Per problemi di tempo non è stato possibile ripetere al MPAE le misure sulla configurazione finale della WAC prima della consegna all'ESA. Si renderà pertanto necessario un confronto tra i valori qui esposti con le misure effettuate al Dipartimento di Ingegneria Elettronica di Padova, tuttora in corso di analisi, effettuate sulla configurazione finale di volo della WAC.

Un altro tipo di misura che è stata effettuata al MPAE è la variazione della FWHM della PSF in funzione della differente posizione (in profondità) della sorgente. Questa analisi è importante in quanto è collegata sia a possibili variazioni di temperatura della camera (come si spiega nella sezione seguente), sia al fatto che la distanza relativa tra la sonda e la cometa varierà da 500 m sino all'infinito: in tutte le possibili configurazioni la PSF della WAC non deve variare significativamente e la camera deve mantenere la cometa a



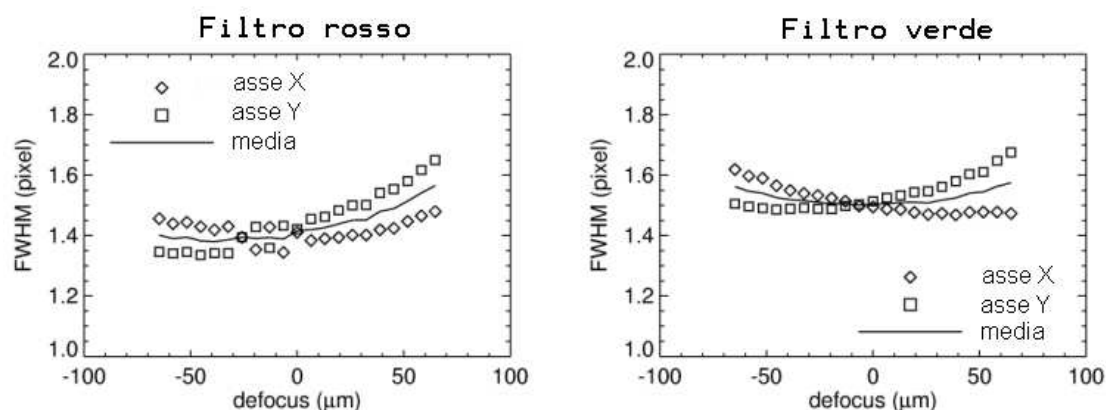


Figura 3.9: Misure della FWHM della PSF ottenuta in diverse immagini in funzione della variazione della posizione del fuoco rispetto a quella nominale. Sono rappresentati i valori per le due direzioni ortogonali x e y ed il valore medio delle due misure. I grafici sono relativi a due differenti filtri, il rosso (sinistra) ed il verde (destra).

fuoco.

Le misure effettuate hanno dimostrato che la camera mantiene abbastanza bene il fuoco per sorgenti poste tra l'infinito e 500 m, come si può vedere in figura 3.9, ove si rappresenta la variazione della PSF in funzione del fuori-fuoco (defocus) per due differenti filtri (rosso e verde). In figura è evidente che la camera ha il miglior fuoco nella posizione nominale e che, come previsto dalle simulazioni di *ray tracing*, compare una piccola quantità di astigmatismo (visibile nei differenti valori della FWHM in x ed y) quando il sistema va

Tabella 3.3: Valori della PSF ottenuta nella posizione centrale del CCD ed alle 4 estremità (ne si è misurata la FWHM in pixel).  $T_{wac}$  è la temperatura della struttura della camera e  $T_{ccd}$  quella del rivelatore al momento dell'acquisizione delle immagini.

Posizione sul CCD	$FWHM_X$ (px)	$FWHM_Y$ (px)	$T_{wac}$ ( $^{\circ}K$ )	$T_{ccd}$ ( $^{\circ}K$ )
centro	1.29	1.51	276	183
centro	1.28	1.51	275	183
centro	1.32	1.62	269	180
in alto a dx	1.87	1.48	275	183
in alto a dx	1.64	1.41	268	181
in alto a sx	1.94	1.38	273	184
in basso a dx	1.59	1.36	269	180
in basso a sx	1.96	1.39	269	180

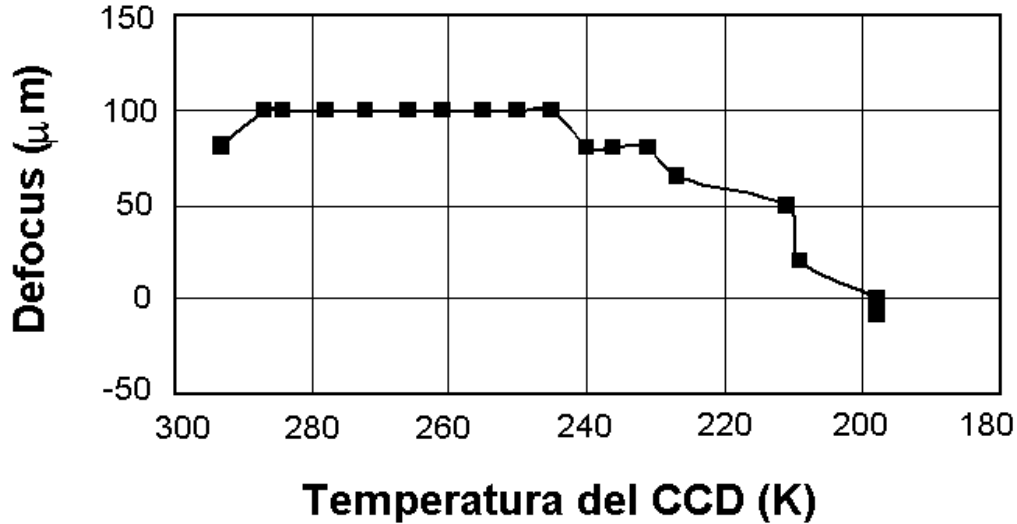


Figura 3.10: Spostamento del fuoco della WAC rispetto al piano focale del CCD in funzione della temperatura del rivelatore. Questo grafico deriva da misure acquisite durante la fase di raffreddamento del CCD all'interno della camera a vuoto del MPAE (la temperatura decresce da sinistra verso destra). Durante la fase di raffreddamento del CCD la temperatura della struttura della WAC è stata mantenuta entro i limiti operativi grazie all'uso dei riscaldatori interni. Il valore minore dello spostamento del fuoco si ha per la temperatura minima raggiunta (293 K), corrispondente alla temperatura nominale di lavoro del CCD.

fuori fuoco.

Ad ogni modo il sistema soddisfa i requisiti scientifici per quanto riguarda la capacità di messa a fuoco. Infatti una sorgente a 500 m di distanza corrisponde ad un defocus di  $40 \mu\text{m}$  lungo la direzione positiva nel grafico: per tale quantità di defocus è stata misurata una degradazione della PSF minore di  $1/10$  di pixel, il cui effetto sulla qualità dell'immagine è completamente trascurabile (Naletto *et al.*, 2002).

#### • Misure dello spostamento del fuoco in funzione della temperatura

Il modello matematico della WAC e l'analisi delle tolleranze ottiche dimostrano che variazioni di temperatura sia della struttura della WAC sia del CCD sono parametri critici per l'allineamento della camera. Per tale ragione sono stati installati una serie di riscaldatori all'interno della struttura della WAC per mantenere la temperatura della camera entro 280 e 290 °K.

Sono state effettuate differenti misure per testare le prestazioni della camera al variare

della temperatura. Si é verificato che il parametro maggiormente critico è la variazione della temperatura del CCD (Naletto *et al.*, 2002), come di può notare in figura 3.10, ove viene rappresentato lo spostamento del fuoco rispetto a variazioni della temperatura del CCD (in tale caso durante la fase di raffreddamento del rivelatore), mentre la temperatura della struttura è mantenuta entro i livelli operativi. È ben evidente una forte dipendenza della posizione del fuoco rispetto alla temperatura del CCD, come ci si aspetta, con il fuoco in posizione corretta per il valore operativo della temperatura del CCD, ovvero a 193 °K.



## Capitolo 4

# Descrizione generale dei corpi minori del Sistema Solare

### 4.1 Le comete

Le comete sono tra i corpi più interessanti e primordiali del Sistema Solare. Esse sono costituite da sostanze volatili, sotto forma di ghiacci di diversa composizione, e particelle di materiale refrattario. Il loro aspetto e la loro brillantezza variano molto con la distanza eliocentrica: distanti dal Sole hanno aspetto puntiforme dovuto al nucleo inattivo che riflette la luce solare; avvicinandosi al Sole hanno un aspetto diffuso dovuto allo sviluppo della chioma cometaria che contiene polveri e gas prodotti dalla sublimazione del materiale più volatile del nucleo per azione del calore solare. Oltre alla chioma, con l'avvicinarsi della cometa al Sole, la materia rilasciata dal nucleo va a formare generalmente due appendici dette code: la coda di plasma o di tipo I, dovuta alla interazione del vento solare con il plasma cometario, e la coda di polvere o di tipo II, dovuta all'azione della pressione di radiazione solare sulla polvere cometaria.

L'importanza nello studio delle comete risiede nel fatto che questi piccoli corpi sembrano essere i testimoni più incontaminati dei planetesimi primordiali, soprattutto in virtù della loro residenza prolungata a grandi distanze eliocentriche e della loro piccola massa. Pertanto esse sono una chiave fondamentale nella comprensione dei processi che hanno condotto alla formazione del Sistema Solare ed alla sua evoluzione.

Vediamo ora più in dettaglio alcune caratteristiche delle comete.

### 4.1.1 Distribuzione orbitale

Lo studio analitico delle orbite delle comete suggerì la possibilità di operare una prima classificazione di questi oggetti in base al valore del periodo orbitale, identificando due classi:

1. le comete a lungo periodo, caratterizzate da orbite con periodi superiori a 200 anni; questo è il gruppo più numeroso e contiene oltre l'80% delle comete con orbite conosciute; queste comete entrano nella zona planetaria del Sistema Solare con qualsiasi angolazione ed inclinazione casuale rispetto all'eclittica, hanno in genere eccentricità elevate ( $e > 0.9$ ) ed afelio compreso tra 100 e oltre 10000 UA; circa il 50% di esse è caratterizzato da rivoluzione retrograda.
2. le comete a corto periodo, con periodi inferiori a 200 anni; tra queste si distinguono quelle di tipo Halley, con periodo compreso tra 20 e 200 anni, e quelle della famiglia di Giove, con periodo inferiore ai 20 anni. Tali comete, rispetto a quelle a lungo periodo, hanno orbite caratterizzate da minor eccentricità, inclinazione casuale e moto solitamente progrado; in particolare, quelle della famiglia di Giove si muovono tutte in direzione prograda lungo l'orbita, hanno bassa inclinazione (mediamente  $i < 12^\circ$ , in genere inferiore a  $20-25^\circ$ ), bassa eccentricità (mediamente  $e \sim 0.6$ ) e periodo medio intorno ai 7 anni.

Da un punto di vista evolutivo le comete si possono classificare in base al numero di passaggi al perielio, cioè in base alla perdita di massa dovuta alla sublimazione della materia nucleare. Le comete a lungo periodo sono dette giovani o nuove perché hanno compiuto pochi passaggi al perielio (o al limite nessuno) e la loro massa è probabilmente cambiata molto poco dal momento della loro formazione. Queste comete saranno, dunque, anche le più brillanti perché possiedono una maggiore quantità di materiale volatile e quindi un tasso di emissione di gas più elevato.

Le comete a corto periodo, invece, per motivi esattamente opposti ai precedenti, sono denominate vecchie.

Relativamente alle caratteristiche dinamiche, le orbite delle comete sono delle coniche, generalmente delle ellissi di elevata eccentricità, talvolta delle parabole o iperboli con eccentricità poco superiore ad 1. Il moto orbitale di una cometa è influenzato dai pianeti e dalle cosiddette forze non gravitazionali per cui la sua traiettoria reale è spesso molto complessa e si modifica nel corso del tempo. Distinguiamo, allora, l'orbita originaria o

iniziale che la cometa segue a grande distanza prima di entrare nel sistema planetario interno e l'orbita osculatrice che la cometa segue nel tratto più interno, quando la si può osservare da Terra.

L'equazione del moto di una cometa si scrive come:

$$\frac{d^2\mathbf{r}}{dt^2} = -GM_{\odot}\frac{\mathbf{r}}{r^3} + \nabla R + \mathbf{F}_r + \mathbf{F}_t + \mathbf{F}_n \quad (4.1)$$

$r$  è il raggio vettore Sole-cometa nel sistema di riferimento eliocentrico,

$G$  è la costante gravitazionale,

$M_{\odot}$  è la massa solare,

$F_r, F_t, F_n$  sono le componenti radiale, tangenziale e normale all'orbita della cometa delle forze non gravitazionali,

$\nabla R$  è la forza che rappresenta la perturbazione gravitazionale da parte dei pianeti con il potenziale  $R$  dato da:

$$R = G\sum_i m_i \left( \frac{1}{d_i} - \frac{xx_i + yy_i + zz_i}{r_i^3} \right) \quad (4.2)$$

dove:

$m_i$  sono le masse dei pianeti perturbanti,

$d_i$  le distanze pianeta-cometa,

$r_i$  le distanze pianeta-Sole,

$(x, y, z)$  sono le coordinate eliocentriche della cometa,

$(x_i, y_i, z_i)$  sono le coordinate eliocentriche dei pianeti.

L'influenza dei pianeti sul moto delle comete si fa sentire soprattutto negli incontri ravvicinati. Per ogni pianeta è possibile definire una sfera di influenza o di attività di raggio  $R = m^{2/5}r$  dove  $m$  è la massa del pianeta in masse solari ed  $r$  è la distanza del pianeta dal Sole in UA. Per esempio, per la Terra  $R = 6.19 \cdot 10^{-3}$  UA, per Giove  $R = 0.322$  UA, per Marte  $R = 3.87 \cdot 10^{-3}$  UA.

Quasi tutte le comete periodiche sono poi perturbate dalle forze non gravitazionali che sono forze essenzialmente dovute all'emissione di gas dal nucleo, emissioni che avvengono spesso tramite getti o improvvise esplosioni. Infatti, se si considera il nucleo come una aggregazione di 'ghiacci sporchi' (Whipple, 1950), i gas di sublimazione dei ghiacci sotto forma di getti producono delle forze di reazione, come un effetto razzo, sul nucleo, modificando il suo periodo orbitale. L'espulsione di gas in quantità apprezzabile ha come conseguenza una reazione sul nucleo.

Delle tre componenti della forza non gravitazionale, quella normale è praticamente trascur-

rabile da un punto di vista dinamico; l'effetto della componente radiale, diretta in senso opposto al Sole, produce una semplice riduzione apparente della gravitazione solare; la componente tangenziale, diretta nello stesso senso del moto o in senso opposto a seconda che la rotazione del nucleo sia diretta (senso di rotazione e orbitale concordi) o retrograda rispettivamente, produce un aumento o diminuzione del periodo orbitale. Infatti se la rotazione è diretta la componente tangenziale produce un aumento della velocità orbitale, quindi un aumento del semiasse maggiore, una decelerazione secolare e, di conseguenza, un aumento del periodo di rivoluzione. Tuttavia queste variazioni non sono costanti, probabilmente a causa di una precessione dell'asse di spin del nucleo cometario.

Studi di laboratorio relativi alla possibilità di intrappolamento di gas durante la formazione di ghiaccio a temperature molto basse vengono utilizzati per simulare i meccanismi di formazione dei nuclei cometari a diverse distanze dal Sole. A tale proposito si è notato che la temperatura gioca un ruolo fondamentale sia per quanto riguarda la quantità totale dei gas sia per le relative proporzioni. Poichè la cattura di molecole di azoto è inefficiente, tutti i planetesimi formati all'interno di Nettuno sarebbero caratterizzati da carenza di azoto, somigliando in tal modo, per quanto riguarda i valori del rapporto C/N, ai pianeti interni.

Dall'analisi di questo rapporto, Owen & Bar-Nun (1995) traggono spunto per ipotizzare, in virtù del luogo d'origine, tre differenti tipologie cometarie:

- **TIPO I:** comete formatesi nella regione di Giove-Saturno, a temperature di circa 100°K; tali comete sarebbero fuggite dalla zona di origine; dal punto di vista chimico, esse sono caratterizzate da un rapporto C/N di  $20 \pm 10$ , dalla presenza di C, H, O, N e forse di composti dell'azoto (ammoniaca) e dalla mancanza di N<sub>2</sub>, CO, gas nobili e sostanze organiche volatili a causa della temperatura troppo elevata nella zona di formazione.
- **TIPO II:** tali comete si sarebbero originate nella regione di Urano-Nettuno, a temperature di circa 50°K e si troverebbero attualmente nella Nube di Oort; la composizione presenta piccole quantità di N<sub>2</sub>, CO, e gas nobili nonché di C, H, O, N; il rapporto C/N ha valore di  $20 \pm 10$ .
- **TIPO III:** comete formatesi nella regione transnettuniana, a temperature di circa 30°K; esse sono attualmente collocate nella fascia di Kuiper; sono caratterizzate da



un rapporto C/N di  $\sim 3$ , dalla presenza di C, H, O, N, nonché di N<sub>2</sub>, CO e gas nobili in proporzione solare.

#### 4.1.2 Origine delle comete

Dallo studio della dinamica di una ventina di comete di orbita nota, Oort ipotizzò nel 1950 che la sorgente delle comete a lungo periodo fosse una regione sferica del Sistema Solare esterno, chiamata appunto nube di Oort, localizzata intorno alle 40000 UA. Tale ipotesi si rivelò veritiera ed è confermata anche dalle più recenti osservazioni, dal momento che tutte le orbite delle comete a lungo periodo indicano una provenienza dalla Nube di Oort, il cui raggio viene oggi stimato in oltre 50.000 UA. Attualmente si distinguono nella Nube di Oort due differenti regioni chiamate rispettivamente Nube Esterna e Nube Interna. La Nube Esterna è approssimativamente di forma sferica e si estende a partire all'incirca da 20000 UA: la sua popolazione è stimata in  $2 \times 10^{12}$  oggetti, circa il 40% della popolazione originaria.

La Nube Interna si stima contenga  $2 \times 10^{12}$ - $10^{13}$  comete; la sua localizzazione è tra 3000 e 20000 UA e, a differenza di quella Esterna, non avrebbe una forma sferica, ma più schiacciata, a forma di toro.

Secondo Cameron (1976) le comete si sarebbero formate direttamente nella Nube di Oort; a grandi distanze dal Sole, infatti, il gas in via di collasso della nebulosa solare primordiale non avrebbe avuto la densità sufficiente da permettere una aggregazione in corpi piuttosto grandi, e quindi tale aggregazione si sarebbe arrestata dando origine ai nuclei cometari. Lo stesso Cameron, però, suggerì poi un possibile meccanismo alternativo: esso prevede che la nebulosa iniziale fosse frazionata, vale a dire costituita da un frammento centrale più grande (che avrebbe dato poi origine al Sole e al disco protoplanetario) e da frammenti di dimensioni minori (che avrebbero in tal modo originato delle nebulose cometarie) orbitanti attorno ad esso, dalle quali, per fenomeni perturbativi, sarebbero state estratte le comete.

Un'altra ipotesi (Fernandez & Ip, 1983) lega la formazione della Nube di Oort all'aggregazione più lenta di Urano e Nettuno rispetto agli altri pianeti. Nella zona di formazione di questi pianeti vi era una elevata disponibilità di planetesimi ed il meccanismo di aggregazione era caratterizzato da una bassa efficienza a causa dell'assenza di gas. Questi due fattori avrebbero fatto sì che i planetesimi potessero risentire degli effetti gravitazionali di Urano e Nettuno a tal punto da essere lanciati su orbite già paragonabili a quelle dei corpi

costituenti la Nube di Oort.

Le comete a lungo periodo sono osservabili dal momento che esse, periodicamente, vengono proiettate dalla nube di Oort verso il Sistema Solare interno a causa di effetti perturbativi quali il passaggio di una stella nelle vicinanze della nube di Oort (evento che si verifica con frequenza tipica di alcuni milioni di anni) e la marea galattica. Il moto del Sole nella Galassia, infatti, è caratterizzato anche da una componente verticale attraverso il disco: nel tempo in cui il Sole effettua una rotazione completa intorno al centro galattico (nel periodo di circa  $3 \times 10^8$  anni) esso compie quattro o cinque oscillazioni sopra e sotto il piano galattico, e questi passaggi, con una periodicità di circa 30 milioni di anni, portano una leggera perturbazione nella Nube.

Questo disturbo della situazione dinamica delle comete può avere conseguenze tra loro opposte: o la cometa viene spostata su un'orbita iperbolica, dunque viene slegata gravitazionalmente dal Sole ed espulsa dal Sistema Solare, oppure viene sospinta verso la zona dei pianeti dove potrà di nuovo subire profonde modifiche orbitali.

Relativamente alla comete a corto periodo, diverse prove fanno supporre che esse derivino dalla fascia di Kuiper, localizzata oltre l'orbita di Nettuno. L'esistenza di tale regione venne ipotizzata anch'essa verso il 1950, prima da Edgeworth (1949), poi teorizzata da Kuiper (1951), da cui prese appunto il nome. Tale regione conterrebbe infatti dei planetesimi primordiali che non riuscirono a condensare in grossi corpi e che darebbero origine alle comete a corto periodo. Limiti pratici legati alla difficoltà tecnica di osservare piccoli corpi a tali distanze eliocentriche hanno fatto sì che si dovesse aspettare il 1992 per la scoperta di un primo oggetto appartenente alla fascia di Kuiper (1992 QB1, Jewitt & Luu, 1992). Attualmente, come vedremo in seguito, sono stati scoperti oltre 500 oggetti della fascia di Kuiper, detti anche transnettuniani.

La Fascia di Kuiper viene attualmente localizzata oltre l'orbita di Nettuno (il limite esterno della fascia non è ben determinato, sinora sono stati scoperti oggetti con perielio sino a 1500 UA). La popolazione caratteristica della Kuiper Belt sarebbe costituita sia da oggetti molto piccoli (raggio di pochi km) che da corpi di dimensioni maggiori (50-200 km). Un approccio statistico basato sulle scoperte effettuate finora conduce ad ipotizzare, nella regione compresa tra 30 e 50 UA, l'esistenza di una popolazione di  $\sim 3.5 \times 10^4$  oggetti con raggio compreso tra 50 e 200 km e di una popolazione cometaria (oggetti con raggio di 1-6 km) di  $10^{10}$  elementi (Stern, 1995).

Diverse ragioni fanno ipotizzare che la fascia di Kuiper possa essere la sorgente delle comete

a corto periodo (Irwin *et al.*, 1995):

1. La bassa inclinazione delle comete a corto periodo implica che esse derivino da una distribuzione appiattita; quindi esse potrebbero derivare dalla nube di Oort oppure, in alternativa, dalla fascia di Kuiper (Duncan *et al.*, 1988; Quinn *et al.*, 1990).
2. Molte orbite nelle vicinanze della fascia di Kuiper arrivano ad incrociare l'orbita di Nettuno in tempi dell'ordine del milione d'anni (Levison & Duncan, 1993) e circa il 20% evolve in orbite simili a quelle delle comete della famiglia di Giove.
3. I Centauri orbitanti tra Giove e Nettuno hanno tempi di vita molto minori dell'età del Sistema Solare e quindi devono essere riforniti da una qualche regione, molto probabilmente dai Transnettuniani.

L'importanza della scoperta dei transnettuniani (Cochran *et al.*, 1995), risiede nel fatto che è la prima volta che oggetti delle dimensioni delle comete a corto periodo vengono individuati nella loro zona di origine.

Da quanto detto appare evidente come, allo stato attuale, sia ormai considerata certa l'esistenza di un disco di materia nella periferia della zona planetaria, proprio come suggerito da Edgeworth e Kuiper negli anni '50.

### 4.1.3 Morfologia e proprietà fisiche

Abbiamo già accennato al fatto che una cometa è sostanzialmente composta da un nucleo, costituito da un agglomerato di ghiacci e polveri la cui struttura interna ci è ancora sconosciuta, orbitante intorno al Sole; l'innalzamento della temperatura incontrato nel moto di avvicinamento al perielio provoca l'evaporazione dei ghiacci e la conseguente espulsione dal nucleo di materiale volatile e polvere che va a costituire la chioma (Fig 4.1). L'interazione di questa struttura con il campo magnetico interplanetario, con il vento e la pressione di radiazione solare origina due scie visibili denominate code. Vediamo ora più in dettaglio questi elementi caratteristici delle comete.

#### **Nucleo**

Ciò che stupisce maggiormente quando si affronta l'analisi di un nucleo cometario è l'impossibilità di una sua osservazione diretta da Terra. Infatti, a grandi distanze eliocentriche, quando la cometa è inattiva e non presenta chioma, il nucleo ha magnitudini visuali praticamente inaccessibili anche coi più grandi telescopi, e non risulta praticamente osservabile,

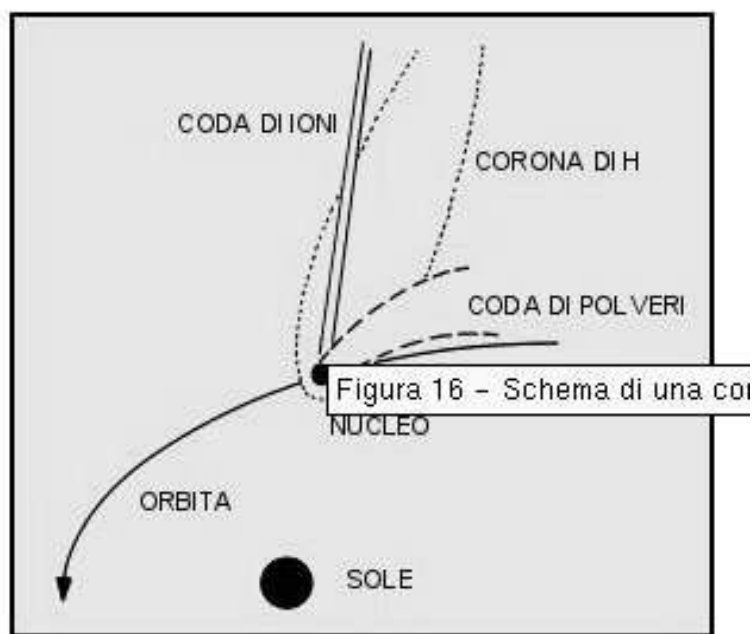


Figura 4.1: Rappresentazione della struttura cometaria.

Quando invece la cometa si avvicina al Sole e diventa più brillante e quindi osservabile, il nucleo è completamente avvolto e nascosto dalla chioma che esso stesso ha originato.

Allo stato attuale le principali informazioni dirette su un nucleo cometario sono state derivate dall'incontro della missione Giotto con la cometa Halley, nel 1986 (Fig 4.2) e, proprio per le difficoltà osservative da Terra, risulta evidente l'importanza delle missioni spaziali, quale Rosetta, per l'indagine dei nuclei cometari.

Le dimensioni attualmente stimate per i nuclei cometari vanno da alcune centinaia di metri a poche decine di km: l'analisi ravvicinata compiuta dalla sonda Giotto del nucleo della Halley nel marzo 1986 ha reso possibile determinarne le misure in  $15 \times 7.2 \times 7.2$  km evidenziando anche una forma fortemente irregolare (Fig. 4.3).

La localizzazione del massimo di attività nel nucleo della Halley (rilevato sia dalla Giotto che dalle sonde Vega) proprio agli estremi dell'ellissoide consente di escludere che la forma irregolare del nucleo possa dipendere da un meccanismo di sublimazione preferenziale in certe zone. È pertanto preferibile ipotizzare che la cometa sia nata già di forma irregolare come un agglomerato di frammenti (Keller e Thomas, 1989).

Inizialmente, fino al 1950, si pensava che il nucleo cometario fosse costituito da un aggregato di piccole particelle solide senza coesione gravitanti attorno al Sole su orbite



Figura 4.2: Immagini della cometa Halley ottenute dalla sonda Giotto nel 13 marzo 1986, nel suo avvicinarsi alla cometa.

molto simili che si incontrano in vicinanza del perielio. In occasione di questi incroci, una certa frazione di particelle entra in collisione, si polverizza ed emette gas formando una concentrazione nucleare benché non vi sia un corpo solido al centro. Dal momento però che tale modello non rendeva conto di molte prove osservative, quali la durata di vita delle comete e le quantità di gas liberate, venne ben presto abbandonato.

Attualmente il modello accettato dalla comunità scientifica è quello di Whipple (1950), successivamente esteso da Delsemme (Delsemme, 1985), secondo cui il nucleo risulta essere un singolo conglomerato di ghiacci e di materiale refrattario, cioè un corpo di forma irregolare costituito essenzialmente da ghiaccio d'acqua, di metano, di ammoniaca, di biossido di carbonio mescolati con particelle solide refrattarie (Brandt, 1999).

Una ulteriore importante informazione ottenuta dal fly-by della Giotto è la localiz-

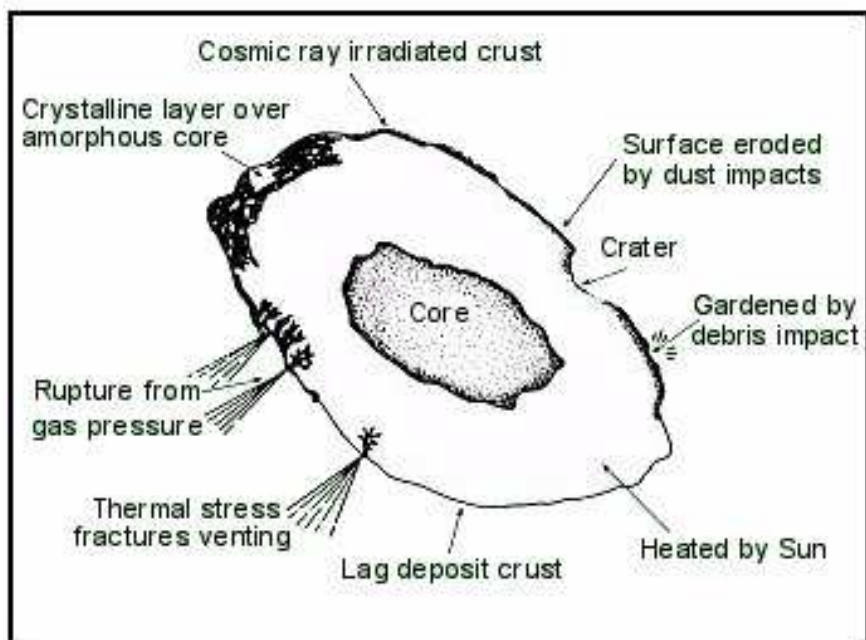


Figura 4.3: Rappresentazione di un nucleo cometario: si possono notare, in particolare, alcuni processi che ne hanno modificato la morfologia originaria, in particolare le fratture che lasciano fuoriuscire i gas e le polveri destinate ad alimentare chioma e coda cometaria.

zazione delle zone di sublimazione dei gas: queste appaiono ben delimitate localmente e corrispondono ad una superficie attiva valutabile in circa il 10% della superficie nucleare (Stooke & Abergel, 1991).

Le modeste dimensioni dei nuclei cometari trovano conferma anche da osservazioni radar come nel caso delle rilevazioni (NASA-JPL) effettuate sulla cometa Hyakutake dalle quali è risultato un nucleo di soli 1-3 km, il che fa supporre, data l'intensa attività manifestata, che la porzione di superficie nucleare attiva fosse ben superiore al 10% rilevato per la Halley (Cremonese, 1996).

Differente, invece, è il caso della Hale-Bopp per la quale, ipotizzando una frazione del 10-20% della superficie quale zona attiva, si è giunti a stimare un nucleo di 20-40 km, misura confermata sia dall'analisi dell'intensità della radiazione termica emessa dal nucleo, sia da immagini infrarosse riprese dal satellite europeo ISO, sia, infine, dall'analisi del profilo di luminosità della chioma (Weaver & Lamy, 1997; Fernandez *et al.*, 1999; Muller *et al.*, 2002).

Ad ogni passaggio al perielio, i nuclei cometari vanno progressivamente depauperandosi

delle sostanze volatili che generano la chioma, sino, in alcuni casi, a diventare completamente inattive se si esaurisce completamente la riserva di materiale volatile. In tale situazione, si viene a formare sul nucleo cometario una sorta di crosta di materiale refrattario che impedisce progressivamente la sublimazione dei ghiacci e fa sì che l'aspetto del nucleo sia simile a quello di un asteroide, rendendone praticamente impossibile la discriminazione (Wetherill & Shoemaker, 1982).

### Chioma

La chioma cometaria, ovvero la struttura caratteristica che ha dato il nome alle comete, è una nube di gas e polveri liberati per sublimazione dalla superficie del nucleo. La chioma ha forma sferica ed è molto estesa rispetto alle dimensioni del nucleo, arrivando sino a circa  $10^5$  km di distanza da esso. Tuttavia, nonostante le ragguardevoli dimensioni, essa è molto rarefatta e la massa della cometa resta concentrata essenzialmente nel nucleo.

La dimensione della chioma varia in funzione di due meccanismi contrastanti: all'avvicinarsi al Sole, l'innalzamento della temperatura aumenta la sublimazione di ghiacci e polveri del nucleo e quindi le dimensioni della chioma, limitate tuttavia dalla maggior pressione di radiazione solare.

La chioma di una cometa è formata da tre regioni (Festou *et al.*, 1993): procedendo dal nucleo verso l'esterno incontriamo un primo ridotto involucro chiamato chioma interna (o chioma molecolare) che è la zona di produzione chimica e molecolare, ha simmetria sferica ed è poco estesa, tipicamente con un raggio di circa  $10^4$  km; successivamente la chioma intermedia (o chioma dei radicali) ovvero la regione di espansione delle specie prodotte, la cui estensione è determinata dalla velocità e dal tempo di vita delle particelle, in media poco più di  $10^5$  km di raggio; infine un enorme guscio chiamato chioma di idrogeno o atomica, che rappresenta la zona di distruzione per ionizzazione e scambio di carica con il vento solare ed è osservabile nell'ultravioletto (può estendersi anche sino a  $10^7$  km). La struttura e le dimensioni tipiche di una chioma sono schematicamente indicate nella figura 4.4.

La brillantezza della chioma cometaria è dovuta sia alla luce solare diffusa dai grani di polvere, sia a un processo di fluorescenza della componente gassosa.

Fin dalle prime osservazioni spettroscopiche risultò che la chioma è costituita da composti del carbonio, dell'idrogeno, dell'ossigeno e dell'azoto. Nelle chiome di comete che si portano molto vicino al Sole sono state inoltre rilevate le righe di emissione di metalli allo stato

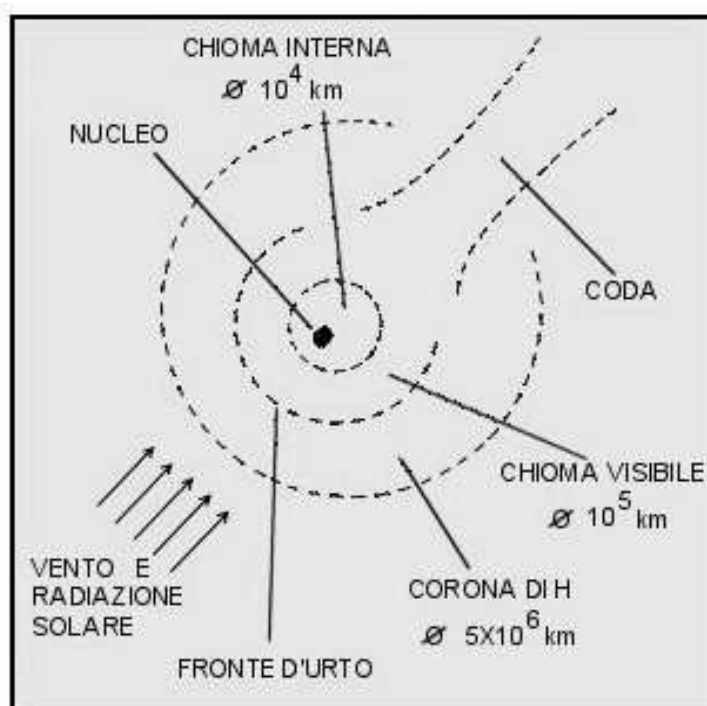


Figura 4.4: Struttura e dimensioni tipiche di una chioma cometaria.

atomico quali Na, K, Mn, Cu, Fe, Co e Ni, provenienti certamente dalla vaporizzazione del materiale del nucleo (Festou *et al.*, 1993).

Le specie osservate nella chioma cometaria sono frammenti molecolari (detti molecole-figlie, tipo CS, OH, NH) che provengono dalla dissociazione di molecole più complesse costituenti il nucleo (dette molecole-madri, tipo ghiaccio d'acqua, di anidride carbonica, di azoto). L'impossibilità di osservare direttamente il nucleo da Terra rende comunque problematica la ricostruzione della natura e dell'abbondanza delle molecole madri e quindi la composizione dello stesso a partire dalle specie osservate nella chioma. Il problema è inoltre complicato dal fatto che le molecole-figlie, dopo essere state dissociate e fotoionizzate, possono reagire con gli ioni presenti a causa delle collisioni (che dominano sino a circa 10000 Km attorno al nucleo) e formare nuove specie.

Il meccanismo principale di produzione delle specie osservate (CN, NH, CH, C<sub>2</sub>, C<sub>3</sub>, OH, ecc.) nelle comete è la fotodissociazione e fotoionizzazione delle molecole-madri sotto l'azione dell'irraggiamento solare dando così origine alle molecole-figlie, che a loro volta finiscono per essere fotodissociate e fotoionizzate (Festou *et al.*, 1993, Crovisier, 1994). All'espansione generale del gas si sovrappone, dunque, da una parte una zona di produzione



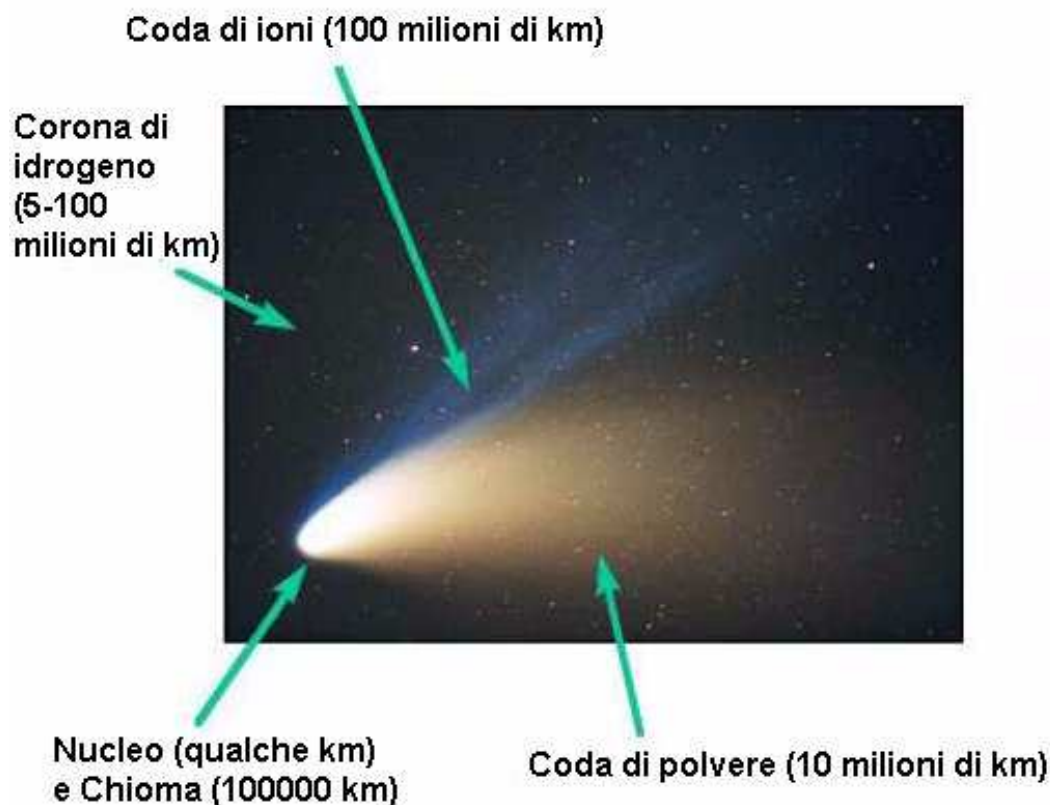


Figura 4.5: Struttura generale di una cometa a circa 1 UA di distanza dal Sole. La cometa rappresentata è la Hale-Bopp.

e dall'altra una zona di distruzione dei radicali osservati.

### Coda

La coda cometaria è una scia luminosa molto spettacolare che in corrispondenza di forte attività cometaria arriva ad estendersi sino a  $10^6$ - $10^8$  km (Festou *et al.*, 1993; Brandt, 1999). La coda cometaria generalmente si divide in due componenti diverse (Fig 4.5):

- La coda di plasma o di ioni o di tipo I, dovuta all'interazione del vento solare con la ionosfera cometaria. La sua osservabilità dipende dal tasso di produzione gassosa, in particolare dall'abbondanza di CO. La coda di plasma ha aspetto bluastro, è rettilinea e sempre orientata lungo la congiungente Sole-cometa, per effetto del vento solare (fondamentalmente composto da protoni ed elettroni emessi dal Sole con una velocità di 500 km/s). Nella coda di plasma a volte si osservano anche repentine di-

sconnessioni e successivi ricongiungimenti della struttura, attribuiti a disomogeneità nel vento solare: infatti, essendo costituito da nubi disomogenee di cariche elettriche in moto, esso genera campi magnetici rapidamente variabili nel tempo che si muovono lungo traiettorie non sempre lineari rispetto a quelle delle particelle costituenti le code.

- La coda di polvere o di tipo II, originata dalla pressione di radiazione solare sulle particelle di polvere della chioma. L'osservabilità di questa componente dipende dalla distribuzione delle dimensioni delle particelle e risente in modo maggiore, rispetto alla coda di plasma, della distanza eliocentrica.

La coda di polvere ha aspetto biancastro e forma leggermente arcuata, dovuta all'azione di tre componenti: la velocità della cometa nel suo moto orbitale, la forza gravitazionale (attrattiva) che si esercita sui granuli di polvere e la pressione di radiazione (repulsiva). Il rapporto tra le ultime due componenti rimane praticamente costante, a parità di dimensioni delle particelle, a qualunque distanza dal Sole poichè entrambe variano con l'inverso del quadrato della distanza; non è costante, invece, la velocità della cometa nella sua orbita, per la quale vale la terza legge di Keplero, che prevede un progressivo aumento della velocità avvicinandosi al perielio. Questo comporta essenzialmente sia un aumento delle dimensioni della coda di polveri, sia la maggiore evidenza del fenomeno della curvatura.

Oltre a queste due code classiche, in occasione del passaggio della Hyakutake, nel 1997, sono state osservate altre due componenti: una terza coda formata da ioni pesanti (rilevata dalla sonda SOHO), ed una coda costituita da atomi di sodio neutro, lunga 50 milioni di km e larga 500000 km separata angolarmente dalle altre 2 code e distinta rispetto a quella di plasma (Cremonese *et al.*, 1997).

## 4.2 Gli asteroidi

Gli asteroidi sono dei piccoli oggetti del Sistema Solare composti prevalentemente da materiali rocciosi non volatili quali silicati (feldspati, olivina, pirossene) e composti organici (kerogene, porfirine, toline). Fino ad ora sono stati scoperti oltre 70000 asteroidi, dei quali oltre 30.000 hanno orbite ben definite e sono stati numerati. La maggior parte degli asteroidi è localizzata tra 2.2 e 3.3 UA, nella fascia principale (*main belt*), la restante parte si situa per lo più tra 1.52 e 5.2 UA, ovvero nella zona di transizione tra i pianeti terrestri

di tipo roccioso ed i pianeti giganti gassosi, ove le perturbazioni indotte dal pianeta Giove in formazione impedirono la condensazione dei planetesimi presenti in un unico pianeta. Circa un quarto degli asteroidi si concentra nella fascia principale; qui la distribuzione di oggetti non è uniforme ma esistono delle zone di maggior concentrazione ed altre completamente prive di oggetti, dette lacune di Kirkwood, in corrispondenza delle risonanze secolari ed orbitali con Giove. Si distinguono inoltre delle famiglie di asteroidi, ovvero gruppi di oggetti che hanno uguale origine genetica, cioè una composizione consistente con la derivazione da un unico corpo genitore, e che costituiscono dei raggruppamenti di oggetti nello spazio delle fasi degli elementi propri (semiasse maggiore, eccentricità ed inclinazione). Esistono inoltre, al di fuori della fascia principale, vari gruppi discreti come i Near Earth Asteroids (NEA), con orbite che si avvicinano a quella terrestre; i Troiani, situati nei due punti lagrangiani di Giove L4 e L5, in corrispondenza della risonanza 1:1; i Centauri, oggetti posti tra l'orbita di Giove e Nettuno, scoperti a partire dalla metà degli anni novanta (sino ad ora ne si conoscono oltre 120), che sembrano essere corpi minori in transizione dalla Kuiper Belt verso le regioni interne del Sistema Solare; i Transnettuniani, posti oltre l'orbita di Nettuno, anch'essi di recente scoperta (survey dedicate hanno incrementato esponenzialmente il numero di transnettuniani scoperti, attualmente siamo intorno ai 600 oggetti) che sembrano essere la sorgente delle comete a corto periodo.

Gli asteroidi, assieme alle comete, possono essere considerati i fossili del Sistema Solare dal momento che la maggior parte di essi sembra aver subito una modesta evoluzione geologica, termica ed orbitale. Il loro studio è quindi molto importante sia per risalire alle condizioni presenti durante la formazione del Sistema Solare sia perché essi rappresentano la principale sorgente di meteoriti. La scoperta del primo asteroide risale al 1801, quando, a Palermo, l'abate Piazzi osservò Cerere. Tale scoperta fu la culminazione di una campagna di ricerca avviata verso la fine del diciottesimo secolo del "pianeta mancante" tra Marte e Giove, la cui esistenza, ipotizzata già da Keplero ("Inter Jovem et Martem interposui planetam", Kepler, 1596), era prevista dalla legge di Titius-Bode. Infatti tale legge, secondo la quale i semiassi maggiori  $r$  delle orbite planetarie seguono la progressione geometrica

$$r = 0.4 + 0.3 \times 2^n \quad (4.3)$$

(con  $n = -\infty$  per Mercurio,  $n = 0$  per Venere,  $n = 1$  per la Terra,  $n = 2$  per Marte e così via), prevede l'esistenza di un pianeta a 2.7 UA, corrispondente ad  $n = 3$ .

Cerere, dapprima scambiato per una cometa, venne riosservato il 7 Dicembre 1801

grazie alle effemeridi fornite da Gauss, che ne aveva risolto l'orbita. L'entusiasmo iniziale da parte di tutta la comunità scientifica si affievolì con la successiva scoperta di altri asteroidi (così tali oggetti vennero chiamati da Herschel nel 1802) e la deduzione che Cerere era soltanto uno tra le migliaia di oggetti osservabili tra Marte e Giove.

#### 4.2.1 Origine ed evoluzione

Sono due le principali teorie relative alla formazione degli asteroidi: la distruzione di un pianeta genitore e l'accrezione planetesimale (Wetherill, 1989). La prima riguarda l'esistenza di un pianeta genitore, orbitante tra Marte e Giove, disintegratosi in modo catastrofico ed i cui frammenti costituirebbero l'attuale fascia asteroidale. Tale ipotesi, formulata agli inizi dell'ottocento da Olbers in seguito alla scoperta di Cerere, Pallade, Giunone e Vesta, venne inizialmente accettata in modo unanime nel mondo scientifico, sia perché concordava con la cosmogonia di Kant-Laplace, allora imperante, secondo cui i pianeti si formano direttamente dalla nebulosa solare, sia perché rendeva conto del "pianeta mancante" tra Marte e Giove, salvando così la validità generale della legge di Titius-Bode. Ma le numerose successive scoperte di nuovi oggetti e la verifica della loro eterogeneità composizionale fecero capire che gli asteroidi non potevano essere i frammenti di un pianeta disintegratosi.

Oggi la teoria comunemente accettata è quella di accrezione planetesimale, che spiega l'origine dei corpi del Sistema Solare tramite processi di accumulazione di particelle solide dette *planetesimi*. Secondo tale teoria il Sistema Solare sarebbe il risultato di una serie di eventi che originarono dal collasso di una nube interstellare di gas e polveri gravitazionalmente instabile con conseguente formazione della nebulosa solare. Per la conservazione del momento angolare, tale nebulosa assunse la forma di un disco schiacciato con un rigonfiamento centrale più denso, ove si formò il Sole, mentre sul piano mediano grani di polvere e ghiacci condensarono in planetesimi. Nella zona più vicina al Sole i planetesimi presenti, di tipo roccioso e poveri in volatili, si accumularono in corpi di dimensioni via via maggiori sino a formare i pianeti terrestri, mentre quelli nella zona più esterna del Sistema Solare, più ricchi in volatili sotto forma di ghiacci, originarono i pianeti gassosi giganti (Gaffey *et al.*, 1993).

Quindi gli asteroidi potrebbero rappresentare i resti di un gruppo di planetesimi la cui accrezione in un pianeta fu interrotta in uno stadio intermedio per effetto delle perturbazioni di Giove (Safronov, 1979; Wetherill, 1989).

Una caratteristica della fascia asteroidale è la bassa densità di massa rispetto al resto del Sistema Solare. Se tutti gli asteroidi fossero incorporati in un unico oggetto sferico, questo avrebbe un diametro di soli 1400 Km, meno della metà della grandezza della Luna. Probabilmente la fascia asteroidale conteneva inizialmente molta più massa di quella attualmente presente e si ritiene che essa sia stata in parte rimossa da perturbazioni gravitazionali e da processi collisionali. Tali eventi infatti possono aver aumentato le inclinazioni, le eccentricità e le velocità di impatto tra planetesimi al punto tale da troncare il processo di accumulazione ed avviare quello inverso di frammentazione per collisioni, trasformando alcuni oggetti in frammenti di piccole dimensioni e grani di polvere. Forze non gravitazionali avrebbero spazzato via dalla zona di formazione tale polvere, sospinta in parte verso l'interno del Sistema Solare a causa delle forze di attrito col mezzo interplanetario e dell'effetto *Poynting-Robertson* ed in parte verso Giove, per azione della pressione di radiazione e dell'effetto *Yarkovsky-Peterson* (Bell *et al.*, 1989).

Ci sono molte prove a favore di una estesa evoluzione collisionale degli asteroidi: l'irregolarità delle forme, la distribuzione di massa, la direzione dell'asse di rotazione, la craterizzazione e la notevole varietà di caratteristiche fotometriche e spettrali. Gran parte degli asteroidi sembra aver subito collisioni in grado di superare la forza di coesione del materiale (Farinella *et al.*, 1982); tali eventi tuttavia non sempre hanno portato alla completa distruzione dell'oggetto. Infatti i frammenti più grandi, a seconda della geometria e dell'energia di collisione, possono sopravvivere alla rottura, come dimostrato da esperimenti di laboratorio (Fujiwara *et al.*, 1989). Inoltre negli oggetti che superano una dimensione dell'ordine dei 100 Km l'autogravitazione può causare un riaccumulo dei frammenti (Lagerkvist & Barucci, 1992).

L'evoluzione della zona asteroidale si può sintetizzare in tre stadi:

1. Una fase iniziale caratterizzata dalla crescita di planetesimi senza perturbazioni esterne.
2. Uno stadio intermedio caratterizzato da perturbazioni esterne che spazzarono via una parte dei planetesimi ed aumentarono la velocità dei rimanenti, interrompendone il processo di accumulazione (fatta eccezione forse per gli oggetti più grandi).
3. Una evoluzione finale caratterizzata da eventi collisionali distruttivi, dalla formazione delle famiglie e dalla rimozione degli asteroidi dalle zone di risonanza.

La fascia asteroidale rappresenta ora la zona di transizione tra i pianeti terrestri, di composizione rocciosa, e quelli giganti, di tipo gassoso. Inoltre lo studio della composizione asteroidale rivela un passaggio da oggetti di tipo silicatico, di elevata albedo (compresa tra 0.10-0.40), concentrati nella parte più interna della fascia principale, a corpi di tipo carbonaceo, di bassa albedo ( $< 0.10$ ), dominanti nella parte più esterna (Jones *et al.*, 1990).

Tale transizione nella composizione chimica degli asteroidi rispecchia le differenze nella storia termica del materiale della fascia asteroidale prima e durante la sua formazione, e quindi dà importanti indicazioni sull'evoluzione termica della nebulosa primordiale in quella regione. Infatti il numero di asteroidi che hanno sperimentato processi di riscaldamento diminuisce con la distanza eliocentrica, rivelando la presenza di un gradiente termico che si può spiegare con due tipi di processi, entrambi transitori e capitati nei primi stadi di formazione del Sistema Solare: il decadimento di un radionuclide a vita breve (molto probabilmente il  $^{26}Al$ ) o il riscaldamento per induzione magnetica durante la fase T-Tauri del Sole (Gaffey *et al.*, 1993). I processi collisionali inoltre avrebbero contribuito al mescolamento e alla fusione dei materiali sulle superfici asteroidali.

## 4.2.2 Dinamica delle orbite

### Fascia principale e famiglie

Come già detto, la maggior parte degli asteroidi conosciuti si concentra nella fascia principale, tra 2.2 e 3.3 UA. Dalla figura 4.6 risulta evidente che la distribuzione degli asteroidi in funzione della distanza eliocentrica non è affatto omogenea. Vi sono zone di maggior concentrazione ed altre completamente prive di oggetti dette lacune di Kirkwood.

Esistono poi le famiglie di asteroidi che sono dei raggruppamenti di oggetti nello spazio delle fasi degli elementi propri (sono gli elementi orbitali epurati dai principali effetti perturbativi): semiasse maggiore  $a'$ , eccentricità  $e'$  ed inclinazione  $i'$ . Fu Hirayama nel 1918 il primo ad accorgersi di tali associazioni dinamiche di oggetti in orbite simili. Egli le chiamò famiglie credendole il risultato della distruzione di un corpo genitore. Lo studio delle famiglie e la loro stessa classificazione ha presentato inizialmente molti problemi. Infatti il numero di famiglie può variare a seconda dei criteri di scelta utilizzati: per esempio, le due classificazioni presentate rispettivamente da Kozai (1979) e da Williams (1979) sono

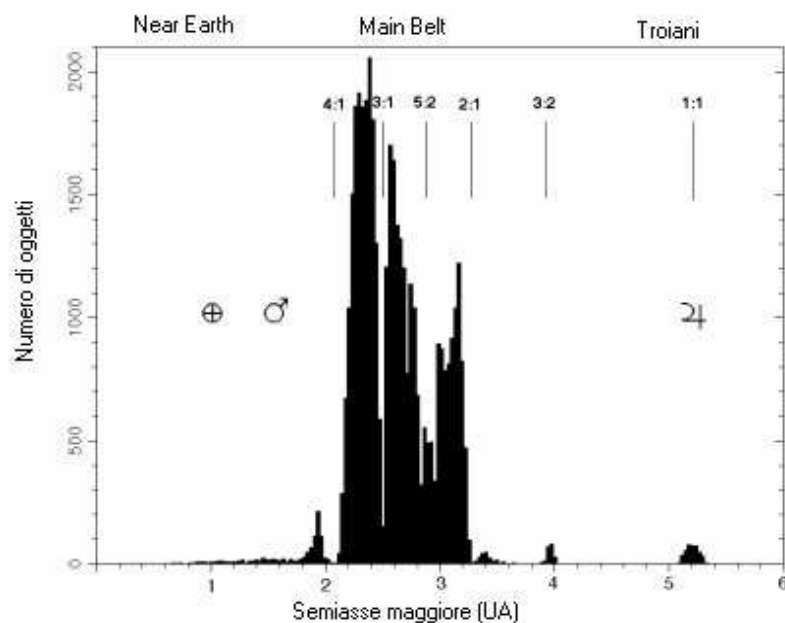


Figura 4.6: Numero di asteroidi in funzione della distribuzione eliocentrica dei semiassi maggiori degli oggetti numerati (aggiornata al settembre 2002; dati del Minor Planet Center). Sono indicate le posizioni delle principali risonanze con Giove.

profondamente differenti<sup>1</sup>.

L'ipotesi attualmente più accreditata è che una famiglia di asteroidi sia costituita da un gruppo di oggetti che si distinguono dallo sfondo (nello spazio degli elementi propri) per il fatto di avere elementi propri  $a'$ ,  $e'$ , ed  $i'$  molto simili nonché una uguale origine genetica. Con quest'ultima affermazione si intende che gli oggetti di una famiglia devono avere una composizione consistente con la derivazione da un unico corpo genitore, distrutto presumibilmente da processi collisionali (Chapman *et al.*, 1989). L'uguale origine genetica distingue le famiglie dai gruppi di asteroidi. Questi ultimi sono costituiti da oggetti che possono essere eterogenei tra loro, ma che occupano le stesse posizioni nello spazio degli elementi propri perché limitati nell'estensione dalle risonanze con Giove (Zappalà *et al.*, 1990; 1995).

Lo studio delle famiglie asteroidali risulta importante per due motivi (Zappalà *et al.*, 1990):

<sup>1</sup>Kozai ha identificato 72 famiglie sulla base del raggruppamento di asteroidi nello spazio degli elementi: semiasse maggiore  $a$ , minimo valore dell'inclinazione  $i_m$  e  $\Theta$ , con  $\Theta = \cos i \sqrt{1 - e^2}$ , ove l'inclinazione è riferita al piano orbitale di Giove; Williams ha identificato 104 famiglie utilizzando una funzione di distribuzione dipendente da  $a$  (semiassa maggiore) e da  $\sin i'$  ( $i'$ =inclinazione corretta dagli effetti perturbativi).

1. Permette di analizzare i processi collisionali che hanno colpito, in modo più o meno ampio, tutti gli asteroidi e di risalire alle proprietà primordiali di tali oggetti.  
Da tale studio si possono dedurre direttamente informazioni relative alla partizione dell'energia collisionale in cinetica e rotazionale, ai modi di frammentazione ed alla distribuzione delle dimensioni dei frammenti; si possono inoltre estendere le analisi di processi collisionali catastrofici su una scala più vasta di quella di laboratorio.
2. Offre la possibilità di osservare direttamente l'interno di un pianeta. Infatti le famiglie potrebbero rappresentare i resti della distruzione di corpi genitori di dimensioni dell'ordine delle centinaia di chilometri e quindi ci permettono di risalire alla storia termica e alle strutture composizionali interne (nucleo, mantello e crosta) di tali oggetti.

Gli studi fisici delle famiglie fanno emergere alcuni problemi. Per esempio le famiglie più popolose sembrano avere composizione omogenea e sono ben distinte dallo sfondo asteroidale nello spazio degli elementi propri (Gradie *et al.*, 1979; Chapman *et al.*, 1989; Bell *et al.*, 1989), mentre è difficile trovare una connessione fisica e geochimica per le famiglie più piccole. Infatti queste ultime comprendono asteroidi di differenti tipi tassonomici e con composizione chimica molto eterogenea, non riconducibile ad una comune origine da un unico corpo genitore. Dallo studio dinamico e dalla interpretazione mineralogica delle varie classi di oggetti, Bell *et al.* (1989) dedussero che esistono solamente cinque famiglie ben distinte e costituite da asteroidi geneticamente correlati: Eos, Koronis, Themis, Flora e Nysa/Hertha. In figura 4.7 (Zappalà *et al.*, 1990), vengono rappresentate le tre principali famiglie di Hirayama, facilmente distinguibili nello spazio  $\sin i$  rispetto al semiasse maggiore.

Recenti studi e differenti modalità di raggruppamento di oggetti hanno incrementato il numero di famiglie: secondo Zappalà *et al.*, (1995), ci sono 30 famiglie nella fascia principale, sebbene quelle ampiamente riconosciute restino quelle di Hirayama.

Per spiegare le lacune di Kirkwood (*Kirkwood gaps*) nella distribuzione di asteroidi sono state formulate le seguenti ipotesi (Froeschlè & Greenberg, 1989):

- Ipotesi statistica: assume che gli asteroidi compiano delle librazioni attorno alle lacune di Kirkwood e che di conseguenza essi siano raramente osservabili esattamente in corrispondenza delle risonanze.



- Ipotesi cosmogonica: suppone che le lacune rappresentino delle zone dove gli asteroidi non riuscirono a formarsi durante le fasi primordiali del Sistema Solare.
- Ipotesi collisionale: gli asteroidi sono stati rimossi a causa di processi collisionali con gli oggetti vicini.
- Ipotesi gravitazionale: implica che gli asteroidi che si sono inizialmente formati nelle lacune di Kirkwood siano stati rimossi esclusivamente da forze gravitazionali dovute a Giove.

Delle quattro l'ipotesi più plausibile è quella gravitazionale, basata sul problema ristretto a tre corpi Sole-asteroide-Giove ed associata a fenomeni di risonanza con Giove. Le risonanze possono essere di due tipi: orbitali o secolari. Le risonanze orbitali si verificano quando il periodo di rivoluzione di un asteroide è una frazione intera di quello di Giove. Dal momento che i periodi di rivoluzione sono legati alla distanza eliocentrica, esistono delle precise distanze dal Sole ove si verificano tali risonanze. Per esempio, dire che un asteroide è in risonanza 3:1 con Giove significa che esso compie esattamente tre rivoluzioni attorno al Sole durante il tempo impiegato da Giove per descrivere la propria orbita, e questo si

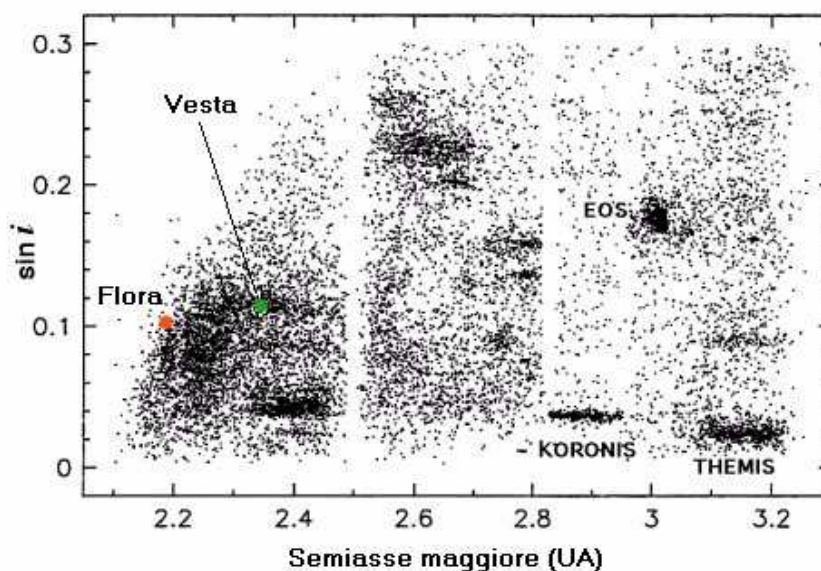


Figura 4.7: Distribuzione nello spazio degli elementi propri  $\sin i'$  ed  $a'$  degli asteroidi numerati della fascia principale. Sono facilmente distinguibili le famiglie Eos, Themis e Koronis; sono rappresentate anche le posizioni di Vesta e di Flora.

verifica esattamente a 2.5 UA dal Sole. Le perturbazioni orbitali hanno avuto l'effetto di rimuovere la popolazione asteroidale con semiassi maggiori corrispondenti alle distanze di risonanza, originando appunto le lacune di Kirkwood. La fascia principale è limitata inferiormente, a 2.06 UA, dalla risonanza 4:1 e superiormente, a 3.28 UA, dalla risonanza 2:1 (Gaffey *et al.*, 1993).

Le risonanze secolari si verificano quando il tasso di precessione della longitudine del nodo o del perielio dell'orbita di un asteroide (dette anche frequenze nodali ed apsidali) uguaglia una delle frequenze nodali o apsidali associate alle mutue perturbazioni secolari dei maggiori pianeti, nel nostro caso di Giove. Gli asteroidi che inizialmente occupavano tali risonanze sono stati rimossi. Particolarmente importanti sono le risonanze secolari  $\nu_5$ ,  $\nu_6$  e  $\nu_{16}$ : la  $\nu_6$  e la  $\nu_5$  definiscono i limiti superiori delle inclinazioni degli oggetti della fascia principale, mentre la  $\nu_6$  e la  $\nu_{16}$ , combinate con la risonanza orbitale 4:1, definiscono il bordo interno della fascia asteroidale. Non sempre le risonanze sono distruttive, in quanto le perturbazioni associate alle risonanze possono anche stabilizzare le orbite. Gli asteroidi Hilda, localizzati a 3.97 UA, e i Troiani, a 5.20 UA, in corrispondenza rispettivamente delle risonanze 3:2 e 1:1 con Giove, ne sono un esempio (Gaffey *et al.*, 1993).

### Asteroidi di tipo Near-Earth

Gli asteroidi più vicini al Sole sono i *Near-Earth* (NEA = Near-Earth Asteroids). Essi vengono anche detti *Earth-crossing* o AAAO (Aten-Apollo-Amor Objects), dal nome dei tre gruppi che li costituiscono: gli Aten sono oggetti con semiasse maggiore  $< 1$  UA, gli Apollo hanno orbite che incrociano quella terrestre con perielio  $q < 1$  UA, gli Amor hanno distanze perieliche minori di 1.3 UA. Sino ad ora sono stati scoperti oltre 2000 NEA, ma tale numero è destinato a crescere.

I *Near-Earth* sono asteroidi molto eterogenei: tutte le classi tassonomiche, tranne la P e la B, sono state identificate, anche se la gran parte dei NEA osservati appartiene alle classi S e C. Vi si trovano quindi sia oggetti scuri e probabilmente ricchi di sostanze carbonacee, sia oggetti differenziati contenenti olivina, pirossene e fasi metalliche (Lazzarin *et al.*, 1997). Il principale argomento di discussione sulla tassonomia dei NEA riguarda l'abbondanza relativa delle classi C ed S: il numero di NEA di tipo S eccede di oltre un fattore 3 quello dei NEA classificati come C, ed il numero relativo di NEA di tipo C o delle altre classi scure è circa 2.5 volte inferiore a quello che si riscontra nella fascia principale. Questa è una importante indicazione sulle possibili regioni sorgenti di NEA: i dati a disposizione

fanno supporre che la maggior parte del NEA derivi dalle regioni più interne del Sistema Solare, mentre l'abbondanza di asteroidi scuri della parte più esterna della fascia è più scarsa (Lupishko, 2001).

I NEA hanno dimensioni molto minori rispetto ai corpi della fascia principale. Il NEA più grande è 1036 Ganymed con un diametro di 38.5 km, 433 Eros e 3552 Don Quixote hanno un diametro di circa 20 km, tutti gli altri NEA hanno diametri inferiori ai 10 km e circa i 3/4 della popolazione ha dimensioni inferiori ai 3 km (i più piccoli NEA noti hanno dimensione intorno alla decina di metri). L'assenza di NEA con dimensioni superiori ai 40 km è interpretata come una indicazione del fatto che essi non sono oggetti primordiali ma frammenti collisionali di corpi genitori della fascia principale di dimensioni maggiori. Osservazioni da Terra e missioni spaziali hanno evidenziato che i NEA hanno forme irregolari ed elongate. 1666 Icarus ha forma quasi circolare, 1620 Geographos e 1865 Cerbero sono molto elongati, 4179 Toutatis e 4769 Castalia hanno forme biforcute o sono sistemi binari a contatto. L'asteroide più elongato è 1865 Cerberus, che ha il semiasse maggiore 3.2 volte maggiore rispetto al semiasse minore.

Lo studio dei NEA è importante per i seguenti motivi (Wetherill, 1988; Lazzarin, 1997):

1. Gli impatti di tali asteroidi sono probabilmente la causa principale dei fenomeni di craterizzazione sulla Terra e sulla Luna, almeno negli ultimi 3.8 milioni di anni (Wetherill & Shoemaker, 1982).
2. Rappresentano probabilmente la principale sorgente di meteoriti, sia condritiche (Binzel *et al.*, 1996) che acondritiche, e possono essere collegati agli sciami meteoritici (Asher *et al.*, 1994).
3. Alcuni di tali oggetti possono essere nuclei cometari estinti.
4. Sembra che gli impatti collisionali di questi asteroidi siano stati responsabili di eventi catastrofici sulla Terra. Si pensa che sia stato uno di questi oggetti a collidere con la Terra 65 milioni di anni fa e a causare l'estinzione dei dinosauri (Alvarez *et al.*, 1980). Anche l'esplosione in Tunguska del 1908 sembra essere stata causata dall'impatto di un *Near-Earth*.

Un aspetto molto interessante e dibattuto riguarda l'origine degli asteroidi NEA. Si è calcolato che il tempo di vita media di un asteroide *Near-Earth* rispetto a collisioni con un

pianeta o all'espulsione dal Sistema Solare sia dell'ordine di  $10^7$ – $10^8$  anni (Luu & Jewitt, 1990), a differenza degli asteroidi della fascia principale le cui orbite sono stabili sui tempi di vita del Sistema Solare. Il fatto che il numero di tali asteroidi non sia diminuito nonostante il loro breve tempo di vita media richiede che esista una o più sorgenti di oggetti in grado di rifornirli. Esistono due teorie al riguardo (Wetherill, 1989; Lupishko *et al.*, 2001):

- I NEA sono asteroidi della fascia principale rimossi da instabilità gravitazionali. Essi deriverebbero da regioni diverse della fascia principale, espulsi dalle zone di risonanza corrispondenti alle attuali lacune di Kirkwood (le risonanze 3:1 e 5:2 sono presumibilmente delle sorgenti di asteroidi AAAO). Il fatto che gli asteroidi *Earth-crossing* manifestino una profonda diversità nelle proprietà fisiche comparabile a quella osservata nell'intera fascia principale potrebbe testimoniare la loro provenienza.
- I NEA sono nuclei di comete estinte (Wetherill, 1989; Luu & Jewitt, 1990; Lazzarin *et al.*, 1996, Lupishko *et al.*, 2001). Infatti una parte di tali asteroidi manifestano caratteristiche di tipo cometario: alcuni hanno orbite simili a quelle delle comete, altri (per esempio 2212 Hephaistos e 3200 Phaeton) sembrano dinamicamente associati agli sciami di meteore, per lungo tempo considerati dei detriti cometari, altri ancora presentano delle caratteristiche anomale rispetto a quelle asteroidali (2101 Adonis e 2201 Oljato). In particolare, studi recenti (Chamberlin *et al.*, 1995, Lupishko *et al.*, 2001) hanno dimostrato che una significativa percentuale (circa il 10%) di asteroidi *Near-Earth* potrebbe essere costituita da comete estinte oppure inattive (ovvero i cui nuclei sono stati ricoperti da una crosta che rende inattiva tutta o una significativa percentuale della superficie, impedendo così la sublimazione dei ghiacci). L'esempio più evidente della connessione tra asteroidi e comete è dato dall'oggetto 4015 Willson-Harrington, dapprima classificato come asteroide di tipo Apollo e successivamente riconosciuto essere una cometa inattiva.

Entrambe le ipotesi sono accettate dalla comunità astronomica e probabilmente entrambe le sorgenti contribuiscono a rifornire la popolazione dei NEA, anche se non è ancora chiaro in quali proporzioni.

Negli ultimi anni l'interesse verso tali oggetti è cresciuto soprattutto in virtù della loro pericolosità per possibili impatti terrestri. Per questo motivo è importante effettuare

delle survey finalizzate alla scoperta di nuovi NEA ed al conseguente studio dinamico, per identificare in tempo dei possibili oggetti pericolosi e studiare eventuali misure di deviazione dell'orbita. Nuovi oggetti di tipo NEA sono scoperti quasi quotidianamente di programmi automatici di ricerca come lo Spacewatch project NEAT dell'Università dell'Arizona, e il LINEAR del MIT Lincoln Laboratory. Recentemente, anche il telescopio Schmidt di Asiago è stato implementato con una camera CCD e dedicato alla ricerca di NEA, e pure lo Schmidt di Campo Imperatore è impiegato in tale tipo di ricerca.

Tuttavia la scoperta di oggetti potenzialmente pericolosi non è sufficiente, di per sè, a garantire la sorveglianza. Infatti, molti oggetti identificati vengono persi a causa del limitato numero di osservazioni che non consentono il calcolo accurato di un'orbita e di effemeridi. E' dunque necessario, accanto al lavoro di scoperta, una intensa attività di follow-up.

Infine, un cenno ai principali risultati recentemente ottenuti (febbraio 2000-2001) dalla missione NEAR nel suo *rendez-vous* con 433 Eros. Un importante risultato è rappresentato dalla scoperta della natura condritica di tale asteroide, che rivela comunque un andamento spettrale più arrossato rispetto alle condriti a causa di fenomeni di *space weathering*.

Gli spettri di Eros nell'infrarosso e nella banda X sono molto omogenei, con piccole variazioni, e denotando la natura indifferenziata dell'asteroide. In particolare lo spettrometro XRS ha rilevato un elevato rapporto di Fe/Si e un valore intermedio di Mg/Si e Ca/Si: i valori misurati sono confrontabili con quelli delle condriti ordinarie e mostrano che la una composizione di Eros è consistente con quella di tali meteoriti.

Il fatto che il rapporto S/Si si sia rivelato 10 volte più debole di quello riscontrato sulle condriti è una prova indiretta del processo di *space weathering* che ha alterato le proprietà superficiali dell'asteroide: infatti un elemento molto volatile quale lo zolfo può essere vaporizzato in superficie sotto l'influsso prolungato della radiazione cosmica e degli impatti micrometeoritici, da cui il basso valore misurato del rapporto S/Si (Clark *et al.*, 2000; Chapman, 2000; McFadden *et al.*, 2001; Bell *et al.*, 2002).

Le principali caratteristiche di Eros rilevate dalla NEAR sono le seguenti: assenza di campo magnetico; rotazione antioraria e asse di rotazione che giace sul piano orbitale; forma molto irregolare, con asse minore pari a circa 1/3 rispetto a quello maggiore; densità media di 2.67 gr/cm<sup>3</sup>, valore atipico per un asteroide di tipo *rubble pile*, pertanto probabilmente Eros è corpo compatto.

## Troiani

I Troiani sono asteroidi situati a 5.2 UA dal Sole, nei punti lagrangiani  $L_4$  ed  $L_5$  di Giove, ovvero in zone gravitazionalmente stabili del sistema a 3 corpi Sole-Giove-asteroidi. I Troiani tuttavia non restano fissi nel sistema di riferimento Sole-Giove ma descrivono delle complesse librazioni risultanti dalla combinazione di due periodi, uno uguale al periodo orbitale dell'asteroide (e di Giove), pari a 11.86 anni, e uno dell'ordine dei 200 anni. L'ampiezza di librazione è di  $\pm 30^\circ$ . Sinora sono stati scoperti oltre 1500 Troiani, dei quali la maggior parte (80%) si trova nel punto lagrangiano  $L_4$ .

Riguardo alle origini dei Troiani sono stati proposti due modelli (Shoemaker *et al.*, 1989):

1. Il primo modello prevede che i Troiani si siano formati *in situ*, ove ora noi li osserviamo, intrappolati dalla risonanza 1:1 con Giove. Essi sarebbero quindi degli oggetti primitivi che rispecchiano le condizioni di formazione e la composizione della nebulosa solare a 5.2 UA.
2. Il secondo modello prevede che i Troiani si siano formati in zone più distanti dal Sole, da cui sarebbero stati dispersi da effetti gravitazionali e solo successivamente catturati per via collisionale nelle attuali regioni d'osservazione. Tale modello permetterebbe di spiegare la grande dispersione delle inclinazioni dei Troiani associata alle librazioni attorno ai punti lagrangiani, perché prevede molteplici incontri ravvicinati con Giove prima della cattura e quindi la somma di notevoli effetti perturbativi.

I Troiani hanno forme molto allungate ed irregolari, probabilmente a causa di frammentazioni collisionali o di collisioni anelastiche, sono oggetti scuri (albedo circa 4%) con spettro arrossato, simile a quello delle classi tassonomiche D e P. Studi di laboratorio volti a riprodurre l'andamento arrossato dei Troiani (che appartengono prevalentemente alla classe tassonomica D) rivelano la presenza di polimeri organici e silicati idrati o argille (Gradie & Veverka, 1980) nella loro composizione superficiale.

L'albedo ed il gradiente di riflettività nel visibile sono consistenti con quelli misurati nei nuclei cometari (Jewitt, 1992; 1990). Tali somiglianze fanno supporre che i Troiani potrebbero in parte essere delle comete estinte o inattive, provenienti dal Sistema Solare esterno e catturate nella risonanza 1:1 con Giove. Lo studio dei Troiani può quindi dare impulso alla comprensione del Sistema Solare: investigarne la composizione e risalire ai processi che ne hanno influenzato l'evoluzione permette di studiare l'andamento composizionale degli oggetti primordiali. Infatti, mentre lo studio di NEA e asteroidi della fascia principale ha

dato impulso allo studio dei processi dinamici e chimici nel Sistema Solare interno, quello dei troiani consente di investigare il Sistema Solare esterno (con la scoperta, tra l'altro, della presenza di ghiacci ed composti organici complessi sulle superfici di tali oggetti).

### 4.2.3 Proprietà fisiche

- **Rotazione**

Processi collisionali e di frammentazione hanno contribuito al cambiamento dei periodi di spin degli asteroidi. Per tale ragione le misure del periodo di rotazione degli asteroidi sono di primaria importanza per la comprensione delle prime fasi evolutive del Sistema Solare nonché nell'indagine delle storie collisionali di questi oggetti. Le informazioni sul periodo di rotazione degli asteroidi si derivano essenzialmente dall'analisi delle curve di luce ottenute tramite fotometria. Attualmente sono circa 700 gli asteroidi dei quali è noto il periodo di rotazione (Lagerkvist *et al.*, 1996; Piironen *et al.*, 2001).

La distribuzione dei vettori di spin degli asteroidi come prodotto di fenomeni di collisioni è stata studiata da Fulchignoni *et al.* (1995). Un'analisi del tasso di rotazione rispetto alla distribuzione dei diametri degli asteroidi della fascia principale dimostra che gli oggetti di diametro intorno ai 100 km hanno periodi di rotazione maggiori sia degli asteroidi più grandi che di quelli più piccoli. Questa dimensione è stata quindi interpretata come la separazione tra i grandi asteroidi primordiali e i loro prodotti collisionali più piccoli. Analisi più dettagliate dimostrano che la distribuzione del tasso di spin degli asteroidi con diametro superiore ai 50 km è unimodale e riflette il comportamento rotazionale acquisito durante le fasi primordiali del processo di accrescimento, mentre la distribuzione degli asteroidi con diametro inferiore ai 50 km è la sovrapposizione di tre componenti, la primordiale, una di rotazione veloce e una di rotazione lenta. Collisioni distruttive aumentano infatti il momento angolare dei frammenti più piccoli formando il gruppo di *fast rotator*, mentre non è ancora chiaro il meccanismo di rallentamento della rotazione per gli *slow rotator*.

- **Asse di spin**

Tutti i pianeti, tranne Venere, hanno una rotazione prograda ereditata dal trasferimento del momento angolare dai planetesimi primordiali. La deviazione dalla direzione perpendicolare al piano orbitale del loro asse di spin è attribuita a fenomeni di violenti impatti durante le fasi finali dell'accrescimento (Safronov, 1969). Si ipotizza

che esistesse un iniziale allineamento nelle direzioni dell'asse di spin anche per gli asteroidi, sebbene fenomeni di collisioni successive portarono ad una distribuzione random di queste direzioni. Lo studio dell'orientazione dell'asse di spin degli asteroidi apporta quindi importanti informazioni sull'evoluzione collisionale dell'intera popolazione asteroidale.

La direzione dell'asse di spin, detta anche orientazione del polo, è stata determinata sinora per un campione di circa 70 asteroidi (Magnusson *et al.*, 1989; Magnusson, 1990; Erikson, 1999). Sebbene il campione sia modesto rispetto alla totalità della popolazione asteroidale, è stato possibile derivare alcune caratteristiche generali sulla distribuzione. Si è verificato che esiste un senso di rotazione dominante di tipo progrado, con una maggioranza di vettori di spin rivolti verso il polo nord eclittico. All'interno del campione la direzione dell'asse di spin medio varia per asteroidi di dimensioni differenti, in buon accordo con i modelli teorici esistenti sulla formazione ed evoluzione collisionale della popolazione asteroidale.

- **Forma**

Gran parte delle tecniche che portano alla determinazione dell'orientazione del polo permettono anche di derivare il rapporto tra gli assi dell'ellissoide che riproduce la sua forma. Altra metodologia per derivare la forma di un asteroide sono quelle dell'inversione della curva di luce, ma soprattutto le osservazioni radar (Ostro *et al.*, 1995; Ostro *et al.*, 2000). Quest'ultimi dati indicano che in genere gli asteroidi di grandi dimensioni sono anche quelli con forme più regolari, avvalorando quindi l'ipotesi che essi siano degli oggetti residui della popolazione originale, mentre i corpi più piccoli (e di forma più irregolare) deriverebbero da collisioni distruttive. Un altro metodo utilizzato per la determinazione della forma è l'ottica adattiva, applicabile però solo ad oggetti di grandi dimensioni.

- **Masse e densità**

Sulla base della distribuzione delle dimensioni è possibile stimare la massa totale della popolazione asteroidale in circa  $5 \times 10^{-3}$  masse terrestri, di cui gran parte è concentrata nei 4 asteroidi più grandi, 1 Cerere, 2 Pallade, 4 Vesta ed 10 Hygiea. Un metodo utilizzato per determinare la massa degli asteroidi è lo studio delle mutue perturbazioni: il metodo astrometrico si basa sulla misura, perpendicolarmente alla linea di vista, delle coordinate degli oggetti e sul confronto con le orbite teoriche



calcolate; dalle differenze tra posizioni calcolate ed osservate si risale quindi alle interazioni gravitazionali con gli altri asteroidi e quindi alle loro masse. La massa può anche essere stimata attraverso lo studio degli effetti gravitazionali intrinseci, che, dipendendo dalla struttura interna degli asteroidi e dalla velocità di rotazione, permettono di risalire alle figure di equilibrio idrodinamiche. Recentemente si sono ottenute misure precise della massa degli asteroidi grazie alle tecniche radar ed alle missioni spaziali Galileo e NEAR, che hanno permesso la misurazione *in situ* della massa di 951 Gaspra ed 243 Ida (Galileo, 1991-1993), e di 253 Mathilde e di 433 Eros (NEAR, 1997-2001).

Stime della massa permettono, una volta nota la forma degli asteroidi, di risalire anche alle loro densità

#### 4.2.4 Composizione degli asteroidi

##### Tassonomia

Gli asteroidi vengono divisi in classi tassonomiche sulla base di metodi statistici, di parametri fisici (albedo) e delle proprietà polarimetriche, radiometriche e fotometriche. Esistono diverse classificazioni: di Chapman (1975), detta anche CMZ, di Bowell (1978), di Tholen (1984), di Barucci (1987) e di Tedesco (1989). Non tutti gli schemi di classificazione sono identici e quindi non producono necessariamente gli stessi risultati. Infatti ci sono delle differenze sia sui metodi di classificazione mineralogica e di identificazione degli oggetti, che sugli approcci di selezione. Mentre le tassonomie CMZ e di Bowell erano basate sulla radiometria, sulla polarimetria, sui colori *UBV* e sui parametri ottici dedotti dalla spettrofotometria a 24 colori, le tassonomie successive (Tholen, Barucci e Tedesco) si basano sui dati ECAS (Eight-Color-Asteroids Survey, ovvero la fotometria ad otto filtri), sulla radiometria e sull'albedo (Tholen & Barucci, 1989).

- *Tassonomia CMZ*: il precursore delle tassonomie fu Chapman nel 1975. Egli analizzò le proprietà fisiche (albedo polarimetrica e radiometrica combinata con la spettrofotometria nel vicino infrarosso) di 110 asteroidi e riconobbe due classi principali di oggetti: alcuni di colore neutro e con bassa albedo che vennero chiamati di tipo C (carbonacei), altri di colore arrossato e con albedo medio alta detti di tipo S (silicatici). Con U (*unclassified*) vennero designati gli asteroidi inusuali o non classificabili. Tale tassonomia venne detta CMZ.

- *Tassonomia di Bowell*: ben presto apparve evidente che la distinzione di sole due classi di oggetti era insufficiente per descrivere la totalità degli asteroidi, così Bowell, nel 1978, introdusse altre tre classi: la M (per oggetti metallici), la E (per oggetti simili all'enstatite) e la R (per oggetti con colori  $UBV$  rossi ed albedo moderatamente alta).

La distinzione delle classi si basava sull'analisi dell'albedo radiometrica, sul valore minimo della curva della fase di polarizzazione, sul colore  $B - V$  e sui parametri spettrofotometrici (riflettività e profondità di banda)

- *Tassonomia di Tholen*: la tassonomia di Tholen, basata su un algoritmo di *clustering* denominato *minimal tree*, ha distinto 14 classi, 11 delle quali sono distinguibili usando esclusivamente i colori ECAS e le restanti tre utilizzando anche l'albedo (Tholen & Barucci, 1989). All'inizio vennero create le classi A, C, D, S e T. Successivamente vennero aggiunte sei classi, tre per dei singoli oggetti, la V per 4 Vesta, la R per 349 Dembowska, la Q per 1862 Apollo e tre (B, F e G) per definire dei sottogruppi della classe C. Queste sono le 11 classi definite utilizzando esclusivamente i colori. Dallo studio della distribuzione di albedo per ogni classe derivò l'ulteriore distinzione in classi ad alta, media e bassa albedo, rispettivamente la E, la M e la P. Gli asteroidi P rappresenterebbero una classe intermedia tra i D e i C. Va notato che i P occupano lo stesso spazio dei colori delle classi M ed E e che rappresentano la parte finale più arrossata della distribuzione degli spettri di riflettività di oggetti precedentemente classificati come C.
- *Tassonomia di Barucci*: la tassonomia di Barucci si basa su un sofisticato algoritmo statistico multivariato detto G-mode. N campioni di oggetti, descritti da V variabili, sono raggruppati in classi tassonomiche omogenee sulla base di stime statistiche. Si ottengono in tal modo 9 classi: B, E, G, C, M, D, S, V, A. Barucci *et al.* (1987) hanno successivamente diviso ogni classe in subunità legate a delle strutture fini negli spettri. Un numero per ogni unità viene posto dopo la lettera che caratterizza una classe: lo 0 viene utilizzato come unità base (quelle che vennero distinte per prime) mentre gli interi successivi indicano le subunità, ordinate per valori crescenti di albedo.
- *Tassonomia di Tedesco*: la tassonomia di Tedesco (1989) utilizza solamente tre parametri osservativi: l'albedo IRAS, il colore Johnson  $U - B$  ed il colore ECAS  $v - x$ .

Le classi sono identificate direttamente dallo studio visivo di coppie di tracciati bi-dimensionali contenenti i tre parametri osservativi. Tedesco ha identificato 11 classi che però non comprendono tutti gli asteroidi osservati; alcuni oggetti come 2 Pallade, 4 Vesta e 349 Dembowska non sono classificati in tale sistema.

Infine una particolare classificazione è quella di Bell che, nel 1989, ha raggruppato gli asteroidi in tre superclassi sulla base dell'evoluzione termica: primitivi, metamorfici ed ignei. Le classi primitive (che comprendono gli asteroidi C, P e D) sono quelle a maggior distanza eliocentrica e non sembrano essere state sottoposte a forti processi di riscaldamento; gli oggetti metamorfici sono stati riscaldati in modo sufficiente da mostrare dei cambiamenti nello spettro; quelli ignei sono gli asteroidi più vicini al Sole (gli S) e la cui mineralogia superficiale deriverebbe dalla fusione del materiale originario

#### Distribuzione delle classi in funzione della distanza eliocentrica

La distribuzione delle classi tassonomiche e delle composizioni varia sistematicamente con la distanza eliocentrica (figura 4.8). Gli asteroidi di tipo S, con albedo medio-alta, ricchi

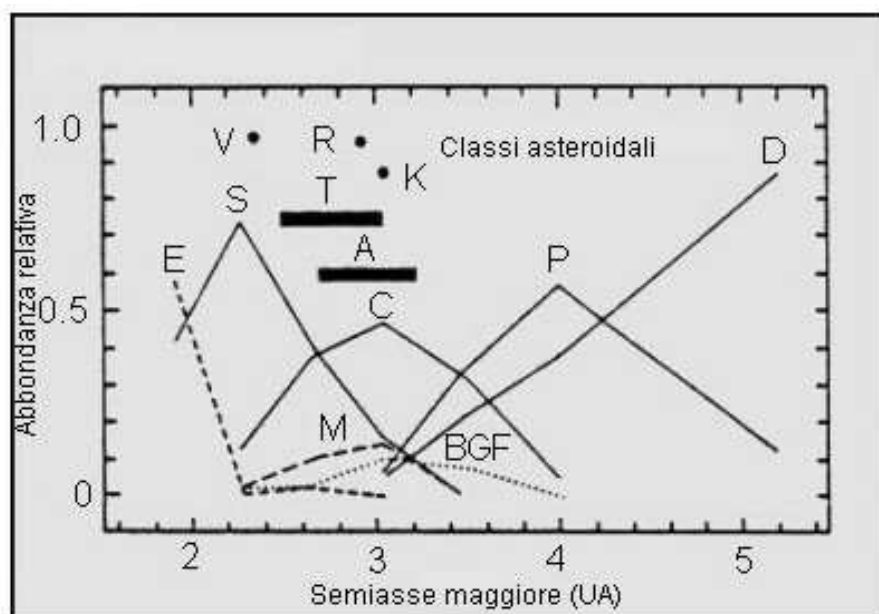


Figura 4.8: Distribuzione nella fascia asteroidale delle tre superclassi di Bell (da Bell *et al.*, 1989, Asteroids II): gli oggetti di tipo igneo dominano la fascia sino a 2.7 UA, quelli di tipo metamorfico sono localizzati intorno alle 3 UA mentre quelli di tipo primitivo dominano oltre le 3.4 UA.

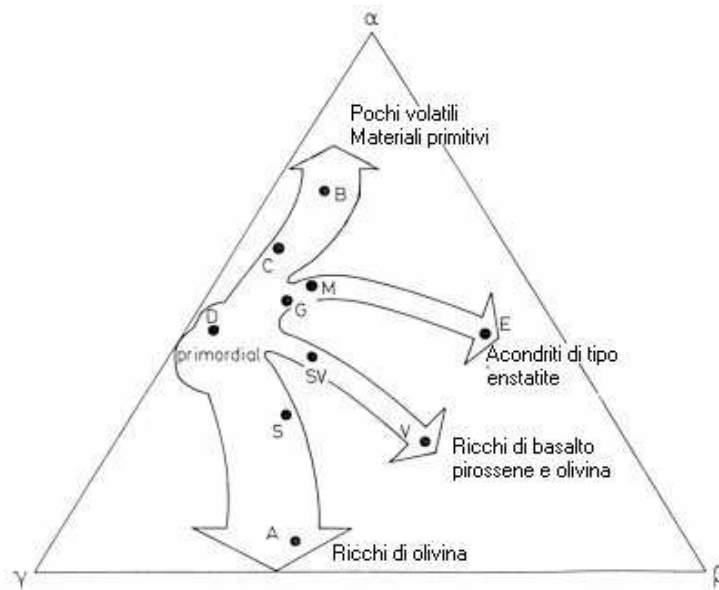


Figura 4.9: Rappresentazione delle classi e sottoclassi secondo la tassonomia di Barucci in un diagramma ternario che mostra il cammino evolutivo degli asteroidi.

di silicati e poveri in elementi volatili, dominano la parte interna della fascia asteroidale sino a circa 2.5 UA; i C, oggetti di bassa albedo e contenenti materiale di tipo carbonaceo, sono concentrati nella parte mediana ed esterna della fascia asteroidale, tra 2.5 e 3.5 UA; i D, ovvero gli asteroidi più primitivi, di bassa albedo e con materiale “ultracarbonaceo” ricco in volatili, sono presenti a maggiori distanze eliocentriche, concentrati soprattutto nella zona dei Troiani, a circa 5.2 UA (Bell *et al.*, 1989). Risalendo alla mineralogia superficiale grazie alla spettrofotometria, si deduce che la distribuzione delle classi rappresenta una prova evidente della sovrapposizione di fasce di differente composizione all’aumentare della distanza dal Sole. Tale gradiente composizionale a struttura radiale rappresenta il registro mineralogico delle temperature di formazione della fascia asteroidale e/o gli effetti di un qualche evento termico iniziale con variazione radiale (probabilmente il riscaldamento per induzione magnetica durante la fase T-Tauri del Sole e/o il decadimento di  $^{26}\text{Al}$ ) (Gaffey *et al.*, 1993). La tassonomia può essere interpretata in termini di evoluzione della composizione chimica e mineralogica degli asteroidi. Si possono infatti rappresentare le differenti classi in un diagramma ternario, come rappresentato nella figura 4.9 (Barucci *et al.*, 1987). I cammini evolutivi composizionali cominciano dagli asteroidi di tipo D, considerati essere i più primitivi.

Il primo cammino evolutivo connette gli asteroidi D con i B ed include il grande gruppo dei C. Si può supporre che la composizione chimica di queste classi sia caratterizzata da una diminuzione della quantità di elementi volatili, che sublimano molto facilmente. Infatti, dagli asteroidi D, ricchi in volatili e primitivi, si passa ai B, ove parte degli elementi volatili è sublimata a causa delle temperature più elevate al momento della loro formazione.

Il secondo cammino connette gli asteroidi D alla classe E ed include i G e gli M. Tale cammino può essere interpretato come una progressiva evoluzione dei condensati della nebulosa solare (ovvero gli asteroidi D) verso le meteoriti acondritiche di enstatite (legate agli asteroidi di tipo E). Tale passaggio avviene attraverso un aggregato minerale di tipo C, molto primitivo, poco metamorfizzato e ricco in carbonio (asteroidi di classe G) ed una riduzione di silicati simile alle condriti di enstatite (classe M). Gli asteroidi di tipo E possono essere composti da silicati formati dalla differenziazione degli M.

La terza sequenza collega il materiale non differenziato agli asteroidi di classe V, che contengono olivina, pirossene e basalti, attraverso un sottogruppo degli S.

Gli oggetti di tipo V sembrano essere stati sottoposti al più intenso processo di differenziazione, causato probabilmente da mutue collisioni che hanno rimosso parte della crosta basaltica (anche se Vesta, il principale membro di tale classe, sembra aver mantenuto la sua crosta intatta).

L'ultimo cammino connette i D al gruppo degli A, probabilmente composti da asteroidi molto differenziati dal momento che i loro mantelli sembrano essere costituiti prevalentemente da olivina. Tale transizione avviene attraverso gli S, presumibilmente composti da olivina, pirossene e metalli in varie proporzioni.

Si vede come l'interpretazione in termini evolutivi delle classi tassonomiche permetta una descrizione dettagliata dei processi che potrebbero aver dato origine alla popolazione asteroidale (Lagerkvist & Barucci, 1992).

### 4.3 Relazioni asteroidi-meteoriti

Attualmente si pensa che le principali sorgenti di meteoriti possano essere sia gli asteroidi, soprattutto i *Near Earth*, che le comete (tale origine viene indicata soprattutto per le meteoriti ricche di sostanze gassose). Inoltre, alcune meteoriti sembrano derivare dalla superficie lunare e marziana. Per questo si cerca da anni di identificare tra le classi asteroidali le possibili sorgenti dei diversi tipi di meteoriti trovate sulla Terra, ma problema è tuttora aperto e di non facile soluzione (in particolare la rarità di analoghi asteroidali

delle condriti ordinarie, che rappresentano i 4/5 delle meteoriti, è tuttora un mistero).

Wetherill (1985, 1988) suggerì che la principale sorgente di meteoriti fosse localizzata a 2.5 UA, in corrispondenza della risonanza 3:1. I frammenti derivanti da collisioni catastrofiche tra asteroidi situati in tale regione possono venire immessi in orbite di tipo *Earth-crossing* e successivamente collidere con la Terra.

Sembra comunque che il flusso di meteoriti derivi da un gruppo di “sorgenti” asteroidali relativamente ristretto e che esse non siano rappresentative di tutti gli asteroidi ma soltanto di una parte di essi (Wetherill, 1985; Chapman, 1976; Bell *et al.* 1989). Per esempio c'è una notevole discrepanza nel rapporto tra il numero di acondriti basaltiche e quello di acondriti di tipo olivina nelle meteoriti trovate in Antartide (circa 100:1) e il rapporto tra il numero di asteroidi di tipo V e A (circa 1:4), che rappresentano i rispettivi analoghi (Lipchutz *et al.*, 1989). Invece i composti ricchi di sostanze organiche, caratteristici degli asteroidi P e D, non sono stati riscontrati nelle meteoriti. Diversi fattori rendono difficile il confronto tra queste due classi di oggetti: l'osservazione degli asteroidi ci permette di studiarne esclusivamente la superficie, mentre le meteoriti potrebbero derivare anche dalle parti interne di questi in seguito a frammentazioni collisionali; processi di degradazione superficiale da parte dell'ambiente spaziale (lo *space weathering*) possono interessare in misura diversa gli asteroidi e le meteoriti e mascherare le possibili analogie (Binzel *et al.*, 2001); le meteoriti subiscono notevoli alterazioni nel passaggio attraverso l'atmosfera terrestre; inoltre le meteoriti hanno piccole dimensioni e potrebbero non essere rappresentative di oggetti progenitori di alcuni ordini di grandezza più grandi; infine, l'indagine in laboratorio di una meteorite potrebbe non riprodurre esattamente le condizioni effettive del materiale sulla superficie degli asteroidi.

Sino ad ora vi sono alcuni casi accertati di corrispondenza tra meteoriti e classi asteroidali: le condriti carbonacee CM2 con alcuni asteroidi idrati di classe C, dato questo confermato anche dai risultati del nostro gruppo relativi ad uno studio sugli asteroidi idrati; le meteoriti ferrose con alcuni asteroidi di classe M; le acondriti HED (Howarditi, Eucriti, Diogeniti) con l'asteroide Vesta (classe V); le condriti ordinarie con alcuni asteroidi di classe S e alcuni NEA di tipo S; l'asteroide Apollo (classe Q) con le condriti ordinarie di tipo L e LL; gli asteroidi di tipo K con le condriti di tipo CV3 e CO3. Attualmente si pensa che gli asteroidi di tipo S possano essere la principale sorgente delle condriti ordinarie, anche se l'andamento spettrale degli S risulta in media più arrossato delle condriti. L'ipotesi è avvalorata dai recenti risultati della missione Near sull'asteroide di tipo S 433 Eros, che ha

rivelato una composizione consistente con quella delle condriti ordinarie nonostante l'andamento spettrale sia arrossato rispetto a quello di queste meteoriti (Clark *et al.*, 2000; Chapman, 2000; McFadden *et al.*, 2001; Bell *et al.*, 2002). L'arrossamento dello spettro si pensa sia dovuto ad effetti di *space weathering* che portano ad una maturazione del materiale superficiale degli asteroidi per esposizione prolungata ai raggi cosmici. Tale effetto è maggiore per corpi di grandi dimensioni e probabilmente primordiali rispetto ad asteroidi di piccolo diametro, più giovani e con superficie meno alterata dai raggi cosmici.

## 4.4 Centauri e Transnettuniani

### 4.4.1 Centauri

I Centauri sono degli oggetti molto peculiari del Sistema Solare esterno. Essi sono localizzati tra Giove e Nettuno (più precisamente hanno perielio oltre l'orbita di Giove e semiasse maggiore all'interno dell'orbita di Nettuno), hanno orbite molto caotiche (ellittiche ed eccentriche) e di conseguenza un tempo di vita breve (circa  $10^6$  anni; Hahn & Bailey 1990; Dones *et al.*, 1994, Tiscareno & Malhotra, 2002) rispetto all'età del Sistema Solare. La popolazione di tali oggetti è cresciuta vertiginosamente negli ultimi anni, ed attualmente si annoverano oltre 120 piccoli corpi tra centauri ed oggetti di tipo scattered. Sembra che in realtà questi siano solo i membri più brillanti di una vasta popolazione di corpi instabili che derivano presumibilmente dalla fascia di Kuiper. Secondo stime recenti, la popolazione totale di Centauri con magnitudine assoluta  $H \leq 9.5$  (con diametro stimato approssimativamente superiore ai 75 Km ed albedo di circa 0.04) potrebbe essere di circa 2600 oggetti (Jewitt *et al.*, 1996; Durda & Stern, 2000; Sheppard *et al.*, 2000).

I Centauri sono importanti perché, essendo più vicini al Sole e quindi più luminosi dei corpi della fascia di Kuiper, offrono maggiori possibilità di studio rispetto ai corpi progenitori lontani; inoltre, nel corso della loro orbita, a differenza degli altri oggetti di Kuiper la cui situazione dinamica li mantiene in zone caratterizzate da temperature anche inferiori a 60-70°K, essi giungono a sperimentare temperature di 120-150°K e questo spiega la possibilità di rilevare attività riconducibili a fenomeni di sublimazione, fatto evidenziato per il momento solamente per Chirone<sup>2</sup>.

---

<sup>2</sup>Chirone venne scoperto nel 1977 e per dieci anni si pensò che fosse un asteroide sino a quando, nel 1989, Meech & Belton scoprirono una debole chioma attorno all'oggetto che spiegava l'eccezionale aumento di magnitudine visuale  $V$  osservato ( $V=0.6$ ), dovuto ad emissioni di materiale volatile sulla sua superficie. Successivamente vennero rilevate anche emissioni gassose del radicale CN, che è caratteristico delle chiome cometarie (Hartman *et al.*, 1990). Chirone, con un diametro di circa 200 Km, rappresenta la più grande

Le analisi fino ad ora compiute sui Centauri mostrano talvolta alcune discrepanze tra i parametri fisici quale ad esempio la morfologia superficiale; se la superficie di Chirone, infatti, può essere considerata grigia (vale a dire neutra), non è così per 5145 Pholus e per 7066 Nessus risultati estremamente rossi (Cruikshank *et al.*, 1998; Barucci *et al.*, 1999b). Luu & Jewitt (1996) svilupparono l'idea che le diversità di colore riscontrate siano da attribuire ad un meccanismo di rinnovamento superficiale dovuto ad episodi di collisione (*collisional resurfacing*) che contrasta con l'arrossamento causato dall'azione dei raggi cosmici sui composti organici delle superfici. L'impatto, infatti, porterebbe in superficie del materiale non ancora bombardato dai raggi cosmici, dunque di colore più rosso della restante superficie visibile. Non si esclude, però, l'ipotesi che i differenti colori possano indicare diversa composizione chimica, riconducibile a luoghi di origine diversificati.

#### 4.4.2 Transnettuniani

Sino a poco tempo fa gli unici oggetti permanenti conosciuti del Sistema Solare esterno erano i pianeti più distanti ed i loro satelliti. A partire dalla seconda metà del decennio scorso numerose campagne osservative sono state dedicate alla scoperta di corpi interplanetari posti oltre l'orbita di Nettuno (Jewitt & Luu, 1995; Irwin *et al.*, 1995; Williams *et al.*, 1995; Jewitt *et al.*, 1996; 1998; Trujillo & Jewitt, 1998; Gladman *et al.*, 1998; DelSanti *et al.*, 1999). Tali oggetti costituiscono la fascia di Kuiper e vengono anche chiamati transnettuniani in quanto si situano oltre l'orbita di Nettuno (sono denominati anche TNO (Trans Neptunian Objects) o KBO (Kuiper Belt Object)). Sembrano derivare dai planetesimi del disco protoplanetario posti oltre l'orbita di Nettuno, dove la bassa densità di materia associata alla durata sempre maggiore dei periodi orbitali hanno impedito la formazione di altri pianeti.

Dal 1992, data della scoperta del primo oggetto transnettuniano (1992 QB1), la popolazione di transnettuniani è in continuo aumento. Sinora sono stati scoperti circa 600 oggetti, ma si ipotizza che vi possano essere più di 100.000 oggetti di diametro  $> 100$  km nella regione compresa tra 30 e 50 UA (Sheppard *et al.*, 2000). La fascia di Kuiper sembra inoltre essere la sorgente sia della popolazione dei centauri che delle comete della famiglia di Giove. I transnettuniani si dividono in:

- oggetti classici (i 2/3 della popolazione): hanno semiasse maggiore compreso tra 42

---

cometa osservata a così grandi distanze (il suo semiasse maggiore è di 13.7 UA)



e 48 UA e basse eccentricità ( $< 0.07$ ), così che restano distanti da Nettuno anche al perielio. La loro inclinazione può essere compresa tra 0 e 32 gradi. I valori più elevati di inclinazione potrebbero derivare da un meccanismo di eccitazione non ben identificato: o a causa di qualche grosso planetesimo deviato nella Kuiper Belt da Nettuno o per il passaggio di una stella vicino al Sole, che avrebbe provocato lo *stirring* dei TNO classici, lasciando invece indisturbati i plutini.

- i plutini: sono oggetti che popolano la risonanza di moto medio 3:2 con Nettuno (tali TNO effettuano 3 rivoluzioni attorno al Sole mentre Nettuno ne compie 2) e rappresentano circa 1/3 della popolazione dei KBO. Hanno semiasse intorno a 39.4 UA,  $0 \leq i \leq 20^\circ$  e  $0.1 \leq e \leq 0.34$ . Vengono detti plutini in quanto hanno lo stesso comportamento dinamico di Plutone. La risonanza con Nettuno probabilmente protegge tali oggetti dalle instabilità gravitazionali dovute alle perturbazioni; qualche plutino ha infatti il perielio interno all'orbita di Nettuno e verrebbe immediatamente perturbato ed eiettato senza la protezione della risonanza. Dalla estrapolazione della limitata area di cielo sinora osservata, si stima che i Plutini con diametro maggiore di 100 km siano circa 25.000. Una delle ipotesi avanzate per spiegare la cattura di un così gran numero di oggetti su un'orbita risonante è la migrazione radiale di Nettuno (Malhotra, 1995; Hahn & Malhotra, 1999) durante la fase di accrezione (scambio del momento angolare con il disco di planetesimi). Infatti a causa dello scambio di momento angolare coi planetesimi durante le fasi di formazione del Sistema Solare, i pianeti subirono una migrazione radiale rispetto al Sole. In particolare Urano e Nettuno eiettarono un gran numero di comete verso la nube di Oort, e, come risultato, le dimensioni delle loro orbite cambiarono. Con lo spostarsi verso l'esterno di Nettuno, le sue risonanze vennero schiacciate verso il disco planetesimale circostante.
- Oggetti di tipo scattered (SKBO): si tratta di corpi minori con orbite ampie, eccentriche ed inclinate, con distanze perieliche intorno a 35 UA. L'oggetto archetipo degli SKBO è 1996 TL66. Dal 1999 una survey dedicata a tali oggetti ha fatto crescere il numero di SKBO scoperti, e si pensa che possano essere una popolazione dinamica distinta rispetto ai TNO classici e plutini. Probabilmente tale tipo di popolazione si è formata durante le fasi iniziali di vita del Sistema Solare, ed è stata proiettata in orbite con afelio intorno a 100 UA, distanza sufficiente per essere protetti da forti

perturbazioni da parte di Nettuno (che in pochi milioni di anni avrebbe causato la fuga di tali oggetti) e non così grande da sfuggire all'influenza gravitazionale del Sole o da subire l'influsso delle perturbazioni dovute alla marea galattica o al passaggio di stelle nella nube di Oort. In particolare gli SKBO sono una potenziale sorgente di comete a corto periodo.

La popolazione di transnettuniani sinora nota ha una massa assai inferiore a quella stimata. La densità di massa del Sistema Solare è nota sino a Nettuno, ed estrapolandola con una legge di potenza, si deriva che la massa del Sistema Solare tra 30 e 50 UA dovrebbe essere di  $25 M_{\odot}$ , di gran lunga maggiore a quella stimata per la popolazione dei TNO. Probabilmente la maggior parte della massa iniziale in tale regione del Sistema Solare, forse più del 99% , è stata perduta per processi di *scattering* provocati da Nettuno e per effetti collisionali (Holman & Wisdom, 1993). Modelli sull'evoluzione collisionale della fascia di Kuiper dimostrano infatti che almeno il 90% della massa compresa entro 50 UA può essere andata perduta per collisioni nel tempo di vita del Sistema Solare (Stern & Colwell, 1997; Davis & Farinella, 1997).

I KBO sono di così debole magnitudine che gli studi spettroscopici nel visibile e vicino infrarosso sono limitati agli oggetti più brillanti della ventesima magnitudine e sono stati avviati solo recentemente grazie all'uso di telescopi di grande diametro (8-10 m).

I dati sinora ottenuti dimostrano che i transnettuniani investigati (per esempio Pholus, Chirone, Asbolus, 1996 TL66, 2001 PT13, 1993 SC) hanno una composizione assai eterogenea (Cruikshank *et al.*, 1998; Brown *et al.*, 1999; Barucci *et al.*, 1999, 1999b, 2002): si va da oggetti apparentemente privi di assorbimenti e con spettro simile a quello del ghiaccio d'acqua sporco (1999 TL66) sino ad oggetti con caratteristiche d'assorbimento associabili a ghiacci e sostanze organiche quali il metanolo, le toline, il ghiaccio d'acqua ed i silicati (come per esempio nel centauro Pholus). Si pensa comunque che i transnettuniani siano ricchi di ghiacci molecolari (acqua, biossido e monossido di carbonio, azoto, ecc.) visto che si sono formati nelle regioni più esterne della nebulosa solare a temperature di circa 40-50°K.

Per indagare le proprietà superficiali dei TNO il metodo più diffuso è la fotometria a larga banda. I KBO mostrano una ampia varietà di colori, da neutri (oggetti riflettenti in ugual modo a diverse lunghezza d'onda) a molto rossi (riflettanza nel rosso maggiore che nel blu) (Luu & Jewitt, 1996; Hainaut *et al.*, 2000, 2002; Barucci *et al.*, 1999, 2000; Doressoundiram *et al.*, 2002, Delsanti *et al.*, 2001). Tale varietà di colori suggerisce una

considerevole diversità di materiali presenti sulla superficie di KBO e Centauri, come trovato anche nell'indagine spettroscopica. L'origine di tale diversità non è ancora nota. Prima di acquisire i dati fotometrici, ci si aspettava infatti che le superfici dei KBO fossero tutte scure e rosse, come risultato della prolungata esposizione ai raggi cosmici. Esperimenti di laboratorio dimostrano infatti che i raggi cosmici portano a una perdita di idrogeno nei materiali superficiali favorendo la formazione di polimeri complessi, molti dei quali sono scuri e rossi per l'elevata abbondanza di carbonio. Per esempio materiale irraggiato ad elevato contenuto di carbonio dovrebbe essere il responsabile delle crosta scura refrattaria osservata sui nuclei delle comete.

Vi sono essenzialmente due ipotesi relative alla diversità di colori mostrata dai KBO:

- 1) è possibile che i KBO possedessero intrinsecamente composizioni diverse, e che la diversità di colori rispecchi tali variazioni composizionali. Anche nella fascia principale gli asteroidi posseggono differenti composizioni legate alla zona e alla temperatura di formazione. I KBO si sono formati nella stessa zona in cui oggi li osserviamo, oltre l'orbita di Nettuno, a temperature di circa 40-50 °K. A tali temperature è difficile spiegare marcate differenze composizionali, ma queste non si possono escludere.
- 2) Le collisioni potrebbero aver danneggiato le superfici esposte all'irraggiamento dei raggi cosmici di alcuni oggetti, mostrando quindi le parti più interne degli oggetti, non soggette agli effetti di *space weathering*.

## 4.5 Relazioni tra asteroidi e comete

Gli asteroidi e le comete risultano di estrema importanza nella comprensione dell'origine e dell'evoluzione del Sistema Solare, in quanto costituiscono l'anello di congiunzione tra i planetesimi primordiali e la presente popolazione di corpi del Sistema Solare. Diventa quindi importante riuscire a determinare le relazioni, le differenze ed i possibili legami evolutivi tra questi due tipi di oggetti.

Gli asteroidi si situano nella regione di transizione tra i pianeti rocciosi e quelli gassosi e presentano su di essi vari processi di modificazione planetaria come l'accrescimento, la differenziazione chimica, la distruzione collisionale e probabilmente anche il riscaldamento interno per decadimento di radionuclidi a breve tempo di vita (Weissman *et al.*, 1989).

Le comete sono rappresentative invece di una zona più distante della nebulosa solare (la nube di Oort), caratterizzata da una composizione probabilmente più uniforme. Effetti

perturbativi esterni (campi mareali galattici, esplosioni di supernove in galassie esterne) immettono parte di tali comete in orbite interplanetarie, rendendole osservabili (Luu, 1994). Sebbene siano stati rilevati alcuni processi di modificazione sulle comete (Weissman, 1986; Stern & Shull, 1988), esse tuttavia hanno subito minori cambiamenti e scarsa differenziazione rispetto agli asteroidi e quindi possono essere considerate i corpi più rappresentativi dei planetesimi primordiali (Jewitt & Meech, 1988).

Dal punto di vista osservativo la distinzione tra asteroidi e comete è abbastanza evidente. Gli asteroidi appaiono al telescopio come oggetti di aspetto stellare, puntiforme (diametro angolare  $< 1''$ ), mentre le comete (attive) hanno aspetto diffuso in quanto sviluppano una chioma dovuta alla sublimazione di elementi volatili ed alla espulsione di particelle di polvere (Luu, 1994) presenti nel nucleo. Tuttavia, a grandi distanze dal Sole, quando il processo di sublimazione dei gas si affievolisce, le comete possono assumere aspetto stellare ed essere confuse con gli asteroidi. Sono infatti numerosi i casi di oggetti prima classificati come asteroidi e poi riconosciuti essere comete.

Sono significative le distinzioni tra comete ed asteroidi basate sulle loro proprietà fisico-chimiche. Gli asteroidi sono prevalentemente composti da materiale refrattario (silicati, metalli), mentre le comete contengono grandi quantità di componenti volatili (ghiacci). Le comete tuttavia contengono anche una sostanziale quantità di materiale refrattario, ovvero silicati, metalli e granuli organici. Alcune di esse, in particolar modo parte delle comete a corto periodo che effettuano numerosi passaggi vicino al Sole, possono aver esaurito i ghiacci superficiali ed aver sviluppato una crosta rocciosa che impedisce la sublimazione dei ghiacci sottostanti, trasformandosi in oggetti di aspetto asteroidale (Rickman, 1985). Quindi alcuni asteroidi possono essere in realtà nuclei cometari estinti che racchiudono all'interno dei ghiacci.

I nuclei delle comete estinte sembrano essere inoltre sia una sorgente di meteoriti che di asteroidi *Near-Earth*. Infatti i diversi e spettacolari sciami meteoritici che osserviamo sono collegati direttamente ai passaggi di alcune comete (vedi tabella 4.1) e quindi una parte delle meteoriti potrebbe avere origine cometaria.

Studi recenti hanno dimostrato che una significativa percentuale di asteroidi *Near Earth*, sulla base delle caratteristiche dinamiche e fisiche, potrebbe derivare da nuclei di comete estinte. Oggetti di tipo asteroidale candidati ad essere in realtà comete estinte sono 3200 Phaeton, 2201 Oljato, 1983 VA, 944 Hidalgo, 1566 Icarus, 1620 Geographos e molti altri (Chamberlin *et al.*; 1995, Lazzarin *et al.*, 1996; Weissman, 1989). Sino ad oggi studi

Tabella 4.1: Principali sciame meteoritici con associato il periodo di osservazione e le comete da cui sembrano derivare (dal *Cambridge Atlas of Astronomy*).

sciame meteoritico	periodo di osservazione	cometa associata	periodo della cometa (in anni)
Lireidi	10–22 aprile	Thatcher	12.0
$\eta$ Acquaridi	1–8 giugno	Halley	75.4
Orionidi	18–26 ottobre	Halley	75.4
$\beta$ Tauridi	24 giugno–6 luglio	Encke	3.3
Perseidi	25 luglio–17 agosto	Swift-Tuttle	13.3
Draconidi	9–10 ottobre	Giacobini-Zinner	6.4
Andromedidi	2–22 novembre	Biela	6.6
Leonidi	14–21 novembre	Tempel-Tuttle	33.2
Ursidi	17–24 dicembre	Tuttle	13.6

spettroscopici di tali candidati cometari non hanno portato al rilevamento di alcuna emissione di tipo cometario. Questo è molto probabilmente associato alla difficoltà tecnica di ottenere degli spettri con rapporto segnale/rumore tale da permettere il rilevamento di emissioni molto deboli in comete quiescenti o estinte.

Molto probabilmente le future missioni spaziali che hanno come obiettivo asteroidi e comete ci aiuteranno a risolvere i dubbi sulle relazioni tra questi due tipi di piccoli oggetti del Sistema Solare.

## Capitolo 5

# Analisi e risultati delle osservazioni condotte sui corpi minori del Sistema Solare

### 5.1 Introduzione

Il lavoro di osservazione, riduzione ed analisi dati di corpi minori del Sistema Solare è stato finalizzato alla miglior comprensione dei target della missione Rosetta, tramite studio dedicato dei candidati asteroidali della missione ed analisi più generale di corpi minori localizzati a diverse distanze eliocentriche, dagli asteroidi di fascia principale sino a centauro e transnettuniani. Tale ricerca ha come scopo l'indagine della mineralogia e della composizione superficiale di diverse tipologie di corpi minori, lo studio di alcuni processi primordiali quali l'alterazione acquosa e le sue relazioni con le diverse classi tassonomiche asteroidali, la ricerca di possibili relazioni e legami dinamici tra i corpi minori del Sistema Solare esterno.

Una campagna osservativa è stata dedicata allo studio di 4979 Otawara: le osservazioni spettrofotometriche hanno permesso di determinare che l'asteroide è di classe tassonomica S, hanno confermato che l'oggetto è un *fast rotating asteroid* ( $P = 2.707$  ore) ed hanno permesso una prima valutazione dell'asse di spin di Otawara.

140 Siwa, l'altro target asteroidale della missione, è stato osservato nell'ambito di una campagna destinata allo studio ed alla ricerca di prodotti di alterazione acquosa in asteroidi primitivi di fascia principale. Lo spettro da noi ottenuto è in accordo con quelli già pubblicati in letteratura, è tipico della classe tassonomica C e privo di caratteristiche di

assorbimento associabili al processo di alterazione acquosa. Purtroppo a causa di cattive condizioni meteorologiche non è stato possibile portare a termine lo studio fotometrico e polarimetrico programmato.

Non è stato invece possibile effettuare delle osservazioni dedicate della cometa Wirtanen in quanto la cometa, pur essendo in opposizione nell'agosto 2002, non presentava condizioni osservative favorevoli. Si è pertanto deciso di effettuare un'indagine spettrofotometrica nel visibile e vicino infrarosso di alcuni centauro e transnettuniani, i corpi localizzati rispettivamente oltre l'orbita di Giove e nel Sistema Solare esterno (Kuiper belt) che sembrano aver mantenuto praticamente inalterata la composizione dei planetesimi primordiali e le cui caratteristiche superficiali sono molto simili a quelle dei nuclei cometari. La cometa Wirtanen è infatti una cometa a corto periodo della famiglia di Giove la cui origine molto probabilmente deriva proprio dalla regione Kuiper, come già spiegato nel precedente capitolo, ed i centauro stessi sono una popolazione di oggetti che sembra aver origine dalle medesima regione. Lo studio delle caratteristiche superficiali di centauro e transnettuniani permette quindi di aumentare le informazioni sulle proprietà dei nuclei cometari, le cui osservazioni dirette da Terra sono praticamente inaccessibili (o per la debolissima magnitudine quando sono inattivi ed a grandi distanze eliocentriche, o per la presenza della chioma cometaria al loro avvicinarsi al Sole).

Gli oggetti investigati in spettrofotometria visibile ed infrarossa sono 3 (2001 PT13, 2000 EB173 e 2000 GN171), mentre un'accurata analisi fotometrica nel visibile è stata condotta su circa 30 oggetti che, aggiunti ad altri dati pubblicati dal medesimo gruppo, hanno permesso un'analisi statistica su un esteso ed omogeneo campione di TNO e centauro alla ricerca di correlazioni tra le diverse classi dinamiche ed i parametri orbitali degli oggetti. Si è inoltre effettuato uno studio su un campione di 110 asteroidi primitivi (classi C, B, F, G, e P) di fascia principale volto all'indagine del processo di alterazione acquosa e delle sue relazioni con la distanza eliocentrica, le classi tassonomiche, l'albedo ed il diametro degli asteroidi. Lo studio di tale processo è particolarmente interessante perché richiede la presenza di acqua allo stato liquido, e quindi ha importanti implicazioni sulla composizione dei planetesimi della fascia principale medio-esterna e sulle condizioni di pressione e temperatura presenti nel Sistema Solare primordiale in tale regione, tali da permettere appunto la presenza di acqua allo stato liquido.

Nell'ambito di tale campagna osservativa si sono inoltre studiati 5 asteroidi di classe E (albedo elevata), 3 dei quali hanno rivelato la presenza di una banda di assorbimento assai



peculiare a  $0.5 \mu\text{m}$  la cui origine è tuttora materia di dibattito.

Durante il dottorato ho inoltre appreso nuove tecniche di riduzioni dati, in particolar modo per quanto riguarda la fotometria, sia nella regione visibile che nel vicino infrarosso. Questa tecnica è stata affinata soprattutto nello studio di centauri e transnettuniani, ed è stato sviluppato sia il metodo classico che il metodo di correzione di apertura, particolarmente consigliato per oggetti di debole magnitudine come quelli del Sistema Solare esterno. Le procedure di riduzione dei dati fotometrici sviluppate e la metodologia appresa saranno importanti nell'affrontare il trattamento dei dati provenienti dalla WAC, anche se le procedure andranno ovviamente adattate al caso peculiare.

## 5.2 4979 Otawara, target delle missione spaziale Rosetta

Un'indagine delle proprietà fisiche di 4979 Otawara, target della missione spaziale Rosetta il cui fly-by verrà effettuato l'11 luglio 2006, è stata effettuata sulla base di dati spettroscopici e fotometrici ottenuti in prossimità del passaggio in opposizione dell'asteroide, tra dicembre 2001 e gennaio 2002. La campagna osservativa ha raccolto dati spettroscopici provenienti dal telescopio Palomar 5m (nella regione visibile), e dal NASA Infrared Telescope Facility (IRTF) (nel vicino infrarosso), che coprono la regione tra  $0.4$  e  $2.5 \mu\text{m}$ . In particolare abbiamo ottenuto il primo spettro infrarosso di Otawara che ha permesso di classificare l'oggetto come asteroide di tipo S. L'analisi della profondità delle bande di olivina e pirossene intorno a  $1$  e  $2 \mu\text{m}$  ha permesso di determinare che Otawara è un asteroide di tipo S(IV) seguendo la classificazione di Gaffey *et al.* (1993), la classe, tra i sottotipi degli S, la cui mineralogia è compatibile con quella delle condriti ordinarie.

Inoltre si sono effettuate delle osservazioni fotometriche al telescopio 1.8m di Asiago ed al Telescopio Nazionale Galileo (TNG), che hanno permesso di confermare il veloce periodo di rotazione dell'asteroide ( $P = 2.707$  ore) precedentemente determinato da Doressoundiram *et al.* (1999) e da Le Bras *et al.* (2001), e di ottenere una prima stima del vettore di spin dell'asteroide. I dettagli sulle condizioni osservative sono riportati in tabella 5.1.

In questo lavoro mi sono occupata delle osservazioni fotometriche al TNG ed ad Asiago, della riduzione dei dati fotometrici e dei dati spettroscopici nell'infrarosso nonché dell'analisi ed interpretazione dei risultati ottenuti. Il lavoro è in corso di pubblicazione (Fornasier *et al.*, 2002).

Tabella 5.1: Condizioni osservative di 4979 Otawara:  $r$  e  $\Delta$  sono rispettivamente la distanza eliocentrica e geocentrica dell'asteroide,  $\alpha$  l'angolo di fase al momento dell'osservazione e  $m_v$  la magnitudine visuale predetta dalle effemeridi del JPL. Con UT start e end si intende rispettivamente il tempo universale relativo all'inizio ed alla fine dell'esposizione. La data indicata è relativa all'inizio delle osservazioni; il simbolo \* indica che le osservazioni sono terminate il giorno seguente.

Data	UT start	UT end	Telescopio	Modalità	Strumento
23 Dic. 01	08:54	09:18	Palomar 5m	spettro vis.	Double Spec.
23 Dic. 01	21:48	01:43*	Asiago 1.8m	V imaging	AFOSC
08 Gen. 02	21:47	01:25*	TNG	V+R imaging	OIG
12 Gen. 02	09:55	11:21	IRTF	spettro IR	SpeX

Data	UT start	Telescopio	$m_v$	$r$ (AU)	$\Delta$ (AU)	$\alpha$
23 Dic. 01	08:54	Palomar 5m	17.27	2.480981	1.512879	$5^\circ.16$
23 Dic. 01	21:48	Asiago 1.8m	17.26	2.480928	1.511215	$4^\circ.87$
08 Gen. 02	21:47	TNG	17.15	2.478565	1.501553	$3^\circ.32$
12 Gen. 02	09:55	IRTF	17.26	2.477813	1.509438	$5^\circ.09$

### 5.2.1 Osservazioni fotometriche e valutazione dello stato di rotazione

Le osservazioni fotometriche di Otawara sono state effettuate al telescopio 1.8m dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago ed al Telescopio Nazionale Galileo (TNG), La Palma, Spagna. A causa di non buone condizioni meteo, le osservazioni sono durate solo parte delle notti assegnate e non in condizioni fotometriche, pertanto è stato possibile effettuare solamente la fotometria relativa dell'asteroide rispetto ad alcuni campi di stelle di confronto.

Ad Asiago abbiamo osservato il 23 dicembre 2001 usando il telescopio 1.82 m con la camera AFOSC ed un CCD 1024x1024 (pixel da 24x24 micron), con un campo di vista di 8.14x8.14 arcmin. Le osservazioni sono state effettuate utilizzando un filtro V (Johnson) con esposizioni variabili tra 300 e 420 secondi.

Al telescopio TNG (3.5m di diametro) abbiamo osservato l'8 gennaio 2002, utilizzando la camera OIG abbinata ad un mosaico di 2 CCD EEV 42-80 da 2048 x 4096 pixel ciascuno (pixel size di 13.5 micron). Il campo di vista risultante è di 4.9 x 4.9 arcmin. Le osservazioni sono state effettuate sia col filtro V che con il filtro R (Johnson), con pose variabili dai 60 ai 360 secondi.

La riduzione dati è stata effettuata in modo convenzionale (appendice A.2) e le magnitudini relative sono state ottenute usando la fotometria di apertura. Si è scelto un raggio

per l'integrazione del flusso pari a circa 2 volte il seeing medio, ed il contributo del cielo è stato sottratto usando un anello di ampiezza 5-10 pixel attorno all'asteroide o alle stelle di riferimento.

Il periodo di rotazione sinodico è stato determinato applicando un'analisi di Fourier ai nostri dati fotometrici, come descritto in Harris *et al.* (1989). Il valore del periodo sinodico che meglio si adatta alle osservazioni è  $P_{syn} = 2.707 \pm 0.005$  ore. Questo risultato conferma quello determinato da Doressoundiram *et al.* (1999) e confermato da Le Bras *et al.* (2001).

In Fig. 5.1 viene rappresentata la curva di luce ottenuta combinando in fase rotazionale tutti i nostri dati fotometrici.

Dal momento che non è stato possibile effettuare una calibrazione fotometrica assoluta, ad ogni set di dati è stato applicato uno spostamento in modo da centrare la curva di luce sulla brillantezza media dell'asteroide. Le curve di luce nei filtri V e R mostrano un

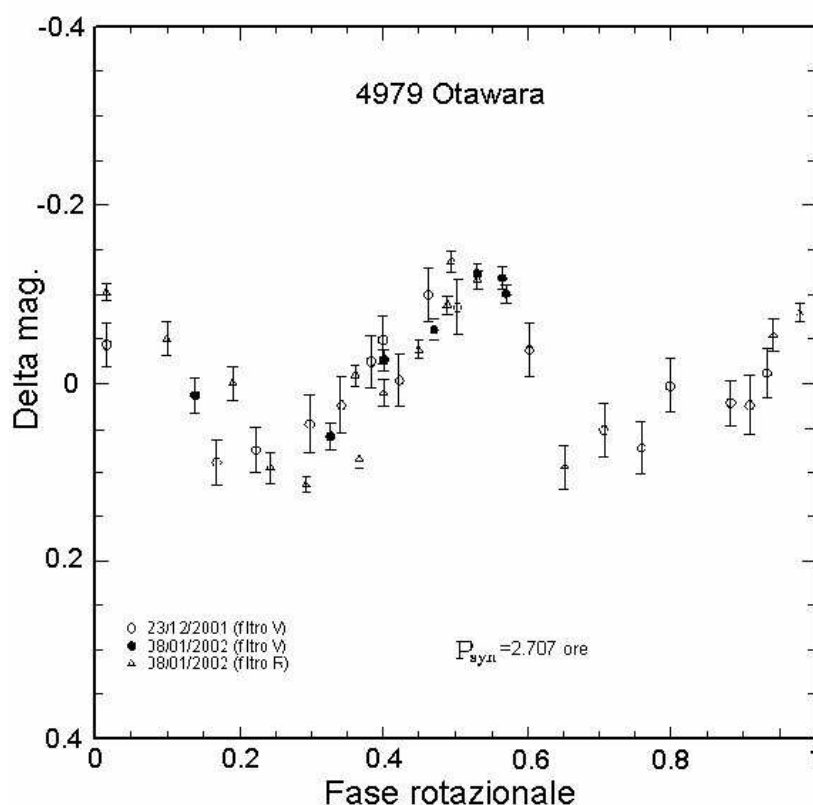


Figura 5.1: Curva di luce composta di 4979 Otawara. La barra di errore contiene il rumore fotonico. La fase zero è a JD 2452276.5

andamento simile e sono state sovrapposte: l'ampiezza ottenuta risulta essere di  $0.22 \pm 0.03$  magnitudini.

Una prima valutazione del vettore di spin, del periodo siderale e del modello ellissoidico triassiale dell'asteroide è stata effettuata usando il metodo descritto da Michałowski (1993). Tale metodo combina insieme le epoche di massima brillantezza, l'ampiezza e le magnitudini, e determina il risultato costruendo un insieme di equazioni non lineari le cui soluzioni vengono trovate tramite un fit ai minimi quadrati.

Per Otawara è stato possibile utilizzare le epoche, le ampiezze e le magnitudini in  $R$  dei dati provenienti da Doressoundiram *et al.* (1999), relativi alle osservazioni di dicembre 1998–gennaio 1999, e da Le Bras *et al.* (2001), relativi alle osservazioni di luglio–agosto 2000; per i dati provenienti dalle nostre osservazioni di dicembre 2001–gennaio 2002 sono state utilizzate solo le epoche e le ampiezze, non essendo state effettuate delle calibrazioni fotometriche assolute.

Un problema nella valutazione del polo è legato al fatto che i dati disponibili sono stati ottenuti in configurazioni geometriche piuttosto simili, dal momento che la longitudine eclittica relativa alle opposizioni del 1998/99 e 2001/02 è minore di  $30^\circ$  e tale differenza è di circa  $180^\circ$  per le apparizioni del 2000 e del 1998/99. Per questo motivo le osservazioni disponibili non sono ottimali nell'applicazione del metodo sopra menzionato. L'ampiezza osservata di Otawara è stata ricondotta ad angolo di fase nullo seguendo le relazioni descritte in Zappala *et al.* (1990), trovando un coefficiente di correzione pari a  $m = 0.006$ . Il sistema di magnitudine  $HG$  (Bowell *et al.*, 1989) ha permesso di ridurre le magnitudini  $R$  ad angolo di fase nullo, ottenendo  $G_R = 0.19$ .

Nonostante le citate limitazione nei dati a disposizione, si sono ottenuti dei risultati preliminari sullo stato rotazionale di Otawara. Il senso di rotazione dell'oggetto sembra essere retrogrado. Il periodo siderale ( $P_{sid}$ ), le coordinate eclittiche del polo nord dell'asteroide ( $\lambda_p$ ,  $\beta_p$ ), il valore del rapporto assiale  $a/b$  dell'ellissoide triassiale, la magnitudine assoluta  $R$  per l'angolo  $90^\circ$   $H_R(90, 0)$ , e relativi errori sono i seguenti:

$$\begin{aligned} P_{sid} &= 0.112776 \pm 0.000001 \quad (\text{giorni}) \\ \lambda_p &= 50^\circ \pm 5^\circ \\ \beta_p &= -30^\circ \pm 16^\circ \\ a/b &= 1.21 \pm 0.05 \\ H_R(90, 0) &= 13.99 \pm 0.05 \quad (\text{mag}) \end{aligned}$$

Si è inoltre ottenuta una seconda soluzione con gli stessi parametri di cui sopra ma con

$$\lambda_p = 230^\circ.$$

Secondo tale risultato, Otawara è stato osservato vicino all'equatore ( $\approx 90^\circ$ ). Un'accurata analisi delle relazioni tra aspetto, polo e coordinate eclittiche asteroidali (Eq. 4 in Michałowski 1993) mostra che l'aspetto equatoriale non sembra dipendere dalla latitudine del polo quando la latitudine asteroidale è prossima a  $0^\circ$  come nel caso di Otawara. Questa è probabilmente la causa del grande valore d'errore per  $\beta_p$ .

Con i dati a disposizione il metodo non permette una stima reale del parametro  $b/c$ . Le relazioni *ampiezza-aspetto* e *magnitudine-aspetto* (Eq. 3 e 5 in Michałowski 1993, rispettivamente) dimostrano infatti che le ampiezze osservate e le magnitudini non dipendono da  $b/c$  per aspetto vicino a quello equatoriale. Sono necessarie ulteriori osservazioni per una stima di tale parametro, che, considerando le dimensioni e la veloce rotazione di Otawara, ci si aspetta sia non maggiore di circa 1.2.

Al fine di ottenere un modello completo sullo stato rotazionale e sulla forma dell'asteroide sono necessarie ulteriori osservazioni condotte ad aspetti differenti da quello equatoriale. Le migliori condizioni osservative per applicare il modello sopra descritto si verificano quando Otawara ha una longitudine eclittica compresa tra  $0^\circ$ – $70^\circ$  o  $180^\circ$ – $250^\circ$ .

Le prossime opposizioni dell'asteroide si verificheranno nel giugno 2003, con una longitudine eclittica ( $\lambda$ ) pari a  $263^\circ$ , in dicembre 2004 con  $\lambda = 81^\circ$ , in aprile 2006 con  $\lambda = 216^\circ$ , in novembre 2007 con  $\lambda = 58^\circ$  ed in marzo 2009 con  $\lambda = 180^\circ$ . Quindi le opposizioni tra il 2006 ed il 2009 soddisfano le condizioni geometriche richieste per implementare il modello rotazionale. Tuttavia, ricordando che il fly-by di Rosetta con Otawara avverrà nel luglio 2006, solo l'opposizione dell'aprile 2006 risulterà in condizioni ottimali per permettere di implementare i risultati sul vettore di spin dell'asteroide prima dell'incontro con la sonda.

### 5.2.2 Osservazioni spettroscopiche e determinazione della classe tassonomica

Lo spettro visibile di Otawara è stato ottenuto presso l'Osservatorio di monte Palomar con il telescopio di 5 metri di diametro il 23 Dicembre 2001. Lo strumento utilizzato è il *Double Spectrograph* che permette di ottenere simultaneamente la parte blu e rossa dello spettro a lunga fenditura usando una coppia di camere CCD. Differenti lunghezze focali delle due camere danno luogo a una *pixel scale* rispettivamente di 1.25 e 0.94 arcsec/px per i canali blu e rosso (i CCD sono stati usati con *binning*  $2 \times 2$ ). Un reticolo con 300 tratti/mm è stato impiegato nella parte blu, coprendo l'intervallo spettrale tra 0.42 e 0.62

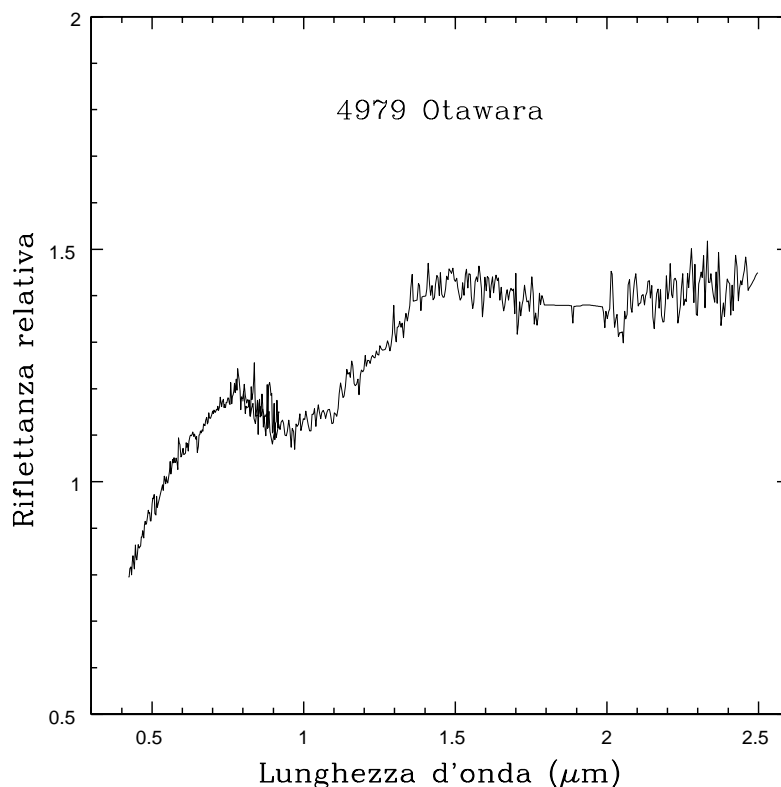


Figura 5.2: Spettro visibile ed infrarosso di 4979 Otawara. Il rumore introdotto dalla banda dell'acqua a  $1.8 \mu\text{m}$  è stato escluso. Lo spettro è normalizzato a  $5500 \text{ \AA}$ .

$\mu\text{m}$  con associata una dispersione di  $7 \text{ \AA}$  per pixel binnato. Per il canale rosso si è invece utilizzato un reticolo a  $158$  tratti/mm, coprendo l'intervallo spettrale tra  $0.53$  e  $0.92 \mu\text{m}$  con una dispersione di  $10 \text{ \AA}$  per pixel binnato. Lo spettro finale riportato in Fig. 5.2 è la media di tre pose (canali blu e rosso) di  $600$  secondi ciascuna. La fenditura utilizzata è larga  $6$  arcsec ed è stata posizionata in direzione Nord-Sud per minimizzare gli effetti associati alla rifrazione atmosferica differenziale. Si sono inoltre osservati degli analoghi solari ad airmass vicine a quelle di Otawara, al fine di rimuovere il contributo del continuo solare dallo spettro dell'oggetto. La procedura di riduzione dati seguita è convenzionale e descritta in appendice A.1. Inoltre, una volta estratto lo spettro monodimensionale, si è effettuato un *rebinning* per riportare i canali blu e rosso dello spettro ad una dispersione uniforme e pari a  $25 \text{ \AA}/\text{px}$ . Infine, gli spettri sono stati normalizzati a  $5500 \text{ \AA}$ .

Lo spettro infrarosso dell'asteroide è stato ottenuto al telescopio IRTF, alle Hawaii, USA,

il 12 gennaio 2002, tramite osservazione in remoto dall'Observatoire de Meudon, Parigi (descrizione della procedura di gestione ed acquisizione dati si trova in Binzel *et al.*, 2002). Si è utilizzato lo spettrografo a medio-bassa risoluzione SpeX, che ha il vantaggio di coprire l'intervallo di lunghezze d'onda da 0.8 a 2.5  $\mu\text{m}$  con un'unica esposizione e con una risoluzione di circa 50 Å per pixel. Il rivelatore impiegato è all'indio-antimonio, con 1024×1024 pixel. La lettura viene effettuata in 32 passi con modalità non distruttiva ed il rumore di lettura associato è di 15 e<sup>-</sup> RMS. Per acquisire i dati, si è utilizzata una fenditura larga 0.8 arcsec orientata in direzione Nord-Sud, all'interno della quale l'asteroide è stato posizionato lungo la direzione spaziale (con spostamenti di *dithering* di circa 10-12 arcsec) al fine di ottenere coppie di esposizioni (dette A e B) in differenti posizioni. Questa procedura è tipica delle acquisizioni nell'infrarosso e si rende necessaria per correggere il contributo del cielo, molto intenso nell'infrarosso. Per Otawara i dati sono stati ottenuti tramite una sequenza di 9 cicli di esposizioni di tipo ABBA, con 4 esposizioni di 2 minuti ciascuna, per un'integrazione totale di 72 minuti.

La riduzione dati è stata effettuata in modo convenzionale per l'infrarosso: correzione di tutti gli spettri per flat field, sottrazione del bias e del contributo del cielo calcolando coppie di immagini di tipo A-B e B-A, spostamento dello spettro positivo dell'immagine (B-A) sullo spettro positivo di (A-B) e somma dei due contributi positivi; lo spettro finale è quindi la media di tutte le coppie di spettri precedentemente calcolate; lo spettro viene quindi estratto e reso monodimensionale, e calibrato in lunghezza d'onda tramite lo spettro di riferimento di una lampada all'argon; infine viene effettuata la correzione per estinzione e la rimozione del continuo solare dividendo lo spettro dell'asteroide per quello di un analogo solare osservato ad airmass simili a quelle dell'oggetto (in questo caso si è usato l'analogo solare Hyades 64).

In Fig. 5.2 viene riportato lo spettro visibile ed infrarosso di Otawara. Lo spettro visibile è normalizzato a 5500 Å e la sovrapposizione tra parte visibile ed infrarossa è stata effettuata minimizzando lo scostamento tra due fit polinomiali delle 2 diverse regioni.

Una prima analisi dello spettro ci ha permesso di stabilire che Otawara è di tipo tassonomico S. Doressoundiram *et al.* (1999), sulla base della disponibilità di dati spettroscopici solamente nella regione visibile, asserirono che il loro spettro poteva essere consistente sia con il tipo S che con il V. Dai nostri dati nella regione infrarossa è possibile escludere ogni legame tra Otawara e la classe V, dal momento che l'assorbimento a 2  $\mu\text{m}$  dell'asteroide è di gran lunga inferiore a quello tipico della classe V. Pertanto possiamo affermare che

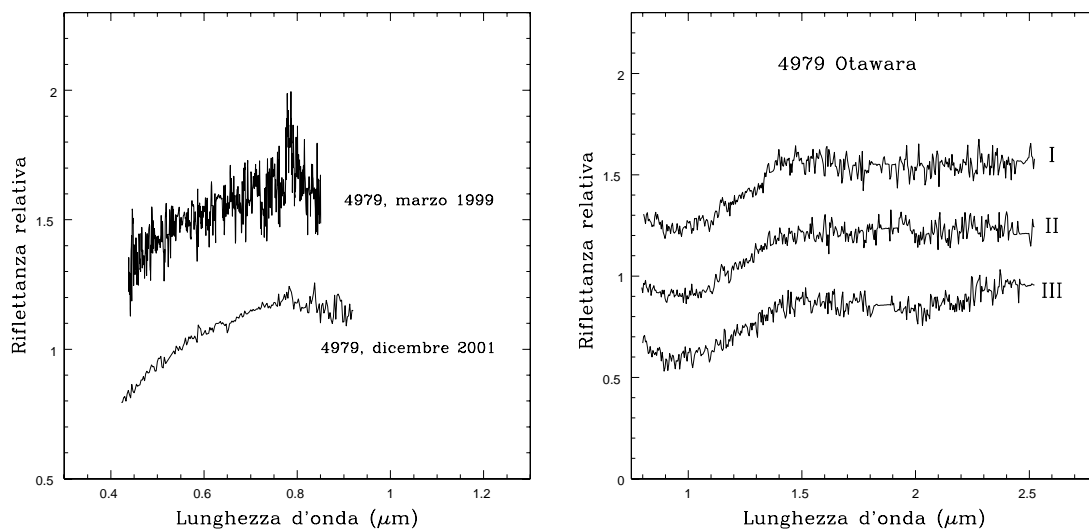


Figura 5.3: A sinistra: confronto tra lo spettro visibile di 4979 Otawara ottenuto al Palomar (dicembre 2001) e quello precedentemente pubblicato da Doressoundiram *et al.* (1999), ottenuto nel marzo 1999 ad ESO (telescopio 1.5m). Gli spettri sono normalizzati a  $5500 \text{ \AA}$  e quello di marzo 1999 spostato in verticale di 0.5 unità per chiarezza. A destra: spettri infrarossi dell'asteroide: I indica lo spettro relativo ai primi 24 minuti di integrazione, II quello relativo ai successivi 24 minuti, e III quello relativo ai 24 minuti finali di esposizione (il tempo di esposizione totale è di 72 minuti). Tali spettri sono stati normalizzati a  $1.25 \text{ μm}$ . Gli spettri I e III sono stati spostati in verticale di  $\pm 0.03$  per chiarezza.

Otawara ha un comportamento spettrale consistente con la classe degli S.

Si è inoltre effettuato un confronto tra lo spettro visibile da noi osservato al Palomar e quello pubblicato da Doressoundiram *et al.* (1999) ed ottenuto nel marzo 1999 al telescopio 1.5m di ESO (Fig. 5.3, parte sinistra). Nonostante quest'ultimo spettro sia molto più rumoroso di quello ottenuto al Palomar, l'andamento osservato è esattamente lo stesso, pertanto viene confermato lo spettro precedentemente osservato.

Al fine di investigare possibili variazioni delle proprietà superficiali dell'asteroide, si è frazionata l'esposizione totale infrarossa (72 min.) in 3 intervalli (chiamati I, II, III) di 24 minuti ciascuno. Infatti, considerando anche i tempi di lettura del rivelatore, il tempo totale trascorso su Otawara è stato di 86 minuti, corrispondenti al 53% del periodo di rotazione dell'asteroide. Il tempo universale centrale di ciascuno di tali intervalli è 10:08 (I), 10:36 (II) e 11:06 (III), corrispondenti alla fase rotazionale 0.40, 0.57 e 0.76 rispettivamente. I tre differenti spettri (filtrati con filtro mediano per ridurre il rumore) non



rivelano nessuna sostanziale differenza (Fig. 5.3, parte destra), dimostrando che per almeno la metà del periodo di rotazione la composizione superficiale di Otawara sembra essere omogenea (entro variazioni del 5-10%, corrispondenti alla precisione dei nostri spettri).

Una analisi accurata dello spettro è stata effettuata al fine di identificare la sottoclasse S di Otawara, seguendo la classificazione di Gaffey *et al.*, 1993. Questi infatti dividono la classe degli S in 7 sottoclassi sulla base del rapporto tra le aree delle bande a 1 e 2  $\mu\text{m}$  (chiamate rispettivamente BI e BII), della posizione centrale di queste due bande e della profondità e pendenza della banda BI, dal momento che tali parametri sono intrinsecamente legati alla mineralogia superficiale dell'asteroide.

Seguendo le procedure descritte in Gaffey *et al.* (1993), si sono quindi ottenuti i seguenti valori: posizione centrale della banda BI =  $9570 \pm 50 \text{ \AA}$  con profondità di banda pari a  $0.18 \pm 0.01$  e pendenza spettrale di 0.0804 % per 1000  $\text{\AA}$  (valutata tra 7500  $\text{\AA}$  e 14500  $\text{\AA}$ ); posizione centrale della banda BII =  $19780 \pm 50 \text{ \AA}$  con profondità di banda pari  $0.07 \pm 0.01$ . Mentre la banda BI è dovuta alla presenza sia dell'olivina che del pirossene, la banda BII è associata esclusivamente alla presenza di pirossene. Il rapporto tra l'area delle bande BII/BI è di  $0.47 \pm 0.09$ , valore che posiziona Otawara nello spazio della classe S(IV) (Fig 5.4).

L'appartenenza di Otawara al sottotipo S(IV) è particolarmente interessante dal momento che tale tipo di asteroidi è caratterizzato da una composizione che include i componenti silicatici delle condriti ordinarie. Sembra infatti che gli oggetti di tipo S(IV) siano i più probabili candidati quali *parent bodies* delle condriti ordinarie tra la popolazione asteroidale degli S (Gaffey *et al.*, 1993, Gaffey, 2000; Gaffey, 2001). Per tale ragione si sono investigati possibili legami tra l'asteroide Otawara e le condriti ordinarie. In Fig 5.4 si nota come la rappresentazione della posizione della banda BI rispetto al rapporto d'area BII/BI ponga l'asteroide Otawara nello spazio delle condriti ordinarie (OC), vicino alla linea di mescolamento dell'olivina e del pirossene. Questa analogia alle condriti ordinarie implica innanzi tutto che Otawara non è un asteroide molto differenziato.

È possibile analizzare la percentuale di pirossene presente seguendo il metodo di Cloutis *et al.* (1986):

$$OPX(\%) = \frac{OPX}{OPX + OL} = 0.4187 \times \left( \frac{BII}{BI} + 0.125 \right) \quad (5.1)$$

dove OPX è la frazione in massa dell'ortopirossene, OL la frazione in massa dell'olivina e BI e BII l'area delle bande corrispondenti agli assorbimenti a 1 e 2  $\mu\text{m}$  rispettivamente.

Tale metodo è stato recentemente utilizzato da Gaffey (1999) e Berthoud *et al.* (2001)

su dei campioni di condriti ordinarie, trovando un buon accordo tra l'abbondanza di ortopirossene calcolata e quella normativa derivata da analisi chimiche (Jarosewich 1990, McSween *et al.*, 1991). Nel caso di Otawara si trova una percentuale di ortopirossene pari a  $25 \pm 3$ , consistente con l'abbondanza tipica delle condriti di tipo L ed LL. Infatti gli oggetti di tipo S(IV) sono composti da assemblaggi di olivina e ortopirossene (povero di calcio) che potrebbero essere simili sia a quelli delle condriti ordinarie che agli assemblaggi silicatici non fusi delle acondriti primitive. Tuttavia, dal momento che le profondità della

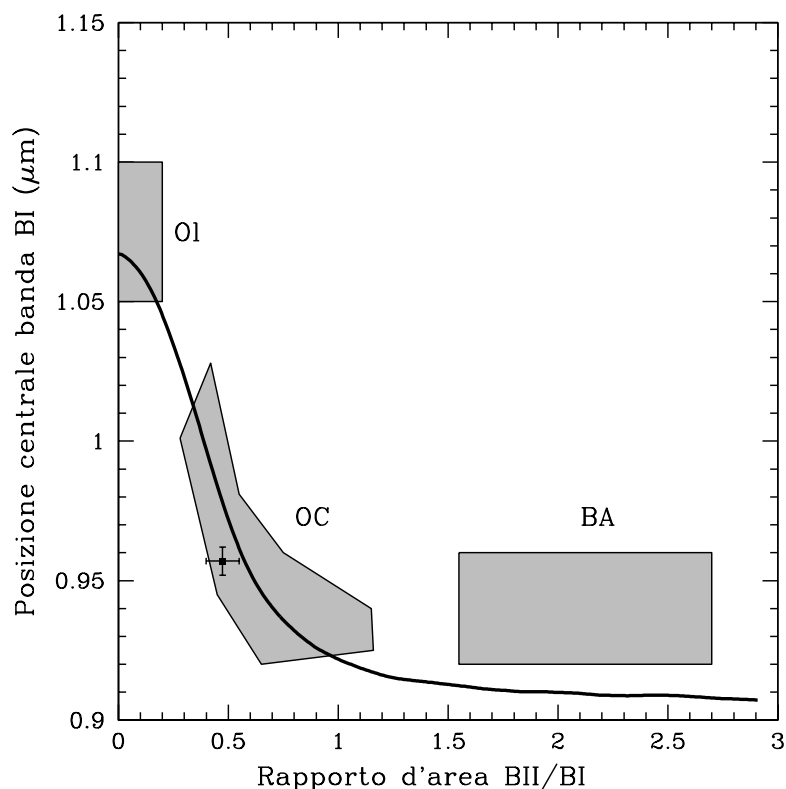


Figura 5.4: Plot di 4979 Otawara (quadrato con barre d'errore) relativo alla posizione centrale della banda BI rispetto al rapporto d'area tra le bande BII/BI. Le tre regioni rappresentate sono definite dagli spettri delle meteoriti da Gaffey *et al.*, 1993. La regione rettangolare denominata OI contiene assemblaggi costituiti essenzialmente da olivina; la regione OC rappresenta i componenti costituiti da silicati mafici delle condriti ordinarie e corrisponde alla regione dei tipi S(IV) nella classificazione di Gaffey *et al.*, 1993; la regione BA include gli assemblaggi delle acondriti basaltiche la cui composizione è dominata dal pirossene. La linea solida rappresenta la posizione della linea di combinazione dell'olivina e dell'ortopirossene (Cloutis *et al.*, 1986).

banda a  $2\ \mu\text{m}$  misurata nelle acondriti primitive è molto maggiore di quella tipica misurata negli asteroidi appartenenti alla classe S(IV) (Burbine *et al.*, 2001; Binzel *et al.*, 2001a), noi abbiamo provato ad effettuare un confronto tra Otawara ed alcune condriti ordinarie, il cui legame è tra l'altro evidente in Fig 5.4.

Tuttavia è ben noto ed evidente nella parte superiore di figura 5.5 che gli spettri degli asteroidi di classe S sono significativamente arrossati rispetto alle condriti ordinarie, e tale differenza può essere spiegata tramite effetti dovuti allo *space weathering*. Tale processo potrebbe essere il risultato di impatti di grani di polvere e dell'effetto del vento solare sulla superficie priva di atmosfera degli asteroidi, e darebbe luogo ad un arrossamento dell'andamento spettrale, ad una diminuzione dell'albedo e dell'intensità degli assorbimenti. Infatti le superfici di corpi privi di atmosfera esposti all'ambiente spaziale per miliardi di anni vedono inevitabilmente alterate le proprietà fisiche, ottiche e chimiche superficiali, come dimostrato dall'analisi di campioni di suolo lunare (vedere per esempio Adams *et al.*, 1971, Hapke *et al.*, 1975).

Gli effetti dello *space weathering* sono stati lungamente dibattuti nell'ambiente scientifico, tuttavia negli ultimi anni nuovi risultati stanno avvalorandone la validità. Infatti la missione Galileo ha dimostrato che le superfici di Gaspra, Ida e Dactyl (tutti asteroidi di tipo S) sono alterate da un qualche processo che ne modifica le proprietà di riflettanza, arrossando l'andamento spettrale e diminuendo l'intensità degli assorbimenti (Chapman, 1996). Recentemente la missione NEAR che ha investigato l'asteroide 433 Eros (tipo S) ha permesso di determinare, grazie a misure spettrometriche nella regione X e nel vicino infrarosso, che Eros ha una composizione consistente con quella delle condriti ordinarie nonostante l'andamento spettrale sia ben più arrossato di quello di tali meteoriti: anche in tal caso lo *space weathering* sembra aver alterato le proprietà ottiche della superficie dell'asteroide (Clark *et al.*, 2000; Chapman, 2000; McFadden *et al.*, 2001; Bell *et al.*, 2002). Un recente lavoro di Binzel *et al.* (2001b) dimostra che sembra esserci una transizione continua tra l'andamento spettrale di un campione di oggetti *Near Earth* di piccole dimensioni e di tipo S-Q e quello delle condriti ordinarie. Sulla base di ciò, gli autori sostengono che sembra esserci un processo continuo e naturale come lo *space weathering* che interessa questi piccoli asteroidi in modi differenti, a seconda della età degli oggetti e della loro storia collisionale.

Pieters *et al.* (2000) dimostrano che l'andamento spettrale degli asteroidi di tipo S viene ben modellato dal processo di *space weathering*, che porta ad un accumulo di ferro nano-

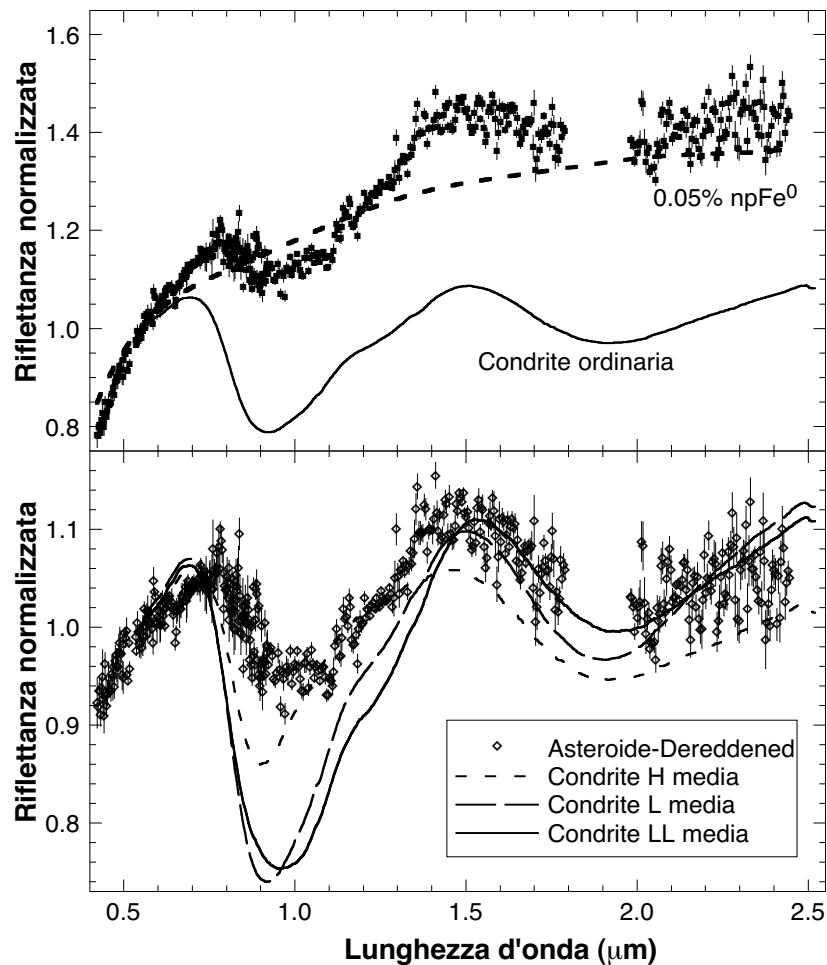


Figura 5.5: Parte superiore: spettro visibile ed infrarosso di Otawara (punti), dove la lacuna a  $1.9 \mu\text{m}$  è dovuta all'assorbimento atmosferico dell'acqua. Con la linea a trattini viene rappresentato il modello di *de-reddening* associato alla presenza dello 0.05% di ferro nano-fase come determinato da Pieters *et al.*, 2001. Per confronto viene mostrato lo spettro di pendenza nulla tipico di una condrite ordinaria. Parte inferiore: spettro di Otawara corretto per l'arrossamento (dereddened) determinato dallo 0.05% di ferro nano-fase. La pendenza dello spettro e la posizione centrale delle bande di assorbimento a 1 e  $2 \mu\text{m}$  sono consistenti con quelle caratteristiche delle condriti ordinarie. Tutti gli spettri sono normalizzati a  $0.55 \mu\text{m}$ ; gli spettri delle meteoriti derivano da Gaffey (1976).

fase ridotto sul materiale costituente le condriti ordinarie. Tale modello è tra l'altro stato applicato con successo anche da Binzel *et al.* (2001a) nell'interpretazione delle differenze spettrali tra l'asteroide di tipo S(IV) 25143 (1998 SF36), target della missione MUSES-C, e le condriti ordinarie.

Seguendo il modello di correzione degli effetti di arrossamento (*de-reddening*) sviluppato da Binzel *et al.* (2001a), abbiamo diviso lo spettro di Otawara per quello della curva di *derreddening* con una minima componente di ferro nano-fase (0.05%). I risultati, riportati sulla parte inferiore di Fig. 5.5, mostrano una buona corrispondenza con la pendenza tipica delle condriti ordinarie. Tuttavia la profondità della banda a  $1 \mu\text{m}$  è più piccola rispetto a quella delle meteoriti di confronto. Maggiormente indicativa dal punto di vista mineralogico è la posizione della banda BI, che sembra essere più consistente con quella tipica delle condriti di tipo LL; anche la profondità della banda a  $2 \mu\text{m}$  sembra essere maggiormente consistente con le condriti di tipo LL.

Siamo pertanto favorevoli ad una analogia tra lo spettro di Otawara e quello delle condriti di tipo LL, seppure questo vada considerato solo come un primo tentativo di interpretazione: le risposte definitive verranno infatti dal fly-by di Rosetta con l'asteroide.

In conclusione, la campagna osservativa di 4979 Otawara condotta durante il dottorato ha permesso di determinare che l'asteroide è di classe tassonomica S, più precisamente di tipo S(IV) seguendo la classificazione di Gaffey *et al.* (1993). Il fatto che l'asteroide sia di tipo S(IV) e che si ponga nello spazio delle condriti ordinarie nel grafico che dà la posizione centrale della banda BI rispetto al rapporto d'area BII/BI ha dato spunto ad un confronto con tali meteoriti. L'arrossamento spettrale di Otawara rispetto alle condriti ordinarie è tipico degli oggetti di tipo S e potrebbe essere spiegato con effetti associati allo *space weathering*. Nel caso di Otawara l'arrossamento spettrale viene ben corretto con un modello di *de-reddening* che implichi la presenza di solo lo 0.05% di ferro nano-fase in superficie, prodotto questo derivante dall'azione dello *space weathering* sulle superfici di corpi privi di atmosfera quali gli asteroidi. Infine la curva di luce ottenuta ha permesso di confermare la veloce rotazione dell'asteroide ( $P_{syn} = 2.707$ ) già determinata da altri autori, nonché una prima stima dello vettore di spin dell'oggetto che sembra avere un moto retrogrado, sebbene siano necessarie ulteriori osservazioni per implementare lo stato rotazionale e la forma di Otawara (Fornasier *et al.*, 2002).

## 5.3 Osservazioni di centauri e transnettuniani

### 5.3.1 Fotometria visibile

In collaborazione con il gruppo di Meudon ho partecipato alla fase di riduzione ed interpretazione di parte dei dati fotometrici (una decina di oggetti) ottenuti nel corso della

*survey* multicolore di Meudon su oggetti del Sistema Solare esterno. Tale esperienza è stata importante non solo dal punto di vista scientifico ma anche nell'apprendere le tecniche e la metodologia di riduzione di dati fotometrici, cose che risulteranno molto utili nella trattazione dei dati fotometrici provenienti dalla WAC.

La *survey* multicolore di Meudon su oggetti del Sistema Solare esterno ha avuto inizio nel 1997 e ha lo scopo di raccogliere un ampio ed omogeneo campione di dati sui colori di transnettuniani e centauro. Personalmente ho partecipato alla riduzione ed interpretazione di parte dei dati raccolti a fine 2000 e durante il 2001; i colori di 30 nuovi oggetti osservati durante tale periodo sono stati recentemente pubblicati (Doessoundiram *et al.*, 2002), per un campione complessivo dell'intera *survey* di 8 centauro, 22 TNO di tipo classico, 13 plutini, 8 oggetti di tipo scattered ed 1 oggetto con classe dinamica non identificata. Tale campione di dati è il più esteso ed omogeneo ottenuto sinora, ed è stato analizzato al fine di identificare possibili strutture composizionali, relazioni tra le diverse classi dinamiche degli oggetti e correlazioni con parametri fisici ed orbitali.

La fotometria è tuttora lo strumento più utilizzato nell'indagine degli oggetti del Sistema Solare esterno, dal momento che le loro magnitudini sono molto deboli e spesso proibitive per un'indagine spettroscopica (seppure negli ultimi due anni si siano avviate delle *survey* spettroscopiche con telescopi di grande diametro, come il Large Programm di ESO applicato al VLT di cui parlerò in seguito). Gli indici di colore degli oggetti del Sistema Solare esterno appartenenti a diverse popolazioni sono importanti in quando possono permettere di identificarne l'evoluzione dinamica e la storia collisionale. Alcuni andamenti sono già stati identificati in diversi studi, quali l'eccesso di oggetti arrossati per distanza perielica maggiore di 40 UA, l'indicazione che i TNO classici con elevata inclinazione sono preferenzialmente grigi (ovvero hanno colori solari), l'osservazione di un ampio intervallo di variazione dei colori dei plutini rispetto alle altre classi (Tegler & Romanishin, 2000; Doessoundiram *et al.*, 2001, Trujillo & Brown, 2002, Hainault & Delsanti, 2002).

### **Osservazioni**

Il programma fotometrico multicolore di Meudon fa parte di un grande programma del Canada-France-Hawaii-Telescope (CFHT, 3.6m di diametro), Mauna Kea, Hawaii, dedicato alla scoperta, recupero e fotometria di TNO, grazie all'utilizzo della camera CFH12K a grande campo di vista ( $42 \times 28$  arcminuti quadrati), costituita da mosaico di 12 CCD da  $2K \times 4K$ . La fotometria visibile (filtri Mould a larga banda B, V, R e I) è stata ottenuta

durante i seguenti periodi: 21-24 dicembre 2000, 26-28 giugno 2001 e 12-14 agosto 2001; 2 notti non sono state fotometriche (28/6/01 e 13/8/01), mentre durante le altre c'è stato un buon seeing e condizioni fotometriche.

Gli oggetti sono stati selezionati sulla base della loro osservabilità, della brillantezza ( $m_v < 22.5$ , secondo stime del servizio effemeridi del Minor Planet Center), dell'accuratezza nella posizione (si sono presi oggetti con diverse opposizioni e quindi di posizione ben determinata), della necessità di avere nuove o migliori misure di colore, e dell'assenza di stelle brillanti nel campo in prossimità dell'oggetto che potessero comprometterne le misure fotometriche. Gli oggetti selezionati (30) e le relative circostanze osservative sono riportate in tabella 5.2, mentre le caratteristiche strumentali sono riportate in tabella 5.3.

Tutti gli oggetti e le stelle standard sono stati localizzati nel CCD # 3 del mosaico di rivelatori, essendo questo il migliore in termini di efficienza quantica, efficienza di trasferimento di carica, cosmesi, e basso *fringing* (0.5%) nella banda I, vista la sua maggior sottigliezza rispetto agli altri rivelatori. I tempi di posa non sono stati superiori a 600 secondi, al fine di minimizzare il trailing del TNO rispetto alle stelle. Per oggetti deboli si sono addizionate diverse esposizioni in modo da raggiungere il rapporto segnale/rumore (S/N) richiesto (20-30).

Inoltre, per eliminare errori sistematici nei colori causati da variazioni rotazionali della curva di luce, abbiamo adottato la seguente sequenza fotometrica: R-V-B-I-V, ciò permette di avere sempre una misura in V contigua agli altri filtri. Tale sequenza è stata ripetuta 2 volte per ogni oggetto al fine di confermare le misure, ridurre gli errori e monitorare eventuali variazioni di colore sulla superficie dell'oggetto. Infine è stata prestata molta attenzione nella calibrazione fotometrica dei dati, al fine di minimizzare gli errori degli indici di colore: un gran numero di campi standard di Landolt (Landolt, 1992) sono stati osservati ogni notte su un ampio intervallo di airmass. I valori di punto zero, estinzione e termini di colore ottenuti hanno portato ad un errore totale sulla calibrazione tipicamente intorno a 0.01–0.02 magnitudini.

### Riduzione dati

Le immagini ottenute sono state analizzate utilizzando entrambi i pacchetti di riduzione dati MIDAS ed IRAF. Innanzi tutto le immagini sono state corrette per bias e flat field (quest'ultimo è un'immagine mediana di una serie di flat ottenuti per ogni filtro al tramon-

Tabella 5.2: Circostanze osservative:  $\Delta$ ,  $r$  ed  $\alpha$  sono rispettivamente la distanza topocentrica, eliocentrica e l'angolo di fase al momento dell'osservazione.

Oggetto	Gruppo	Data	$\Delta$ (UA)	$r$ (UA)	$\alpha(^{\circ})$
10370 Hylonome	Centauro	26/06/2001	18.885	19.362	2.7
1995 SM55	Classico	21/12/2000	38.904	39.389	1.3
1995 TL8	Scattered	23/12/2000	41.969	42.427	1.2
1996 TK66	Classico	14/08/2001	42.288	42.938	1.0
1998 BU48	Centauro	24/12/2000	26.879	27.529	1.6
1998 HK151	Plutino	26/06/2001	29.602	30.406	1.2
1998 QM107	Centauro	12/08/2001	16.914	17.919	0.4
1998 TF35	Centauro	21/12/2000	18.447	19.273	1.6
1998 VG44	Plutino	23/12/2000	29.468	30.303	1.0
1998 WH24	Classico	22/12/2000	41.473	42.311	0.7
1998 WW24	Plutino	24/12/2000	30.851	31.613	1.1
1999 CC158	Scattered	22/12/2000	41.704	42.443	0.9
1999 CD158	Classico	22/12/2000	47.465	48.312	0.6
1999 CL158	Classico	23/12/2000	33.333	34.132	1.0
1999 DE9	Scattered	22/12/2000	33.526	33.923	1.5
1999 DF9	Classico	23/12/2000	39.343	39.781	1.3
1999 OX3	Centauro	27/06/2001	26.077	26.935	1.2
1999 OY3	Classico	14/08/2001	38.182	39.155	0.4
1999 TD10	Scattered	22/12/2000	12.314	12.444	4.5
1999 UG5	Centauro	22/12/2000	7.231	8.034	4.3
1999 XX143	Centauro	21/12/2000	23.860	24.722	1.1
2000 FE8	Scattered	24/12/2000	35.543	35.448	1.6
2000 GP183	Plutino	27/06/2001	36.903	37.287	1.5
2000 OJ67	Classico	27/06/2001	41.861	42.557	1.0
2000 OK67	Classico	26/06/2001	40.254	40.798	1.2
2000 QC243	Centauro	14/08/2001	18.329	19.302	0.9
2000 WR106 (Varuna)	Classico	21/12/2000	42.078	43.045	0.2
2001 KA77	Classico	14/08/2001	48.638	48.928	1.1
2001 KD77	Plutino	12/08/2001	34.826	35.163	1.6
2001 KX76	Plutino	12/08/2001	42.994	43.268	1.3

to ed all'alba). La fotometria degli oggetti è stata calcolata sia usando il metodo classico ed integrando il flusso su un'ampia apertura (diametro pari a circa 6 volte la FWHM), sia usando il metodo di correzione di apertura descritto in Barucci *et al.* (2000) e Doressoundiram *et al.* (2001). Quest'ultimo metodo è particolarmente indicato per la fotometria di oggetti di debole magnitudine, per i quali il contributo del fondo cielo rispetto al flusso dell'oggetto è molto importante e può introdurre errori rilevanti nel computo dei colori.



Il metodo della correzione di apertura permette di ovviare a ciò integrando il flusso dell'oggetto su un'apertura di piccole dimensioni, dell'ordine del disco di seeing. Quindi, per correggere il flusso perduto, si usa una Point Spread Function (PSF) derivata da quella media di stelle di campo dell'immagine. Tale tecnica utilizza valori diversi di apertura (comunque piccola) per verificare la consistenza dei risultati. Oltre a diminuire il contributo del cielo, che può diventare importante e critico per oggetti deboli, il metodo permette anche di minimizzare la probabilità di contaminazione da parte di eventuali sorgenti di background non visibili.

Ci sono due limitazioni all'applicazione di questa tecnica: innanzi tutto ogni strumento di imaging presenta distorsione dell'immagine lungo il campo di vista modulata dal seeing e dipendente dal colore. Abbiamo cercato di minimizzare questo problema analizzando nell'immagine stelle brillanti isolate e vicine all'oggetto. Stelle con una PSF deviante dalla media sono automaticamente escluse dalla procedura di calcolo. Ciò porta ad una PSF media finale calcolata su diverse decine di stelle che viene utilizzata nella correzione delle misure di flusso con piccola apertura. Gli effetti della distorsione si riflettono nella deviazione standard del fit che contribuisce all'errore fotometrico. In secondo luogo, i TNO e le stelle non hanno in genere la medesima PSF dal momento che l'oggetto ha forma leggermente allungata per il suo moto proprio. A seconda del moto dell'oggetto e del seeing, è possibile minimizzare tale effetto prendendo delle aperture abbastanza grandi, tenendo comunque in considerazione il fatto che lunghe esposizioni di oggetti con moto veloce rendono impossibile l'applicazione di questo metodo.

In sostanza la correzione di apertura è una tecnica che offre importanti miglioramenti nell'accuratezza delle misure, ma bisogna tenerne in considerazione le limitazioni e programmare le osservazioni in modo da ridurre gli effetti.

Tabella 5.3: Caratteristiche dello strumento.

Telescopio	Strumento		Filtri		
	Rivelatore	Pixel Scale	Tipo	$\lambda_c$ (nm)	FWHM
CFHT 3.6m	CFH12K	0.20 arcsec	Mould B	431.2	99.0
	12 MIT/LL		Mould V	537.4	97.4
	2Kx4K		Mould R	658.1	125.1
			Mould I	822.3	216.4

## Risultati

Al fine di ottenere un esteso campione statistico, ai 30 oggetti recentemente osservati sono stati aggiunti i dati relativi ad altri 29 oggetti ottenuti dal nostro gruppo di ricerca nelle medesime condizioni strumentali e con le stesse tecniche di riduzione dati (Barucci *et al.*, 1999 e 2000, Doressoundiram *et al.*, 2001). Pertanto disponiamo di un campione omogeneo di colori nel visibile di 52 oggetti del Sistema Solare esterno (non 59 perché alcuni oggetti sono stati misurati più volte).

I colori calcolati sono riportati in tabella 5.4 e 5.5, relativi rispettivamente ai nuovi dati ottenuti ed a quelli pubblicati precedentemente dal gruppo. La magnitudine  $V$  è la media di differenti valori ottenuti per ogni oggetto (4, in genere). Effetti geometrici sono stati rimossi riducendo la fotometria a magnitudine assoluta seguendo il metodo di Bowell *et al.* (1989). Si è assunto un valore del parametro di pendenza  $G$  di 0.15 (tale parametro è indicativo del gradiente della curva di fase). È stato inoltre stimato il diametro degli oggetti assumendo un'albedo di 0.04 (valore abbastanza tipico per oggetti scuri e nuclei cometari), ma bisogna sottolineare che le dimensioni ottenute sono solo indicative e con notevoli incertezze (variando di poco l'albedo si ottengono infatti risultati assai diversi).

Gli indici di colore B-V, V-R e V-I sono stati calcolati utilizzando le magnitudini  $V$  più vicine temporalmente nella sequenza fotometrica. Per gran parte degli oggetti osservati disponiamo di dati provenienti da due sequenze fotometriche, corrispondenti a parti differenti della superficie dell'oggetto, e pertanto è possibile monitorare eventuali variazioni di colore. Gli oggetti che hanno mostrato variazione di colore sono: 1999 HK<sub>151</sub>, 1999 DF<sub>9</sub>, 1999 OY<sub>9</sub>, 2000 GP<sub>183</sub>, 2000 OK<sub>67</sub> e 2001 KA<sub>77</sub>.

1999 HK<sub>151</sub> è un plutino che potrebbe essere variabile dal momento che abbiamo ottenuto differenti valori di B-V. In dati precedentemente pubblicati (Doressoundiram *et al.*, 2001), tale oggetto presentava un inusuale colore blu in B-V ( $B-V=0.51\pm 0.09$ ,  $V-R=0.43\pm 0.08$ ,  $R-I=0.36\pm 0.07$ ), che necessitava conferme. Una conferma dei colori V-R e R-I deriva sia dai nostri nuovi dati che da quelli ottenuti da Boehnhardt *et al.* (2001). I nuovi dati danno invece un colore B-V pari a  $0.72\pm 0.05$ , molto superiore al precedente e molto probabilmente legato alla natura fisica dell'oggetto.

1999 DF<sub>9</sub> presenta un colore V-I differente in 40 minuti di intervallo di tempo, mentre gli altri colori sono costanti. Non esistono altri dati in letteratura su questo oggetto. Pensiamo che l'indice di colore V-I necessiti ulteriori conferme.

1999 OY<sub>9</sub> ha colori V-R e V-I variabili in un'ora di tempo, mentre il B-V resta costante. I

Tabella 5.4: Colori medi misurati e diametro stimato per i centauri e transnettuniani osservati.  $H_v$  è la magnitudine assoluta in V. La magnitudine osservata V è la media di diverse misure. Per gli oggetti di cui si dispone di multiple misure dei colori, di questi è stata calcolata la media pesata. Il diametro equivalente (D) è stato derivato dalla magnitudine assoluta assumendo per gli oggetti un'albedo di 0.04 (fatta eccezione di Varuna per cui si è presa un'albedo pari a 0.07 seguendo Jewitt *et al.*, 2001).

Oggetto	V	B-V	V-R	R-I	V-I	$H_v$	D
10370 Hylonome	22.59±0.08	0.77±0.08	0.38±0.06	0.53±0.09	0.91±0.09	9.49±0.08	84
1995 SM55	20.61±0.02	0.66±0.03	0.40±0.03	0.38±0.03	0.78±0.03	4.53±0.02	826
1995 TL8	21.71±0.05	0.68±0.05	0.40±0.05	0.27±0.05	0.67±0.05	5.31±0.05	576
1996 TK66	22.95±0.05	0.95±0.08	0.81±0.05	0.61±0.06	1.42±0.06	6.53±0.05	328
1998 BU48	21.53±0.03	1.01±0.04	0.64±0.03	0.53±0.04	1.17±0.04	7.00±0.03	265
1998 HK151	22.24±0.03	0.72±0.05	0.52±0.04	0.36±0.05	0.88±0.05	7.32±0.03	228
1998 QM107	23.22±0.06	-	0.68±0.06	-	-	10.76±0.06	47
1998 TF35	22.11±0.04	1.17±0.05	0.71±0.04	0.70±0.04	1.41±0.04	9.17±0.04	97
1998 VG44	21.56±0.04	0.89±0.05	0.58±0.04	0.50±0.05	1.08±0.05	6.68±0.04	306
1998 WH24	21.31±0.05	0.95±0.03	0.63±0.03	0.62±0.04	1.25±0.04	5.00±0.05	665
1998 WW24	23.43±0.05	0.69±0.08	0.42±0.06	0.73±0.07	1.15±0.07	8.35±0.05	142
1999 CC158	22.16±0.03	1.01±0.04	0.63±0.03	0.65±0.04	1.28±0.04	5.81±0.03	458
1999 CD158	22.09±0.03	0.86±0.04	0.54±0.03	0.59±0.04	1.13±0.04	5.21±0.03	603
1999 CL158	22.32±0.05	0.80±0.06	0.39±0.04	0.47±0.06	0.86±0.06	6.92±0.05	275
1999 DE9	2 0.67±0.03	0.94±0.03	0.59±0.03	0.58±0.03	1.17±0.03	5.22±0.03	602
1999 DF9	22.48±0.06	0.92±0.06	0.71±0.05	0.65±0.06	1.36±0.06	6.35±0.06	357
1999 OX3	22.15±0.05	1.21±0.07	0.62±0.05	0.81±0.05	1.43±0.05	7.77±0.05	185
1999 OY3	22.47±0.03	0.75±0.03	0.26±0.03	0.31±0.04	0.57±0.04	6.54±0.03	326
1999 TD10	20.09±0.02	0.72±0.02	0.51±0.02	0.55±0.03	0.97±0.03	8.76±0.02	118
1999 UG5	19.73±0.01	1.05±0.02	0.64±0.02	0.65±0.03	1.29±0.03	10.52±0.01	52
1999 XX143	23.00±0.05	1.02±0.06	0.59±0.04	0.42±0.04	1.01±0.04	9.01±0.05	105
2000 FE8	22.59±0.05	0.75±0.06	0.48±0.04	0.50±0.05	0.98±0.05	6.90±0.05	277
2000 GP183	21.96±0.05	0.77±0.04	0.39±0.04	0.43±0.04	0.82±0.04	6.09±0.05	402
2000 OJ67	22.93±0.07	1.05±0.06	0.67±0.05	0.60±0.07	1.27±0.07	6.55±0.07	325
2000 OK67	22.81±0.07	0.89±0.08	0.65±0.05	0.57±0.08	1.22±0.08	6.59±0.07	320
2000 QC243	20.31±0.03	0.67±0.03	0.44±0.03	0.47±0.03	0.91±0.03	7.45±0.03	215
2000 WR106	20.34±0.02	0.92±0.03	0.61±0.02	0.61±0.02	1.22±0.02	4.02±0.02	788
(Varuna)							
2001 KA77	22.66±0.05	1.05±0.05	0.67±0.04	0.81±0.04	1.48±0.04	5.64±0.05	494
2001 KD77	21.97±0.02	1.12±0.03	0.65±0.04	0.57±0.05	1.22±0.05	6.34±0.02	358
2001 KX76	20.39±0.02	1.03±0.03	0.61±0.03	0.58±0.04	1.19±0.04	3.89±0.02	1110

colori variano dal blu a valori solari, e sembrano essere reali. I colori B-V e V-R riportati da Tegler & Romanishing (2000) sono simili alla nostra seconda serie di misure. Anche Hainault & Delsanti (2002) suggeriscono che tale oggetto potrebbe presentare un'attività intrinseca.

2000 GP<sub>183</sub> è un plutino che presenta una variazione solamente nel colore V-I ( $> 4\sigma$ ) in un'ora di tempo. Vista la scarsa variazione di colore e l'assenza di altri dati in letteratura,

Tabella 5.5: Colori medi misurati e diametro stimato per i centauri e transnettuniani i cui dati sono già stati pubblicati dal nostro gruppo.  $H_v$  è la magnitudine assoluta in V. Sono riportati in tabella solo gli oggetti per i quali sono disponibili i colori B-V e V-R. [1] Barucci *et al.*, 1999; [2] Barucci *et al.*, 2000; [3] Doressoundiram *et al.*, 2001.

Oggetto	gruppo	V	B-V	V-R	R-I	$H_v$	Diam.	ref
Colori $\odot$			0.67	0.36	0.33			
1993 FW	Classico	23.47±0.02	1.01±0.09	0.66±0.04	0.39±0.09	7.15±0.02	247	2
1994 JR1	Plutino	23.30±0.30	1.01±0.18	0.60±0.12	1.12±0.12	7.70±0.30	164	1
1994 TB	Plutino	22.00±0.30	1.10±0.18	0.74±0.11	0.72±0.08	7.10±0.30	216	1
1995 HM5	Plutino	23.40±0.02	0.67±0.06	0.55±0.04	0.37±0.11	8.23±0.02	150	2
1995 QY9	Plutino	22.20±0.30	0.74±0.20	0.47±0.12	-	7.50±0.30	180	1
1996 TL66	Scattered	21.00±0.30	0.74±0.08	0.44±0.05	0.26±0.07	5.40±0.30	473	1
1996 TO66	Classico	21.20±0.30	0.72±0.07	0.40±0.04	0.38±0.04	4.50±0.30	716	1
1996 TP66	Plutino	21.20±0.30	1.14±0.14	0.65±0.13	0.43±0.14	6.80±0.30	248	1
1997 CQ29	Classico	23.53±0.02	0.99±0.12	0.68±0.06	0.62±0.09	7.38±0.03	222	2
1997 CR29	Classico	23.71±0.08	0.79±0.10	0.47±0.08	0.68±0.12	7.43±0.08	217	3
1997 CS29	Classico	21.97±0.01	1.05±0.06	0.66±0.02	0.53±0.04	5.54±0.01	518	2
1997 CU29	Classico	23.25±0.06	1.05±0.10	0.66±0.06	0.56±0.06	6.77±0.06	294	3
1998 FS144	Classico	23.39±0.03	0.91±0.08	0.56±0.07	-	7.14±0.03	248	2
1998 KG62	Classico	23.55±0.05	1.00±0.06	0.53±0.05	0.64±0.04	6.90±0.05	302	3
1998 SG35	Centauri	21.43±0.06	0.89±0.11	0.43±0.08	0.59±0.08	11.16 0.06	39	3
1998 SN165	Classico	21.55±0.06	0.82±0.08	0.33±0.08	0.51±0.08	5.67±0.06	488	3
1999 HB12	Scattered	22.67±0.04	0.87±0.06	0.50±0.05	0.32±0.08	7.10±0.06	272	3
1999 HR11	Classico	23.94±0.05	0.92±0.12	0.53±0.10	0.80±0.07	7.55±0.05	224	3
1999 HS11	Classico	23.41±0.05	1.01±0.16	0.68±0.10	0.60±0.09	6.98±0.05	312	3
1999 RY215	Classico	22.99±0.06	0.80±0.10	0.48±0.05	0.78±0.08	7.22±0.06	240	3
1999 TC36	Plutino	20.49±0.05	0.99±0.09	0.65±0.06	0.72±0.07	5.40±0.05	552	3
2000 EB173	Plutino	20.00±0.01	0.96±0.02	0.53±0.01	0.66±0.01	5.09±0.01	696	3
2000 PE30	Scattered	22.04±0.04	0.71±0.05	0.38±0.04	0.45±0.04	6.16±0.04	390	3

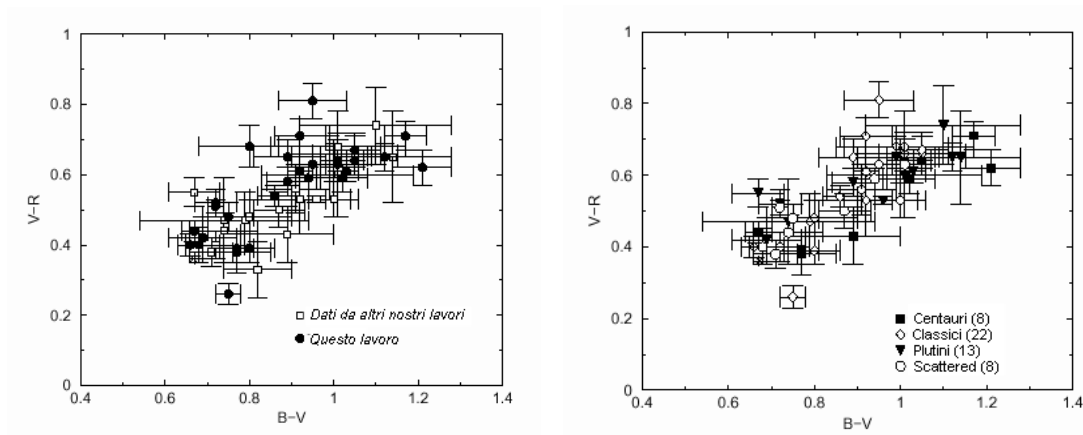


Figura 5.6: Diagramma a 2 colori B-V verso V-R dei dati osservati (nuovi e già pubblicati dal gruppo): a sinistra la totalità dei dati, a destra la rappresentazione delle differenti classi dinamiche.

sono necessarie ulteriori misure per confermare la variazione in V-I.

2000 OK<sub>67</sub> è un oggetto classico che presenta variazione in B-V ( $\sim 2\sigma$ ) su un intervallo di 45 minuti. Il colore B-V riportato da Delsanti *et al.* (2001) è consistente con una delle due misure da noi effettuate, così come il colore V-R. Anche in tal caso si ritiene siano necessarie ulteriori osservazioni per confermare l'eventuale variazione in B-V.

2001 KA<sub>77</sub> presenta variazioni nei colori B-V, V-R e V-I su un intervallo di soli 23 minuti (dell'ordine di 2-3  $\sigma$ ). Se confermata, tale variazione indicherebbe una rotazione veloce di un oggetto di forma allungata.

#### • Diversità di colori

I nuovi dati e quelli precedentemente ottenuti dal gruppo sono rappresentati nel classico diagramma di colore B-V verso V-R sia nella loro totalità (Fig. 5.6, parte sinistra) che nelle differenti popolazioni (Fig 5.6, parte destra): 8 centauri, 22 oggetti classici, 13 plutini, 8 TNO di tipo scattered ed 1 oggetto, 1998 SN<sub>165</sub>, di classe dinamica non ancora identificata.

Tra centauri, oggetti classici, plutini e scattered non si identifica nessun comportamento distinto, mentre gli oggetti di ciascuna popolazione dinamica presentano un'ampia variazione di colori, da grigi (colori solari) a molto rossi. Questo effetto si pensa derivi dall'azione concomitante di due differenti processi: l'arrossamento del materiale superficiale ed effetti di *resurfacing* dovuti a impatti e/o ad attività intrinseca.

La diversità dei colori è rappresentata anche in altri 2 diagrammi colore-colore (Fig 5.7). I colori sembrano essere mutuamente correlati (si trova un fattore di correlazione di 0.79 tra i colori B-V e V-R, e di 0.47 tra B-V e R-I), mostrando che lo stesso processo sembra essere responsabile dell'arrossamento dalle lunghezze d'onda blu a quelle rosse. Il minor coefficiente di correlazione tra i colori B-V e R-I deriva dal fatto che lo spettro degli oggetti maggiormente arrossati si appiattisce verso l'infrarosso. Questo sembra in accordo con l'ipotesi che le superfici dei TNO arrossati possano avere una crosta di ghiaccio irraggiato che conferirebbe appunto un comportamento spettrale appiattito nella regione infrarossa, come riportato da misure di laboratorio eseguite su materiali ghiacciati (Thompson *et al.*, 1987).

### • Correlazioni

In Fig. 5.8 vengono rappresentati i colori, le dimensioni e gli elementi orbitali di TNO e centauri del nostro campione. Più precisamente vengono rappresentati i colori B-R degli oggetti nello spazio dell'eccentricità ( $e$ ) verso il semiasse maggiore ( $a$ ) (parte alta della figura) e nello spazio dell'inclinazione ( $i$ ) verso il semiasse maggiore. L'indice di colore B-R misura il rapporto tra la riflettanza superficiale in B ( $\sim 430$  nm) ed in R ( $\sim 660$  nm). La scala di colori adottata in figura va da  $B-R = 1.01$  (blu scuro) a  $B-R=1.88$

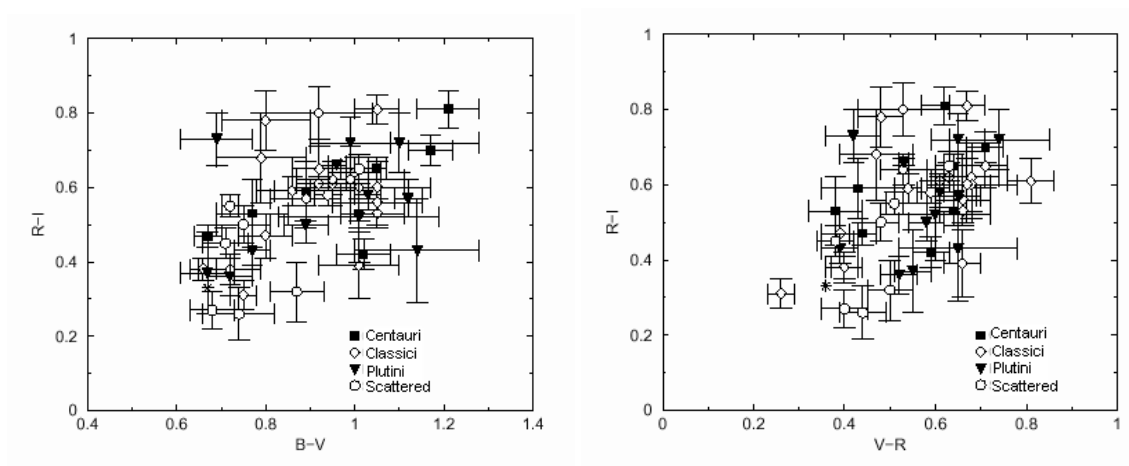


Figura 5.7: A sinistra: diagramma a 2 colori R-I verso B-V dei dati relativi all'intero campione di oggetti (52) osservati. A destra: diagramma a 2 colori R-I verso V-R degli stessi dati.

(rosso). Come metro di confronto si ricorda che il Sole ha  $B-R = 1.03$ , le comete a corto periodo hanno valori tipici di  $B-R$  compresi tra 1.2 e 1.3, mentre il centauro 5145 Pholus, l'oggetto maggiormente arrossato nel Sistema Solare, ha  $B-R = 1.97$ . Le dimensioni dei simboli sono proporzionali al diametro del corrispondente oggetto. Il vantaggio di tale rappresentazione è che dà una visione globale della distribuzione dei colori degli oggetti e permette di mettere in luce eventuali singolarità e tendenze nello spazio degli elementi orbitali.

Gli elementi orbitali sono presi dal Minor Planet Center (Marsden, 2002) e dovrebbero essere abbastanza ben determinati per gran parte dei nostri oggetti, che sono stati osservati per almeno 3 opposizioni e quindi hanno un'orbita ben determinata. Le informazioni che derivano dall'analisi della Fig 5.8 sono le seguenti:

1. Gli 8 centauri osservati sembrano avere colori tanto più arrossati quanto maggiore è la loro eccentricità. Questo andamento sembra essere comune in tutti gli oggetti situati prima della risonanza 2:3 con Nettuno, ovvero con  $a < 39$  UA. Questo vale anche per l'oggetto non classificato 1998 SN<sub>165</sub>.
2. Oggetti con distanza perielica intorno o superiore a 40 UA sono per la maggior parte arrossati. Questa caratteristica è stata notata anche da Tegler & Romanishin (2000). Gli oggetti classici (compresi in prevalenza tra le risonanze 2:3 e 1:2 con Nettuno) con elevata inclinazione ed eccentricità sono preferenzialmente grigi o leggermente arrossati, suggerendo che una qualche forma di attività ha ringiovanito le loro superfici rendendole di colore più blu. Inoltre sembra esserci un gruppo di TNO di colore arrossato per basse inclinazioni orbitali.
3. Contrariamente a quanto osservato per i TNO classici, non c'è nessun chiaro andamento per gli oggetti di tipo scattered ( $a > 50$  UA). I TNO scattered sembrano avere colori più blu degli oggetti classici e la mancanza di oggetti fortemente arrossati.

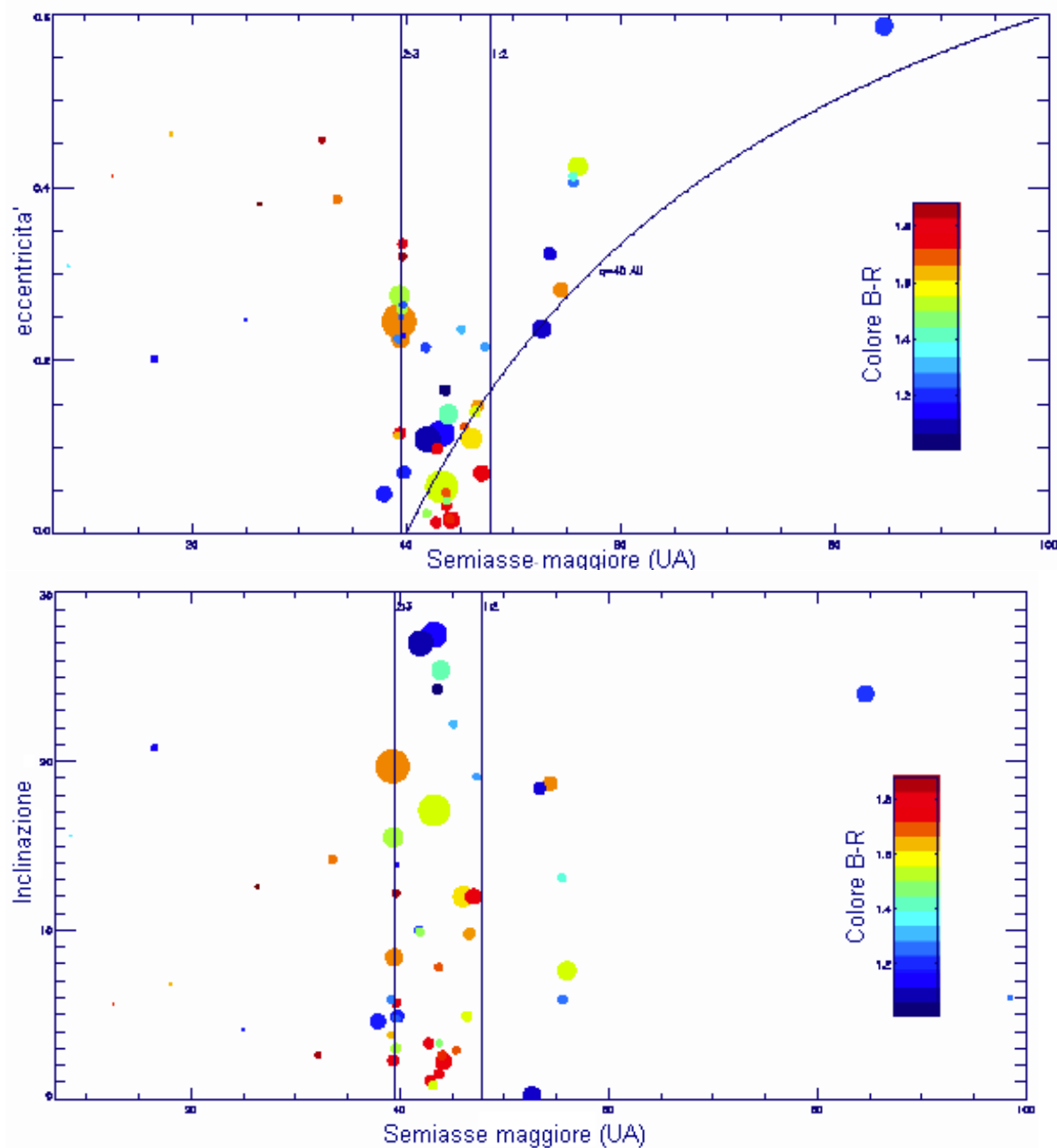


Figura 5.8: In alto: colori dei centauri e TNO del nostro campione (52 oggetti) nel piano dell'eccentricità orbitale verso il semi-asse maggiore. La dimensione dei simboli è proporzionale al diametro stimato per il corrispondente oggetto. Sono indicate le risonanze 2:3 ( $a \sim 39.5$  UA) e 1:2 ( $a \sim 48$  UA) con Nettuno e la curva corrispondente al perielio  $q = 40$  UA. In basso: medesimo tipo di rappresentazione dei colori ma nello spazio dell'inclinazione orbitale verso il semi-asse maggiore.



4. Rispetto agli oggetti classici, i plutini non presentano alcuna evidente correlazione con gli indici di colore; ciò suggerisce che il processo responsabile dei colori essenzialmente grigi ad elevate inclinazioni ed eccentricità nella regione dei classici sia assente o inefficiente nelle zone di risonanza.

Nella Fig 5.8 si distinguono inoltre alcuni oggetti peculiari. 1998 SN<sub>165</sub> ( $a = 37.9, e = 0.05, i = 4.6$ ) è un TNO dal colore grigio (i colori sono in accordo con altri dati presenti in letteratura). Attualmente tale oggetto è classificato come classico, ma noi pensiamo appartenga invece a una classe dinamica non ancora identificata dal momento che è localizzato prima della risonanza 2:3. I suoi indici di colore (grigi ovvero simili a quelli solari) sarebbero peculiari per un oggetto classico di basse  $i$  ed  $e$ , e sembrano più simili invece a quelli degli oggetti localizzati ad  $a < 39$  UA. Probabilmente tale oggetto è un membro di una classe dinamica separata e distinta dai TNO classici. Infatti diversi oggetti sono stati scoperti nella regione della fascia di Kuiper caratterizzati da  $a \sim 38$  UA e bassa  $i$ , e si pensa che questi siano corpi primitivi e stabili nella loro posizione sin dalle prime fasi di formazione del Sistema Solare (Gladman, 2002).

Tra i TNO di tipo scattered osservati 1999 DE<sub>9</sub> ( $a = 56.0, e = 0.42, i = 7.6$ ) e 1999 CC<sub>158</sub> ( $a = 54.4, e = 0.28, i = 18.7$ ) sono da considerarsi peculiari visto che i loro colori sono moderatamente arrossati rispetto a quelli grigi degli altri 6 oggetti scattered. C'è quindi da chiedersi se tali 2 oggetti siano realmente dei membri della classe scattered o se tale classe non sia caratterizzata esclusivamente da TNO con colori tipicamente grigi. Maggiori osservazioni estese ad un più ampio campione sono necessarie per meglio comprendere la distribuzione dei colori di tale classe dinamica.

Per meglio investigare possibili correlazioni tra colori e caratteristiche fisiche ed orbitali, il campione di oggetti è stato analizzato con test di tipo statistico, usando il metodo di correlazione di Spearman (Press *et al.*, 1992). Nessuna correlazione è stata identificata considerando l'intero campione di TNO e centauri, pertanto sono state analizzate separatamente le varie classi dinamiche. Le popolazioni dei centauri, plutini e scattered non rivelano nessuna correlazione con gli elementi orbitali. Diverso è invece il caso degli oggetti di tipo classico (si sono considerati gli oggetti con  $40.5 < a < 48$  UA), per i quali si è trovata una forte e significativa correlazione dei colori (B-R, ma anche B-V) con l'eccentricità orbitale, l'inclinazione (Fig 5.9) e la distanza perielica. I dettagli dell'analisi statistica sono consultabili in Doressoundiram *et al.* (2002).

La correlazione tra i colori dei TNO classici e gli elementi orbitali  $i$  ed  $e$  evidenzia che

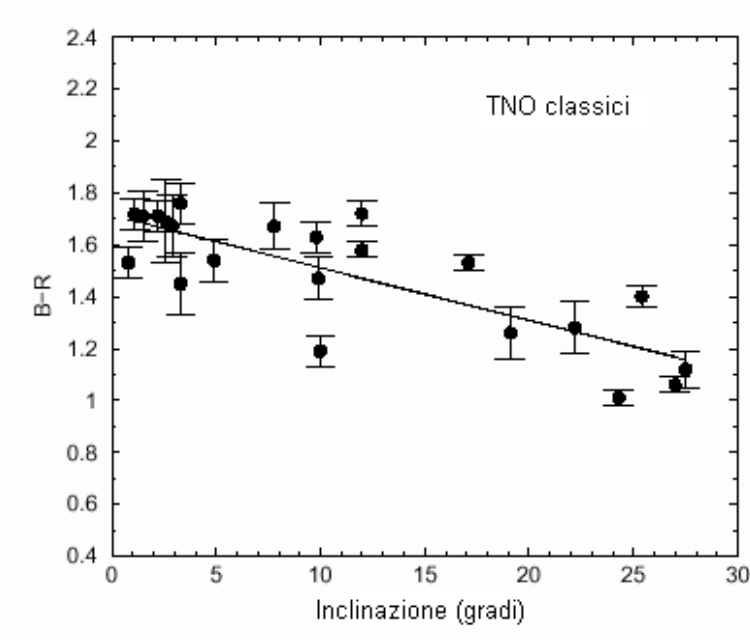


Figura 5.9: Rappresentazione del colore B-R rispetto all'inclinazione orbitale per i TNO di tipo classico. La statistica di Spearman da un fattore di correlazione di 0.72 (significanza di  $3.8\sigma$ ) (Doressoundiram *et al.*, 2002). Un fit lineare ai minimi quadrati viene rappresentato per illustrare la correlazione.

oggetti dinamicamente eccitati (elevati valori di  $e$  ed  $i$ ) hanno prevalentemente superfici meno arrossate. Questo indica anche che un processo di rinnovamento del materiale superficiale sembra essere più efficiente nella regione della fascia di Kuiper corrispondente agli oggetti classici. Per investigare questo fenomeno abbiamo anche cercato l'esistenza di possibili correlazioni tra i colori degli oggetti e la loro velocità media di eccitazione, definita come:

$$\langle V_{rms} \rangle = V_k (e^2 + i^2)^{1/2}$$

dove  $V_k$  è la velocità orbitale kepleriana:  $V_k = (29.8 \text{ km/s})a^{-1/2}$ , con  $a$  semiasse maggiore espresso in UA.

La velocità media di eccitazione dà un'approssimazione al primo ordine della velocità di incontro collisionale per un dato TNO. Questo parametro può dare informazioni importanti dal momento che una delle spiegazioni proposte per la diversità di colori nella popolazione dei transnettuniani è il rinnovamento superficiale degli oggetti in seguito a collisioni

(Luu & Jewitt, 1996). Questo scenario è basato sull'azione concomitante di 2 processi: l'arrossamento e l'annerimento delle superfici ghiacciate per effetto della radiazione solare e galattica, e l'esposizione di ghiaccio primordiale per effetto delle collisioni. Il materiale primordiale esposto in superficie, costituito da ghiacci più brillanti, provocherebbe un cambiamento degli indici di colore (verso il blu) delle superfici. Questa ipotesi richiede che entrambi i processi citati abbiano il medesimo tempo scala. Tale scenario evolutivo è tuttavia complicato da alcune misure di laboratorio (Thomson *et al.*, 1987), secondo le quali un lungo irraggiamento delle superfici ne provocherebbe prima un arrossamento dei colori e successivamente (dopo circa  $6 \times 10^8$  anni) un ritorno a colori grigi, mantenendo però bassi valori dell'albedo.

Quindi solo l'albedo permetterebbe di distinguere TNO grigi la cui superficie è stata rinnovata dalle collisioni (albedo elevata) dai TNO sempre di colore grigio ma le cui superfici presentano un sottile mantello di materiale scuro ed irraggiato (bassa albedo).

Lo scenario di rinnovamento superficiale dei TNO per collisioni rimane per ora ipotetico. Ci si aspetta comunque che gli oggetti maggiormente eccitati siano quelli che hanno

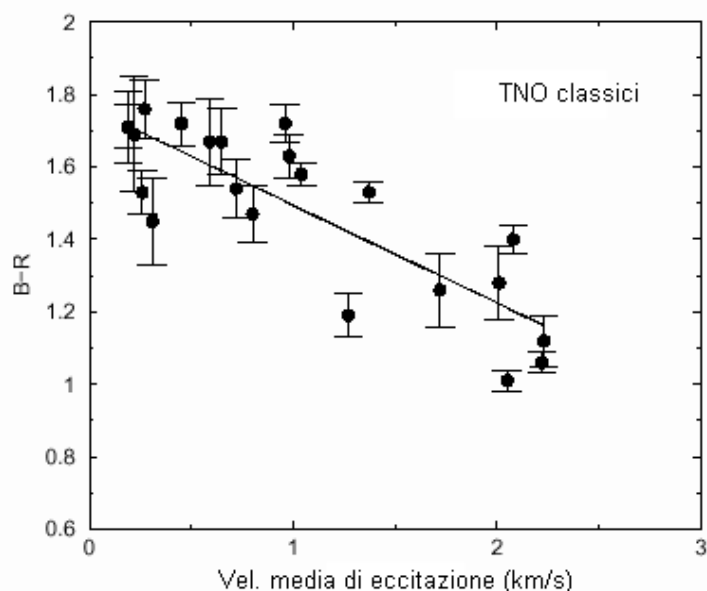


Figura 5.10: Rappresentazione del colore B-R in funzione della velocità media di eccitazione per i TNO di tipo classico: la  $V_{rms}$  è correlata con il colore. La statistica di Spearman da un fattore di correlazione di  $-0.77$  (significanza di  $4.2\sigma$ ) (Doressoundiram *et al.*, 2002). Un fit lineare ai minimi quadrati viene rappresentato per illustrare la correlazione.

avuto degli impatti energetici e che quindi presentino delle superfici grigie. Analizzando le relazioni tra colori e velocità media di eccitazione, si trova effettivamente una stretta correlazione negli oggetti di tipo classico tra i colori e la  $V_{rms}$  (Fig. 5.10). Questo risultato sembra quindi suggerire che le collisioni siano responsabili della diversità di colori osservata, come trovato anche da Stern (2001) su un campione più piccolo di oggetti, anche se bisogna tenere in considerazione che la  $V_{rms}$  dà solo una stima dell'eccitazione propria dei TNO.

Infine, diversi autori riportano la presenza di due popolazioni distinte tra gli oggetti classici: una popolazione “hot”, costituita da oggetti dinamicamente caldi, con elevate inclinazioni, grandi dimensioni e diversità di colori, ed una popolazione “cold”, costituita da TNO dinamicamente freddi, con bassa inclinazione, piccole dimensioni e colori arrossati (Levison & Stern, 2001; Brown, 2001).

La presenza di un gruppo di oggetti classici arrossati a basse inclinazioni ( $i < 5$ ) nel nostro campione sembra confermare tale identificazione.

Applicando il test di Kolmogorov-Smirnov al nostro campione di dati abbiamo trovato che le due popolazioni di TNO classici dinamicamente “hot” e “cold” sono significativamente differenti e non sembrano poter derivare da un medesimo gruppo genitore. La popolazione “hot” mostra inoltre una stretta correlazione tra i colori e la velocità media di eccitazione. Sulla base di tali risultati suggeriamo che la popolazione di TNO classici “cold” sia una popolazione primordiale e che i TNO classici “hot” possano derivare da regioni più interne del disco, e che la loro ampia variazione di colori superficiali possa essere il risultato di processi di impatto o *space weathering*. Per confermare tale ipotesi è comunque necessario ampliare il campione osservativo di TNO ed applicare modelli quantitativi di tipo collisionale e dinamico.

Maggiori dettagli si trovano in Doressoundiram *et al.* (2002)

### 5.3.2 Spettrofotometria visibile ed infrarossa

Nell'ambito della cotutela del dottorato ho avuto modo di prendere parte alla fase di riduzione ed analisi dati di 3 oggetti osservati nel *Large program* ESO sui transnettuniani e centauri. Questo programma ha avuto inizio nell'aprile del 2001 ed ha visto assegnate oltre 300 ore di osservazione al Very Large Telescope (VLT-ESO). Sino ad ora con tale programma sono stati investigati oltre 60 oggetti in fotometria visibile (B, V, R ed I) e circa 20 in fotometria infrarossa (J, H, K), 12 in spettroscopia visibile e 6 in spettroscopia

Tabella 5.6: Caratteristiche orbitali e fisiche di 32532 (2001 PT<sub>13</sub>). \* L'intervallo nelle dimensioni del diametro è stato calcolato assumendo un'albedo tra 0.05 e 0.25. ¶ Ortiz et al. 2002; ‡ Farnham, 2001.

distanza perielica (AU)	8.53
afelio (AU)	12.74
eccentricità	0.198
inclinazione (gradi)	20.4
periodo orbitale (anni)	86.9
diametro (km)	95 – 40*
periodo di rotazione (ore)	8.3¶ – 8.4‡

infrarossa. Si tratta quindi di un programma di osservazione e ricerca molto importante nella comprensione delle proprietà fisiche di transnettuniani e centauri.

Gli oggetti su cui ho personalmente lavorato sono 2001 PT<sub>13</sub> (fotometria visibile), 2000 EB<sub>173</sub> e 2000 GN<sub>171</sub> (spettrofotometria infrarossa). Vediamo ora in dettaglio risultati raggiunti.

### 2001 PT<sub>13</sub>

Il centauro 2001 PT<sub>13</sub> (ora numerato 32532, in tabella 5.6 ne sono riportate le caratteristiche orbitali e fisiche) è stato osservato al Very Large Telescope (VLT-ESO) con gli strumenti FORS1 al telescopio UT3 (Third Unit Telescope, Melipan) e ISAAC al telescopio UT1 (Antu) per una completa analisi spettrofotometrica nel visibile e vicino infrarosso. La spettroscopia nel vicino infrarosso è stata effettuata in settembre 2001, mentre in ottobre 2001 è stato possibile effettuare una completa analisi spettrofotometrica nel visibile e vicino infrarosso. I dettagli relativi alle circostanze osservative sono riportati in tabella 5.7.

Tabella 5.7: Circostanze osservative: distanza eliocentrica ( $r$ ) e geocentrica ( $\Delta$ ), angolo di fase e condizioni meteo.

Notte	$r$ (UA)	$\Delta$ (UA)	fase (gradi)	meteo
10/9/2001	8.86	7.93	2.7	cirri sottili
08/10/2001	8.88	8.18	4.8	notte fotometrica
10/10/2001	8.88	8.20	4.9	notte fotometrica

**Osservazioni visibili:** sono state effettuate con lo strumento FORS1 al telescopio UT3. Per la spettroscopia si è usato il reticolo 150I con fenditura larga 1 arcsec, per una risoluzione di circa 200; per la fotometria si sono utilizzati i filtri BVRI di Bessel, e le osservazioni sono state effettuate quasi in simultaneità con quelle spettroscopiche. La riduzione dei dati fotometrici, di cui mi sono occupata, è stata effettuata seguendo le procedure tradizionali (descritte in Barucci *et al.*, 1999) e utilizzando il metodo classico (integrazione del flusso dell'oggetto su un circolo di raggio pari a 2-3 volte il seeing). I coefficienti di estinzione, i termini di colore e i punti zero necessari per la calibrazione fotometrica sono stati derivati dal piano di calibrazione di FORS1. Tali parametri sono valutati ogni notte tramite un fit multilineare ai minimi quadrati dei dati prodotti da delle routine di ESO, sulla base di diverse osservazioni di stelle standard (catalogo di Landolt, Landolt 1992) effettuate ogni notte.

Lo spettro visibile è stato ridotto usando procedure tradizionali (Lazzarin *et al.*, 1995) ed il continuo solare rimosso usando l'analogo solare HD209847, osservato ad airmass simile a quella dell'oggetto (Tab 5.8)

**Osservazioni nel vicino infrarosso:** sono state effettuate con ISAAC in modalità SW (l'intervallo spettrale coperto va da 1 a 2.5  $\mu\text{m}$ ); il rivelatore usato è di tipo Rockwell Hawaii al Hg: Cd:Te, con 1024 x 1024 pixel. Le osservazioni spettroscopiche sono state effettuate sia in settembre che in ottobre, mentre è stato possibile ottenere dati fotometrici solamente durante le osservazioni di ottobre. I dettagli sono riportati nelle tabelle 5.8 e 5.9. Le osservazioni spettroscopiche sono state effettuate tramite *dithering*, ovvero spostando l'oggetto lungo la fenditura (larghezza 1 arcsec), ottenendo spettri in due posizioni alternate dette A e B per ciascun intervallo spettrale (J, H e K). La riduzione è stata condotta sottraendo coppie di immagini, ottenendo quindi delle immagini di tipo A-B e B-A che vengono corrette per flat field e per distorsione spaziale e spettrale. Tali immagini vengono quindi spostate in modo tale da far sovrapporre le parti positive degli spettri, procedura questa che permette una doppia correzione delle righe del OH del cielo. Gli spettri opportunamente combinati e mediati sono stati quindi trasformati in monodimensionali e calibrati in lunghezza d'onda usando lo spettro di confronto di una lampada allo Xe-Ar. La correzione dell'estinzione e rimozione del continuo solare è stata ottenuta dividendo lo spettro dell'oggetto per quello di stelle di tipo analogo solare (Hyades 64, Hyades 142 e HD209847) osservate ad airmass simili a quelle dell'oggetto. La riduzione dati è stata in parte effettuata usando il software ECLIPSE sviluppato da ESO appositamente per i dati

Tabella 5.8: Osservazioni spettroscopiche (il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione) e relativi analoghi solari impiegati nella riduzione dati.

Giorno	UT (hh:mm)	Intervallo ( $\mu\text{m}$ )	$T_{exp}$ . (min)	Strumento	Airmass oggetto	Analogo Solare (airmass)
10/09/2001	04:52	1.10-1.35	40	ISAAC	1.29-1.47	HD209847 (1.28)
10/09/2001	03:50	1.42-1.81	50	ISAAC	1.18-1.28	HD209847 (1.17)
10/09/2001	02:16	1.92-2.45	60	ISAAC	1.20-1.16	HD209847 (1.15)
10/10/2001	00:48	0.48-0.95	40	FORS1	1.15-1.16	HD209847 (1.18)
08/10/2001	03:34	1.10-1.35	30	ISAAC	1.40-1.59	Hyades64 (1.36)
08/10/2001	02:20	1.42-1.80	60	ISAAC	1.19-1.39	Hyades142 (1.33)
08/10/2001	00:30	1.96-2.45	90	ISAAC	1.17-1.15	HD209847 (1.13)

Tabella 5.9: Osservazioni fotometriche e risultati (il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione).

Notte	UT	Filtro	$T_{exp}$ (s)	Airmass	Seeing	mag
07/10/2001	23:57	J	240	1.22	1.08	17.52 $\pm$ 0.03
08/10/2001	00:02	H	240	1.20	1.54	17.01 $\pm$ 0.05
08/10/2001	00:14	Ks	240	1.19	1.26	16.90 $\pm$ 0.04
10/10/2001	00:24	B	360	1.16	0.81	19.88 $\pm$ 0.04
10/10/2001	00:31	V	180	1.16	0.81	19.13 $\pm$ 0.03
10/10/2001	00:20	R	180	1.16	0.81	18.64 $\pm$ 0.03
10/10/2001	00:35	I	240	1.16	0.91	18.18 $\pm$ 0.03

del VLT.

I tre spettri acquisiti (J, H, e K) coprono gli intervalli spettrali 1.1–1.4  $\mu\text{m}$ , 1.45–1.80  $\mu\text{m}$  e 1.9–2.5  $\mu\text{m}$  rispettivamente, e sono stati seguiti da osservazioni fotometriche pressoché simultanee nei filtri J, H e K. Per la fotometria si è utilizzata la tecnica del jitter, e le calibrazioni fotometriche sono state effettuate tramite delle stelle standard nell'infrarosso prese dai cataloghi Hunt e Persson (Hunt *et al.*, 1998; Persson *et al.*, 1998). In tabella 5.9 sono riportati i dettagli ed i risultati delle osservazioni fotometriche.

### Analisi e risultati

In Fig. 5.11 viene riportata la riflettanza spettrale di 2001 PT13 derivata dalle osservazioni di settembre ed ottobre 2001 nei tre intervalli J, H e K. Tali spettri sono diversi e sembrano indicare delle differenze nella composizione superficiale di questo centauro. 2001 PT13 sembra avere un periodo di rotazione compreso tra le 8.3 e 8.4 ore (Ortiz *et al.*, 2002; Farnham, 2001), con un ampiezza nella curva di luce visibile di circa 0.15 magnitudini.

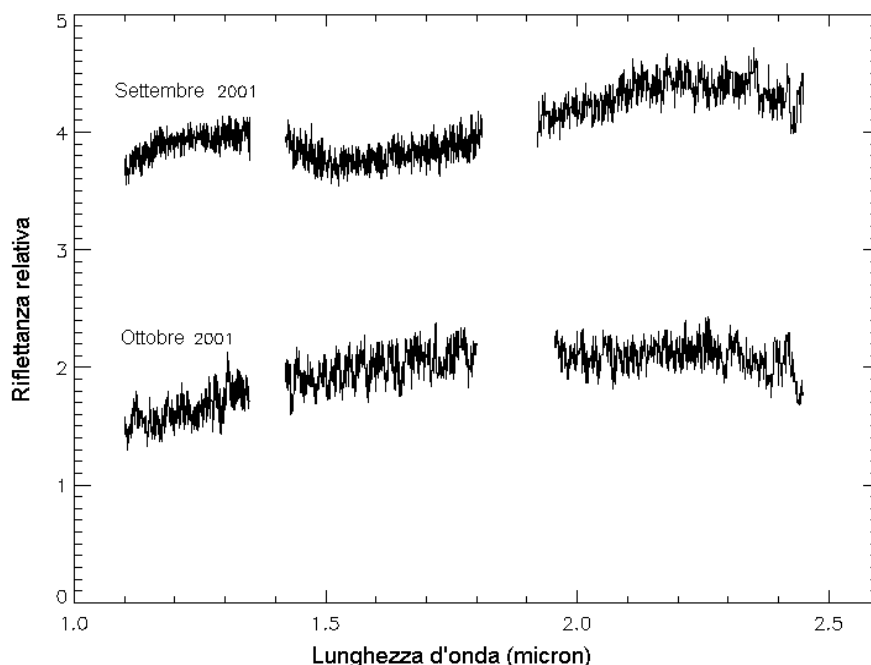


Figura 5.11: Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in J, H, e K in settembre ed ottobre 2001 (Barucci *et al.*, 2002b). Lo spettro di settembre è stato spostato di 2 unità per chiarezza. Gli spettri ottenuti in ottobre sono stati posizionati usando i colori fotometrici V, J, H e K.

Probabilmente le 2 osservazioni spettroscopiche effettuate in settembre ed ottobre 2001 corrispondono a differenti porzioni della superficie dell'oggetto, ma l'indeterminazione nel valore del periodo di rotazione non consente di verificare tale ipotesi.

Per investigare la composizione superficiale di 2001 PT13 si sono analizzati i dati spettrofotometrici ottenuti in ottobre (Fig 5.12), in quanto questi coprono un intervallo spettrale più completo. Inoltre i dati fotometrici disponibili, ottenuti immediatamente dopo le osservazioni spettrali, hanno permesso di calibrare la riflettanza relativa dei 4 intervalli spettrali (V, J, H e K), tramite trasformazione del dato fotometrico in riflettività usando i valori solari (Hardorp, 1980; Hartmann *et al.*, 1982). Gli indici di colore calcolati sono riportati in tabella 5.10.

Per modellare lo spettro del centauro si è utilizzato un modello radiativo di trasferimento (Douté & Schmitt, 1998) considerando un composto di sostanze organiche (kerogene, toline e carbone amorfo), minerali (pirossene, olivina) e ghiacci. Composti di toline e kerogene generalmente riproducono abbastanza bene lo spettro arrossato di molti centauri e



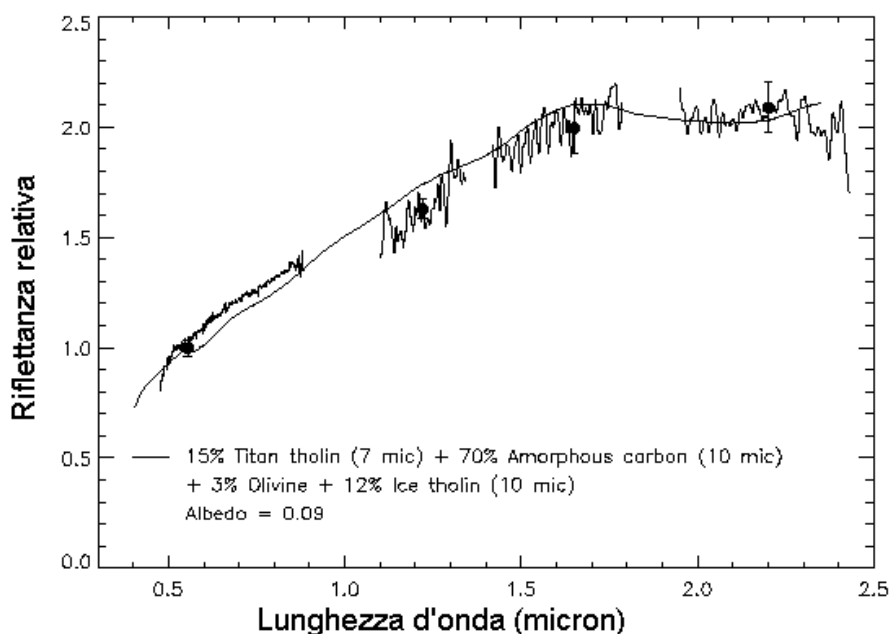


Figura 5.12: Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in ottobre 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri sono stati posizionati usando i colori fotometrici V, J, H e K (tondi neri con barre d'errore) e sono stati normalizzati a  $5500 \text{ \AA}$ . Per migliorare il rapporto segnale rumore gli spettri sono stati smussati con un filtraggio gaussiano con  $\sigma = 5$  pixel, corrispondente ad una risoluzione di circa 250 in J, H e K. La linea solida sovrapposta allo spettro rappresenta il modello. Lo spettro del modello è stato scalato a  $0.55 \mu\text{m}$  ad un'albedo geometrica di 0.09.

Tabella 5.10: Indici di colore di 32532 (2001 PT13).

B-V	$0.75 \pm 0.05$
V-R	$0.49 \pm 0.04$
V-I	$0.95 \pm 0.04$
V-J	$1.61 \pm 0.04$
J-H	$0.51 \pm 0.06$
H-K	$0.11 \pm 0.06$

TNO. In particolare le toline di Titano sono state utilizzate per interpretare lo spettro di 5145 Pholus (Cruikshank *et al.*, 1998). Nel caso di 2001 PT13 l'andamento dello spettro non viene ben modellato dalle toline di titano ma piuttosto dalle toline di ghiaccio<sup>1</sup> (Khare *et al.*, 1993).

<sup>1</sup>Sia le toline di Titano che di ghiaccio sono composti macromolecolari sintetici, prodotti da miscele gassose di  $\text{N}_2:\text{CH}_4$  (toline di Titano) o da miscele ghiacciate di  $\text{H}_2\text{O}:\text{C}_2\text{H}_6$  (toline di ghiaccio).

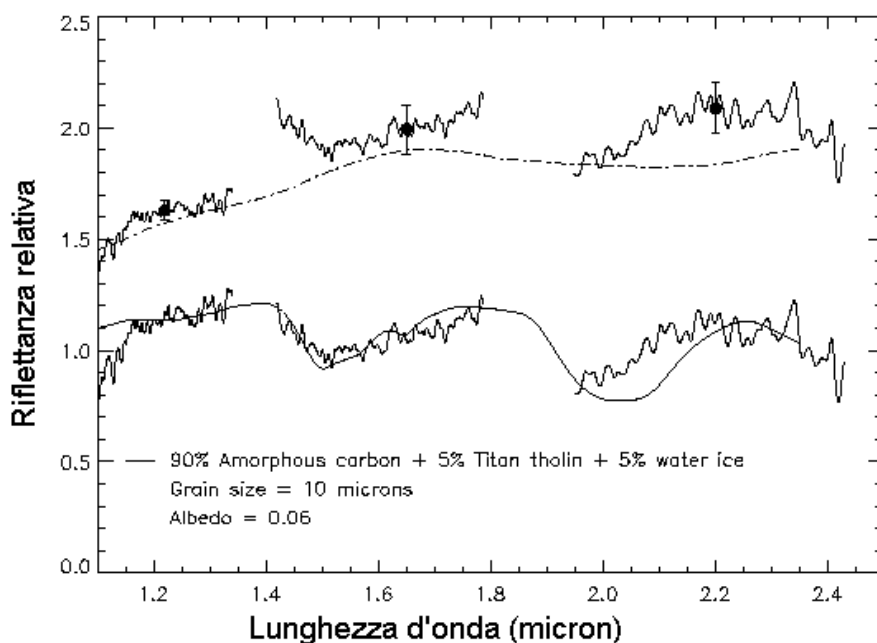


Figura 5.13: Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in settembre 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Lo spettro in alto è stato posizionato usando i colori fotometrici V, J, H e K ottenuti in ottobre (tondi neri con barre d'errore), quindi non simultanei. La linea tratteggiata rappresenta il modello compositivo utilizzato per i dati di ottobre che, come risulta evidente, non riproduce questo andamento spettrale. In basso vengono rappresentati gli spettri posizionati in modo arbitrario. Per migliorare il rapporto segnale rumore gli spettri sono stati smussati con un filtraggio gaussiano con  $\sigma = 5$  pixel, corrispondente ad una risoluzione di circa 250 in J, H e K. La linea solida sovrapposta allo spettro rappresenta il nuovo modello, che è stato scalato a  $0.55 \mu\text{m}$  ed ha un'albedo geometrica di 0.06.

Il modello applicato ai dati di ottobre del centauro e mostrato in figura 5.12 è quindi costituito da una miscela di 70% di grani (di dimensione  $10 \mu\text{m}$ ) di carbone amorfo, 15% di grani (di dimensione  $7 \mu\text{m}$ ) di toline di Titanio, 12% di grani (di dimensione  $10 \mu\text{m}$ ) di toline ghiacciate e un 3% di olivina. Questo modello dà una albedo pari a 0.09. L'elevata percentuale di carbone amorfo, un composto scuro privo di caratteristiche di assorbimento (Zubko *et al.*, 1996), si rende necessaria per modellare la bassa albedo del centauro. Infatti, pur non essendo ancora nota l'albedo di 2001 PT13, ci si aspetta sia bassa consistentemente con l'albedo tipica di centauri e TNO (0.04-0.12, Barucci *et al.*, 2002a). Una piccola percentuale di olivina è stata inclusa nel modello per meglio riprodurre la regione attorno a  $1.1 \mu\text{m}$ .

Come già detto, lo spettro ottenuto in settembre 2001 è differente rispetto a quello ottenuto in ottobre. Nei dati di settembre c'è infatti un chiaro assorbimento a  $1.5 \mu\text{m}$  ed un aumento della riflettività a  $2 \mu\text{m}$  tipico degli assorbimenti derivanti da ghiaccio d'acqua, caratteristiche queste assenti nei dati di ottobre. Ovviamente il modello precedentemente creato non corrisponde all'andamento spettrale dei dati di settembre (Fig. 5.13), e l'assenza di misure fotometriche simultanee rende necessario combinare le differenti parti dello spettro in modo arbitrario. Per tali dati si è calcolato un nuovo modello con la seguente composizione: 90% di carbone amorfo, 5% di toline di Titanio e 5% di ghiaccio d'acqua (dimensione dei grani pari a  $10 \mu\text{m}$ ). L'albedo risultante è di 0.06, ed il modello riproduce abbastanza bene le caratteristiche di assorbimento identificate (Fig. 5.13). L'assenza tuttavia di dati fotometrici simultanei e quindi di un corretto posizionamento degli spettri V, J, H e K fa sì che non si possano trarre delle conclusioni definitive.

In conclusione, lo studio spettrofotometrico di 2001 PT13 ha permesso di derivare gli indici di colore del centauro, evidenziare delle differenze nell'andamento spettrale dei dati ottenuti in due circostanze diverse, rilevare delle caratteristiche di assorbimento nelle bande H e K probabilmente associate alla presenza di ghiaccio d'acqua. Due differenti modelli compositivi sono stati creati per interpretare gli spettri ottenuti, spettri che probabilmente indicano delle disomogeneità nella composizione superficiale di 2001 PT13 o la presenza di differenti strutture superficiali. Mancando informazioni sull'albedo del centauro, i modelli creati danno solamente una possibile indicazione sulla sua composizione superficiale. Una precisa determinazione del periodo di rotazione dell'oggetto e ulteriori studi spettrofotometrici sono necessari per confermarne la disomogeneità superficiale ed investigarne la composizione.

Per maggiori dettagli consultare Barucci *et al.*, 2002b.

### **2000 EB173 e 2000 GN171**

Due transnettuniani (plutini), 2000 EB173 e 2000 GN171, sono stati osservati nell'aprile 2001 al VLT per una completa caratterizzazione spettrofotometrica nel visibile e vicino infrarosso. Gli strumenti utilizzati sono FORS1 per il visibile e ISAAC per il vicino infrarosso. Le caratteristiche strumentali, le modalità di riduzione e di acquisizione dati sono le medesime descritte nella sezione precedente per il centauro 2001 PT13. Le caratteristiche osservative durante le acquisizioni spettroscopiche e fotometriche sono riportate in tabella 5.11 e 5.12. La notte del 12 aprile non era fotometrica e pertanto non è stato possibile

acquisire dati fotometrici simultanei a quelli spettroscopici.

Personalmente mi sono occupata della riduzione ed interpretazione dei dati spettroscopici e fotometrici nell'infrarosso.

Gli spettri degli oggetti sono rappresentati in figura 5.14 e 5.15. Le varie parti dello spettro (V, J, H e K) sono state combinate usando i colori (tabella 5.12) trasformati in riflettanza sulla base dei valori solari (per 2000 EB173 si è preso il valor medio delle due serie fotometriche ottenute la notte del 13 aprile).

Le osservazioni di questi due plutini risultano particolarmente interessanti in quando sono state identificate nello spettro visibile delle bande di assorbimento molto peculiari e precedentemente mai osservate in corpi minori del Sistema Solare esterno.

2000 GN171 presenta infatti un assorbimento tra 6400 e 8200 Å circa, con minimo intorno a 7000 Å e profondità dell'8% (Fig 5.15). 2000 EB173 ha invece due deboli caratteristiche, una tra 5400 e 6600 Å, con minimo a 6000 Å circa e profondità del 7%, e l'altra tra 6600-6800 Å e 8200-8300 Å, con minimo intorno a 7500 Å. È stato ripetutamente verificato che tali caratteristiche non possano derivare da imperfezioni nell'eliminazione degli assorbimenti tellurici, da effetti di rifrazione differenziale o di sovrapposizione degli ordini. Tali 2 oggetti sono infatti gli unici a presentare questi assorbimenti in un campione di 12 transnettuniani osservati con il medesimo strumento, alcuni dei quali la stessa notte, e trattati esattamente con la stessa procedura di riduzione dati (Lazzarin *et al.*, 2002).

Relativamente alle osservazioni infrarosse, 2000 EB173 sembra presentare un assorbimento oltre 1.8 μm ed un andamento arrossato in J, dati questi consistenti con le osservazioni

Tabella 5.11: Condizioni osservative per i dati spettroscopici di 2000 EB173 e 2000 GN171. UT start e UT end indicano rispettivamente il tempo universale corrispondente all'inizio ed alla fine dell'esposizione.

Oggetto	Notte	UT start (hh:mm)	UT end (hh:mm)	Filtro	Airm. (ogg.)	T <sub>exp</sub> (min.)	Anal. sol.
2000 EB173	13 Apr.	06:19	07:49	J	1.37	52	HD120445
2000 EB173	13 Apr.	04:08	05:09	H	1.11	56	HD79752
2000 EB173	13 Apr.	05:16	06:16	K	1.13	56	HD79752
2000 EB173	27 Apr.	02:13	03:15	V	1.06	60	HD144585
2000 GN171	12 Apr.	01:36	02:30	J	1.42	48	HD44594
2000 GN171	12 Apr.	06:27	07:39	J	1.22	40	HD44594
2000 GN171	13 Apr.	02:23	03:23	H	1.21	56	HD79752
2000 GN171	12 Apr.	02:41	06:11	K	1.18	172	HD87344
2000 GN171	27 Apr.	03:51	04:52	V	1.08	60	HD144585

riportate da Licandro *et al.* (2001), ma contrastanti con quelle riportate da altri 2 autori (Brown *et al.*, 2000; Jewitt & Luu, 2001), che osservano un andamento spettrale piatto e privo di assorbimenti.

Questa differenza nelle osservazioni spettrali riportate da differenti autori può probabilmente essere associata a delle disomogeneità nella composizione superficiale dell'oggetto; di tale transnettuniano non è noto il periodo di rotazione, sebbene i nostri dati fotometrici, ottenuti a 4 ore di distanza, rivelino una differenza sostanziale nei valori di J e K, minori nella seconda serie di dati rispetto a quelli della prima, che potrebbe essere associata alla rotazione dell'oggetto.

Lo spettro infrarosso di 2000 GN171, molto più rumoroso del primo, soprattutto in K, presenta un andamento spettrale abbastanza appiattito, con un possibile assorbimento in H. Di tale oggetto è ben noto il periodo di rotazione, pari a  $8.33 \pm 0.05$  ore (Sheppard & Jewitt, 2001), e lo studio della curva di luce rivela la presenza di due massimi che probabilmente indicano una forma elongata dell'oggetto.

Resta comunque la difficoltà nell'interpretare le caratteristiche di assorbimento presenti nello spettro, in particolare nella regione visibile. Abbiamo innanzi tutto cercato di capire se tali bande possano essere associate a ghiacci (di tipo H<sub>2</sub>O, CH<sub>4</sub>, NH<sub>3</sub>, CO<sub>2</sub>, CO, N<sub>2</sub> e SO<sub>2</sub>), ma questi non presentano bande di assorbimento compatibili con quelle identificate. Nemmeno gli idrocarburi presentano bande nel visibile (se non un assorbimento nella regione UV, lontano dalla posizione delle suddette bande), mentre le porfirine hanno dei deboli assorbimenti nella regione 0.4 e 0.5–0.6  $\mu\text{m}$ , ma sembra poco probabile che tali composti organici siano presenti al di fuori dell'ambiente terrestre (Holden *et al.*, 1991).

Le caratteristiche di assorbimento osservate ricordano quelle identificate nello spettro di asteroidi scuri della fascia principale ed associate al processo di alterazione acquosa (che verrà ampiamente descritto nel paragrafo successivo). Tale processo dà luogo nella regione visibile a deboli bande di assorbimento, centrate a 5000 Å, 6000–6500 Å, 7000 Å (la banda maggiormente caratteristica di tale processo nella regione visibile, estesa sull'intervallo spettrale tra circa 5500 e 8300 Å) e oltre gli 8000 Å, associate a silicati idrati. Le bande osservate in 2000 EB173 e 2000 GN171 sono differenti rispetto a quelle tipicamente rilevate negli asteroidi scuri della fascia principale. In particolare, la banda rilevata a circa 0.7  $\mu\text{m}$  in 2000 GN171 è centrata alla stessa lunghezza d'onda ma è molto più stretta, mentre quelle presenti in 2000 EB173 sono molto più vicine in lunghezza d'onda di quanto

Tabella 5.12: Condizioni osservative durante le acquisizioni fotometriche nel visibile e vicino infrarosso e relativi colori B-V, V-R, R-I, V-J, V-H, V-K calcolati per i due oggetti. Il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione.

Oggetto	Notte	UT (hh:mm)	Filtro	Airm.	$T_{exp}$ (sec.)	$m_{filtro}$	B-V	V-R	R-I
2000 EB173	27/04/01	02:03	B	1.17	360	21.173±0.048	0.958±0.050	0.646±0.044	0.554±0.045
2000 EB173	27/04/01	02:05	V	1.17	180	20.263±0.019	0.958±0.050	0.646±0.044	0.554±0.045
2000 EB173	27/04/01	02:07	R	1.17	180	19.583±0.028	0.958±0.050	0.646±0.044	0.554±0.045
2000 EB173	27/04/01	02:09	I	1.17	240	18.997±0.040	0.958±0.050	0.646±0.044	0.554±0.045
2000 GN171	27/04/01	03:41	B	1.07	360	22.253±0.054	0.924±0.059	0.622±0.038	0.617±0.054
2000 GN171	27/04/01	03:44	V	1.07	180	21.329±0.022	0.924±0.059	0.622±0.038	0.617±0.054
2000 GN171	27/04/01	03:46	R	1.07	180	20.706±0.031	0.924±0.059	0.622±0.038	0.617±0.054
2000 GN171	27/04/01	03:48	I	1.07	240	22.090±0.043	0.924±0.059	0.622±0.038	0.617±0.054
Oggetto	Notte	UT (hh:mm)	Filtro	Airm.	$T_{exp}$ (sec.)	$m_{filtro}$	V-J	V-H	V-K
2000 EB173	13/04/01	03:30	J	1.15	360	18.09±0.06	2.17±0.05	2.62±0.06	2.39±0.06
2000 EB173	13/04/01	03:38	H	1.15	360	17.64±0.08	2.17±0.05	2.62±0.06	2.39±0.06
2000 EB173	13/04/01	03:46	Ks	1.15	360	17.87±0.07	2.17±0.05	2.62±0.06	2.39±0.06
2000 EB173	13/04/01	07:52	J	1.66	360	17.86±0.06	2.40±0.05	2.68±0.06	2.69±0.06
2000 EB173	13/04/01	08:00	H	1.66	360	17.58±0.08	2.40±0.05	2.68±0.06	2.69±0.06
2000 EB173	13/04/01	08:08	Ks	1.64	360	17.57±0.0 8	2.40±0.05	2.68±0.06	2.69±0.06
2000 GN171	13/04/01	01:49	J	1.64	360	19.55± 0.06	1.78±0.05	1.79±0.06	2.22±0.06
2000 GN171	13/04/01	01:57	H	1.64	360	19.54±0.07	1.78±0.05	1.79±0.06	2.22±0.06
2000 GN171	13/04/01	02:05	Ks	1.64	360	19.11±0.0 7	1.78±0.05	1.79±0.06	2.22±0.06

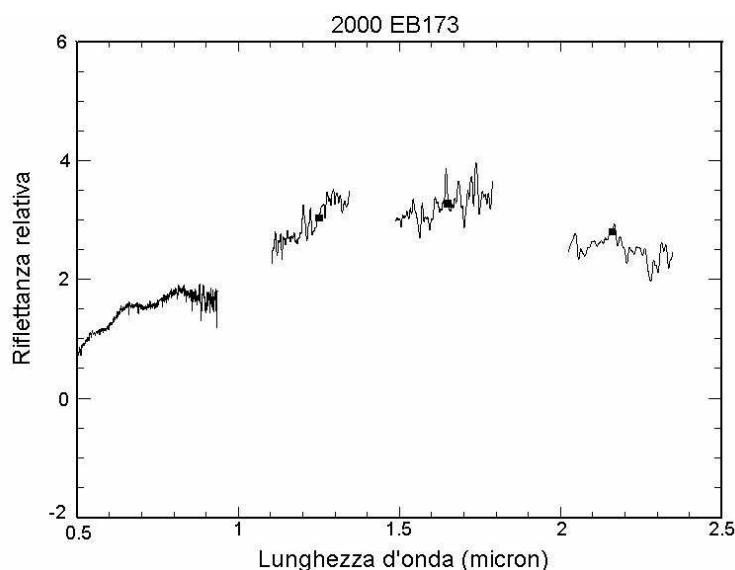


Figura 5.14: Riflettanza spettrale di 2000 EB173 ottenuta in aprile 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri infrarossi sono stati smussati con un filtro gaussiano di  $\sigma$  pari a 5. I vari intervalli spettrali sono stati combinati utilizzando il valor medio dei colori ottenuti nelle due serie fotometriche del 13 aprile e trasformati in riflettanza (tali valori per J, H e K sono rappresentati in figura con dei quadrati neri).

osservato negli asteroidi idrati. Negli asteroidi idrati la banda a  $0.7 \mu\text{m}$  è accompagnata da assorbimenti nell'infrarosso intorno a  $1.4$  e  $1.8 \mu\text{m}$ , dovuti all'acqua, ed a  $2.2 \mu\text{m}$ , associati allo ione OH. Purtroppo il nostro spettro di 2000 GN171 è molto rumoroso e non ci permette chiare identificazioni di assorbimenti nelle regioni sopra citate.

La banda a  $0.6 \mu\text{m}$  di 2000 EB173 ricorda inoltre una debole caratteristica identificata in alcuni asteroidi di tipo S, che generalmente è accompagnata da un altro assorbimento a  $6700 \text{ \AA}$ . Tali bande sono state attribuite a minerali del gruppo dello spinello, minerali identificati in alcune inclusioni meteoritiche e nelle particelle di polvere interplanetaria (IDP) (Mackinnon *et al.*, 1987), ma in piccole quantità. Tuttavia, non ci si aspetta che tali minerali, formati in condizioni di temperatura e pressione molto elevate, siano sufficientemente abbondanti nel Sistema Solare esterno da essere rilevati spettroscopicamente. Anche la banda intorno a  $2 \mu\text{m}$  identificata in 2000 EB173 (da noi e da Licandro *et al.*, 2001) non è facilmente attribuibile: il problema nasce dal fatto di trovare un materiale che abbia la banda di assorbimento a  $2 \mu\text{m}$  e non a  $1 \mu\text{m}$ . Tale banda potrebbe essere dovuta ad alcuni composti di ghiaccio d'acqua o a toline di Titano, che hanno una debole caratteristica in tale regione; anche minerali di tipo spinello presentano tale assorbimento,

ma, come già citato, questi materiali non dovrebbero essere abbondanti nella regione dei TNO; oppure anche i fillosilicati contenenti lo ione  $\text{Fe}^{2+}$ , tipo la staurolite, potrebbero causare un assorbimento analogo a quello osservato (Hunt, 1977). Una chiara identificazione dell'origine delle bande osservate è tuttora in corso e si basa su confronti con un campione più esteso possibile di spettri di meteoriti, asteroidi e composti ottenuti in laboratorio. La possibilità che le bande osservate possano essere dovute ad alterazione acquosa non può essere scartata allo stato attuale delle nostre conoscenze, seppure tale processo sembri improbabile a distanze eliocentriche elevate, tenendo in considerazione il fatto che gli asteroidi scuri di tipo P e D posti oltre le 3.5 UA ed i troiani di Giove non presentano caratteristiche di assorbimento quali la banda a  $3 \mu\text{m}$  o quella a  $0.7 \mu\text{m}$  associabili a materiali idrati. L'alterazione acquosa nei TNO potrebbe aver avuto luogo in transnettuniani (contenenti ghiaccio) di grandi dimensioni per riscaldamento radiogenico (Jewitt, 1996), ma bisognerebbe verificare se tale riscaldamento è stato tale da produrre acqua allo stato liquido per un periodo sufficientemente lungo da innescare l'alterazione acquosa di materiali anidri. Un'altra possibile spiegazione potrebbe trovarsi negli impatti tra TNO: durante le fasi iniziali del Sistema Solare, quando la *Kuiper belt* era molto massiva, gli

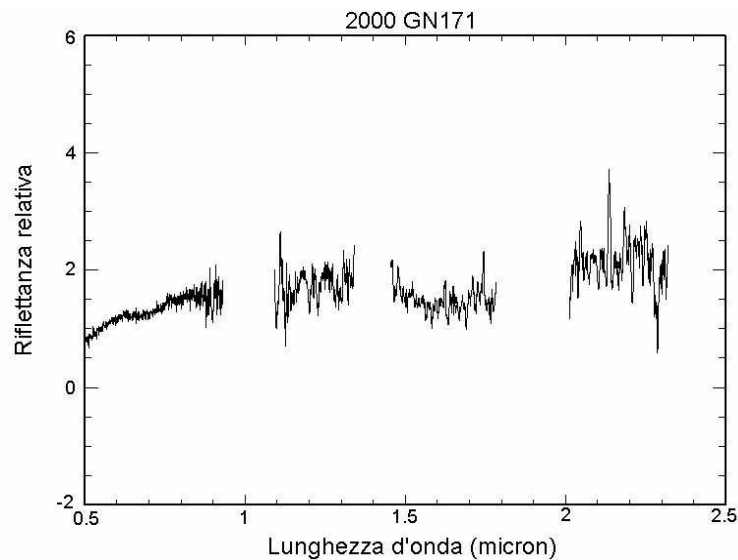


Figura 5.15: Riflettanza spettrale di 2000 GN171 ottenuta in aprile 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri infrarossi sono stati smussati con un filtro gaussiano di  $\sigma$  pari a 5. I vari intervalli spettrali sono stati combinati utilizzando i colori derivati dalle osservazioni fotometriche del 13 aprile e trasformati in riflettanza (tali valori per J, H e K sono rappresentati in figura con dei quadrati neri).



impatti a bassa velocità dovevano essere assai frequenti e potrebbero aver costituito una sorgente di riscaldamento transiente (Stern & Colwell, 1997); anche in tal caso tuttavia si ritiene che la durata e l'intensità del riscaldamento prodotto non potessero essere sufficienti da provocare l'idratazione di minerali (Kerridge & Bunch, 1979).

Infine, alcuni autori suggeriscono che l'alterazione acquosa sia un processo che può aver avuto luogo nella nebulosa solare primitiva, durante il suo raffreddamento (per es. Grossman, 1974), seppure questa sia un'ipotesi dibattuta presso la comunità scientifica: per esempio Fegley *et al.* (1989) sostengono che il tempo necessario per idratare grani di silicati sarebbe maggiore del tempo di vita della nebulosa solare. Alcune possibili evidenze osservative a favore della formazione di silicati idrati nella nebulosa primordiale risiedono nella possibile identificazione di materiali tipo argilla nei dischi circumstellari di stelle giovani quali HD 142527 (Malfait *et al.*, 1999), e nell'ampia variazione del rapporto deuterio/idrogeno misurato in meteoriti ricche di deuterio (Robert, 2001). Quindi, ammesso che i minerali idrati possano essersi formati nella nebulosa solare primordiale, allora tali materiali potrebbero essere presenti sulla superficie dei TNO.

Recentemente (maggio 2002) i due plutini 2000 EB173 e 2000 GN171 sono stati di nuovo osservati al VLT nell'ambito del Large Programm al fine di confermare la presenza delle bande precedentemente identificate nella regione visibile. I dati sono stati recentemente ridotti e non presentano alcuna evidenza delle sopra citate bande. Una spiegazione potrebbe risiedere in una composizione disomogenea della superficie dei due TNO, e nel fatto che le osservazioni di aprile 2001 e maggio 2002 coprono regioni diverse degli oggetti. Per 2000 GN171 il periodo è ben determinato a pari a 8.239 ore, come riportato da Sheppard & Jewitt (2001). Dal momento che la curva di luce è stata determinata il 25 aprile 2001 e che il nostro primo spettro visibile è stato acquisito solo 2 giorni dopo, possiamo calcolare una fase rotazionale per lo spettro di aprile 2001 corrispondente ad un valore tra 0.65 e 0.78. Le osservazioni di maggio 2002 sono invece troppo distanti temporalmente dalla determinazione della curva di luce per poter risalire in modo abbastanza preciso alla fase rotazionale. Pertanto 2000 GN171 potrebbe essere stato osservato in 2 fasi rotazionali differenti. Sheppard & Jewitt (2001) riportano anche delle variazioni nei colori R-I e V-R di questo TNO, probabilmente dovute a differenze nell'albedo sulla superficie dell'oggetto, ma non hanno determinato una chiara correlazione con la rotazione. Per 2000 EB173 il periodo di rotazione non è noto, ed una possibile disomogeneità della composizione superficiale, forse derivante da fenomeni collisionali, sembra al momento essere la spiegazione

più plausibile per i differenti spettri osservati.

In conclusione, per poter chiaramente investigare la composizione superficiale di questi 2 plutini sarà necessario effettuare ulteriori indagini spettrali che coprano punti differenti dell'intero periodo di rotazione dei due oggetti.

## 5.4 Asteroidi di fascia principale

### 5.4.1 Studio del processo di alterazione acquosa

Un processo particolarmente rilevante che ha influenzato la composizione ed i processi chimici e fisici primordiali all'interno della fascia asteroidale è l'alterazione acquosa. Tale processo consiste nell'alterazione chimica a basse temperature ( $\leq 320^\circ K$ ) di minerali da parte dell'acqua allo stato liquido, la quale agisce come solvente e produce materiali come i fillosilicati, i solfati, gli ossidi, i carbonati e gli idrossidi (silicati idrati o argille).

Il processo è associato alla capacità dell'acqua di agire come solvente, in virtù della sua natura dipolare e della sua forte polarizzabilità molecolare, nonché della capacità degli ioni  $\text{OH}^-$  e  $\text{H}^+$  di formare molecole complesse con le specie solute in soluzioni acide o basiche (Zolensky & McSween, 1988).

Dal momento che gran parte dei minerali ha un elevato grado di polarità nei legami chimici, l'acqua rappresenta per essi un comune solvente, in grado tra l'altro di favorire il trasporto di materiale. Le reazioni acquose possono favorire la ridistribuzione chimica e cambiare le relazioni petrologiche ed il frazionamento isotopico dei minerali (Sears *et al.*, 1980).

Il processo di alterazione acquosa richiede la presenza di condizioni di temperatura e pressione tali da permettere la stabilità dell'acqua allo stato liquido. Tale fase, grazie all'intensità del legame H tra le molecole d'acqua, si può realizzare su un intervallo di temperature e pressioni relativamente ampio (Zolensky *et al.*, 1988).

Negli asteroidi primordiali l'acqua, probabilmente sotto forma di ghiaccio, potrebbe essersi accumulata insieme al materiale litico, costituito principalmente da ossidi, silicati anidri, metalli e materiale organico.

Se il processo di formazione degli asteroidi è stato sufficientemente rapido, quantità significative di ghiaccio potrebbero essere state incorporate all'interno di essi e protette dalla sublimazione (Jones *et al.*, 1990). Successivi processi di riscaldamento avrebbero poi fuso

il ghiaccio originario generando l'acqua allo stato liquido necessaria per innescare l'alterazione acquosa dei materiali.

Ora sembra ormai assodato che il riscaldamento sia stato prodotto per induzione elettromagnetica tramite interazione dei materiali con il vento solare durante la fase T-Tauri del Sole, processo questo più efficiente del riscaldamento per decadimento radioattivo dell'Al 26. Gli asteroidi che hanno mostrato la presenza di materiali (silicati) idrati sembrano dominare in particolare la regione compresa tra 2.6 e 3.5 UA, detta "zona di alterazione acquosa", e sono essenzialmente asteroidi di tipo C (Vilas *et al.*, 1994). L'azione del processo si espleta nella formazione di silicati idrati e quindi nella identificazione nello spettro degli asteroidi di particolari bande di assorbimento associate a tali minerali.

I principali assorbimenti legati al processo di alterazione acquosa sono (Lebofsky *et al.*, 1980, 1990; Vilas *et al.*, 1994; Jones *et al.*, 1990; Barucci *et al.*, 1997, 1998; Fornasier *et al.*, 1999; Lazzarin *et al.*, 2001): la banda a 3  $\mu\text{m}$  (è la più indicativa, raggiunge profondità variabili tra il 6–23% rispetto al continuo); la banda a 0.7  $\mu\text{m}$  (profondità  $\leq 7\%$ ) ed altri deboli assorbimenti nel visibile a 0.43, 0.60-0.65, 0.80-0.90  $\mu\text{m}$  (Tabella 5.13). Le bande nel visibile sono determinate da particolari transizioni per trasferimento di carica degli ossidi di ferro nei silicati, mentre la banda nell'infrarosso è associata alla presenza di acqua assorbita dai materiali o dello ione OH legato all'interno dei reticoli cristallini. Spesso inoltre negli asteroidi idrati si osserva anche un rapido calo della riflettività per lunghezze d'onda inferiori a circa 5300–5000 Å, associato ad una transizione di valenza per trasferimento di carica dell'ossido di ferro, con minimo di banda nella regione ultravioletta. Per ulteriori dettagli sul processo dell'alterazione acquosa si rimanda a Fornasier, 1997.

### Osservazioni e riduzione dati

Al fine di comprendere meglio tale processo il nostro gruppo di ricerca da anni sta effettuando delle survey spettroscopiche di asteroidi nella regione visibile.

Nel corso del dottorato ho partecipato alle osservazioni, alla fase di riduzione, analisi ed interpretazione dei dati presentati di seguito. Si tratta di 80 spettri di asteroidi primitivi (classi C, G, B, F, P), acquisiti durante due campagne osservative nel 1999 utilizzando il telescopio 1.52 m di ESO con uno spettrografo Boller & Chivens. Si è utilizzato un reticolo a 225 tratti/mm con una dispersione di 331 Å/mm al primo ordine. Il CCD utilizzato è un Loral Lesser 2048×2048 pixel, con pixel size 15  $\mu\text{m}$ . La dispersione è di circa 4 Å/px e l'intervallo in lunghezza d'onda investigato va da circa 4200 a 9000 Å. Dal momento

Tabella 5.13: Principali caratteristiche di assorbimento associate ai prodotti dell'alterazione acquosa nel visibile e nel vicino infrarosso; sono indicate anche le origini di tali bande con le rispettive transizioni.

Posizione ( $\mu\text{m}$ )	Origine della banda
0.43	transizione di tipo ${}^6A_1 \rightarrow {}^4A_1, {}^4E(G)$ del $\text{Fe}^{3+}$ nei fillosilicati.
0.50	transizione proibita per lo <i>spin</i> nei pirosseni.
0.55	transizione proibita per lo <i>spin</i> nei pirosseni.
0.60–0.65	transizione di tipo ${}^6A_1 \rightarrow {}^4T_2(G)$ del $\text{Fe}^{3+}$ negli ossidi di ferro.
0.70	$\text{Fe}^{2+} \rightarrow \text{Fe}^{3+}$ : transizione per trasferimento di carica del ferro ossidato nei fillosilicati.
0.80–0.90	transizione di tipo ${}^6A_1 \rightarrow {}^4T_1(G)$ del $\text{Fe}^{3+}$ negli ossidi di ferro.
1.40	banda dovuta ai minerali che contengono nella struttura cristallina lo ione OH.
1.90	banda dovuta ai minerali che contengono nella struttura cristallina lo ione OH.
2.02	banda dovuta all'acqua nei fillosilicati.
3.00	banda dovuta allo ione OH strutturale ed all'acqua assorbita.
3.07	banda associata al ghiaccio d'acqua ed alla saponite contenente $\text{NH}_4$ .

che è interessante valutare le possibili relazioni tra il processo di alterazione acquosa, la distanza eliocentrica, il diametro e l'albedo degli asteroidi su un campione il più esteso possibile, nell'analisi dei dati sono stati inseriti, oltre agli asteroidi osservati nel 1999 (marzo e novembre), anche 30 asteroidi osservati precedentemente (1997) nell'ambito dello stesso programma di ricerca e pubblicati in Fornasier *et al.* (1999).

Le condizioni di osservazione ed alcune caratteristiche fisiche degli asteroidi osservati sono riportate in tabella 5.14. Per le analoghe informazioni sui dati del 1997 si rimanda a Fornasier *et al.*, 1999. La procedura di riduzione dati è stata eseguita in modo convenzionale ed è riportata in appendice A.

Tabella 5.14: Condizioni di osservazione e caratteristiche fisiche degli asteroidi investigati: oggetto, data di osservazione, magnitudine visuale, analogo solare utilizzato per la sottrazione del contributo solare, semiasse maggiore e diametro dell'asteroide, albedo (derivata dalle osservazioni IRAS) e tipo tassonomico (tassonomia di Tholen).

Asteroide	Data	$m_v$	stella	a (AU)	D (km)	Alb.	T
10 Hygiea	15/03/99	10.2	HD44594	3.13	429	0.075	C
13 Egeria	04/11/99	10.0	Hyades64	2.57	215	0.099	G
31 Euphrosyne	04/11/99	12.5	Hyades64	3.14	248	–	C
36 Atlante	16/03/99	14.2	HD144585	2.75	105	0.076	C
38 Leda	04/11/99	13.5	Hyades64	2.74	120	0.062	C
47 Aglaja	04/11/99	11.8	Hyades64	2.88	133	0.072	C
48 Doris	04/11/99	13.0	Hyades64	3.11	225	0.064	CG
54 Alexandra	15/03/99	13.2	HD44594	2.71	165	0.050	C
56 Melete	15/03/99	12.6	HD44594	2.60	112	0.062	P
58 Concordia	05/11/99	13.9	Hyades64	2.69	98	0.056	C
66 Maja	16/03/99	14.2	HD144585	2.65	72	0.050	C
78 Diana	15/03/99	11.8	HD76151	2.62	120	0.064	C
81 Terpsicore	04/11/99	12.2	Hyades64	2.85	124	0.046	C
84 Klio	15/03/99	13.9	HD44594	2.36	80	0.070	G
85 Io	04/11/99	11.0	Hyades64	2.65	157	0.068	FC
86 Semele	15/03/99	13.6	HR6060	3.11	120	0.043	C
90 Antiope	17/03/99	13.7	HR6060	3.16	120	0.051	C
93 Minerva	04/11/99	12.7	HR1835	2.75	146	0.085	CU
95 Arethusa	16/03/99	13.5	HD144585	3.08	136	0.062	C
107 Camilla	04/11/99	12.6	Hyades64	3.48	237	0.06	C
120 Lachesis	15/03/99	12.7	HR6060	3.12	174	0.045	C
121 Hermione	15/03/99	13.0	HD44594	3.45	209	0.048	C
134 Sophrosyne	16/03/99	13.6	HD144585	2.56	106	0.041	C
139 Juewa	05/11/99	13.2	Hyades64	2.77	162	–	CP
140 Siwa	15/03/99	12.5	HD44594	2.73	114	0.071	P
140 Siwa	16/03/99	12.5	HD44594	2.73	114	0.071	P
142 Polana	16/03/99	14.7	HD44594	2.42	55	0.042	F
143 Adria	15/03/99	13.0	HD89010	2.76	90	0.049	C
145 Adeona	04/11/99	11.6	Hyades64	2.67	155	0.044	C
148 Gallia	04/11/99	13.2	Hyades64	2.77	104	0.14	GU
150 Nuwa	04/11/99	12.3	Hyades64	2.98	157	-	CX
153 Hilda	16/03/99	13.6	HD44594	3.98	170	0.060	P
156 Xanthippe	15/03/99	12.2	HD44594	2.73	120	0.042	C
175 Andromache	05/11/99	12.7	Hyades64	3.18	107	-	C
176 Iduna	15/03/99	13.3	HR6060	3.19	121	0.083	G
194 Prokne	04/11/99	11.2	Hyades64	2.61	174	0.050	C

Asteroide	Data	$m_v$	stella	a (AU)	D (km)	Alb.	T
205 Martha	05/11/99	13.8	Hyades64	2.77	84	-	C
206 Hersilia	16/03/99	13.2	Hyades64	2.74	112	0.048	C
209 Dido	16/03/99	13.2	HD144585	3.14	160	0.035	C
213 Lilaea	16/03/99	12.5	HD44594	2.75	83	0.072	F
238 Hypatia	05/11/99	12.8	Hyades64	2.90	156	0.043	C
240 Vanadis	16/03/99	13.2	Hyades64	2.66	104	0.041	C
259 Aletheia	04/11/99	12.7	Hyades64	3.14	185	-	CP
313 Chaldea	15/03/99	12.5	HD44594	2.38	101	0.052	C
329 Svea	04/11/99	13.3	Hyades64	2.47	80	0.037	C
331 Etheridgea	05/11/99	13.8	Hyades64	3.02	79	-	CX
334 Chicago	05/11/99	14.2	HD20630	3.87	170	0.064	C
342 Endymion	04/11/99	13.0	Hyades64	2.56	65	-	C
356 Liguria	16/03/99	13.0	HR6060	2.76	130	0.062	C
360 Carlova	05/11/99	14.4	HD20630	3.00	121	0.052	C
372 Palma	04/11/99	13.2	Hyades64	3.14	195	-	BFC
381 Myrrha	17/03/99	13.9	HR6060	3.21	120	0.045	C
386 Siegena	16/03/99	13.4	HD144585	2.90	165	0.063	C
393 Lampetia	15/03/99	12.9	HR6060	2.78	98	0.083	C
395 Delia	17/03/99	14.9	HR6060	2.78	51	0.041	C
405 Thia	05/11/99	13.9	Hyades64	2.58	129	0.045	C
407 Arachne	17/03/99	13.2	Hyades64	2.62	95	0.055	C
409 Aspasia	04/11/99	12.6	Hyades64	2.57	168	-	CX
414 Liriope	05/11/99	14.3	HD20630	3.49	75	0.047	C
419 Aurelia	15/03/99	13.5	HD44594	2.59	129	0.045	F
449 Hamburga	15/03/99	12.4	HR6060	2.55	86	0.039	C
476 Hedwig	16/03/99	12.5	HD44594	2.65	116	0.049	P
489 Comacina	05/11/99	13.9	Hyades64	3.15	144	-	C
511 Davida	16/03/99	12.3	HR6060	3.18	337	0.053	C
559 Nanon	16/03/99	13.6	HD44594	2.71	80	0.046	C
583 Klotilde	17/03/99	14.4	HR6060	3.17	81	0.052	C
585 Bilkis	05/11/99	13.6	HD20630	2.42	60	-	C
602 Marianna	16/03/99	14.0	HR6060	3.09	124	0.054	C
654 Zelinda	15/03/99	12.2	HD76151	2.30	126	0.043	C
702 Alauda	15/03/99	12.5	HD76151	3.19	194	0.059	C
704 Interamnia	15/03/99	11.7	HR6060	3.07	333	0.064	F
748 Simeisa	16/03/99	14.2	HD44594	3.93	102	0.041	P
786 Bredichina	16/03/99	13.3	HR6060	3.17	91	0.067	C
790 Pretoria	16/03/99	14.6	HD44594	3.41	170	0.038	P
814 Tauris	04/11/99	11.9	HD20630	3.15	116	-	C
868 Lova	05/11/99	13.0	HD20630	2.70	55	-	C
977 Philippa	17/03/99	14.6	HD144585	3.12	65	0.050	C
1015 Christa	16/03/99	13.9	HD44594	3.21	98	0.046	C
1021 Flammario	04/11/99	11.7	Hyades64	2.73	103	0.046	F
1268 Lybia	17/03/99	14.6	HD89010	3.96	94	0.045	P
1330 Spiridonia	17/03/99	14.3	HD44594	3.17	55	0.049	P

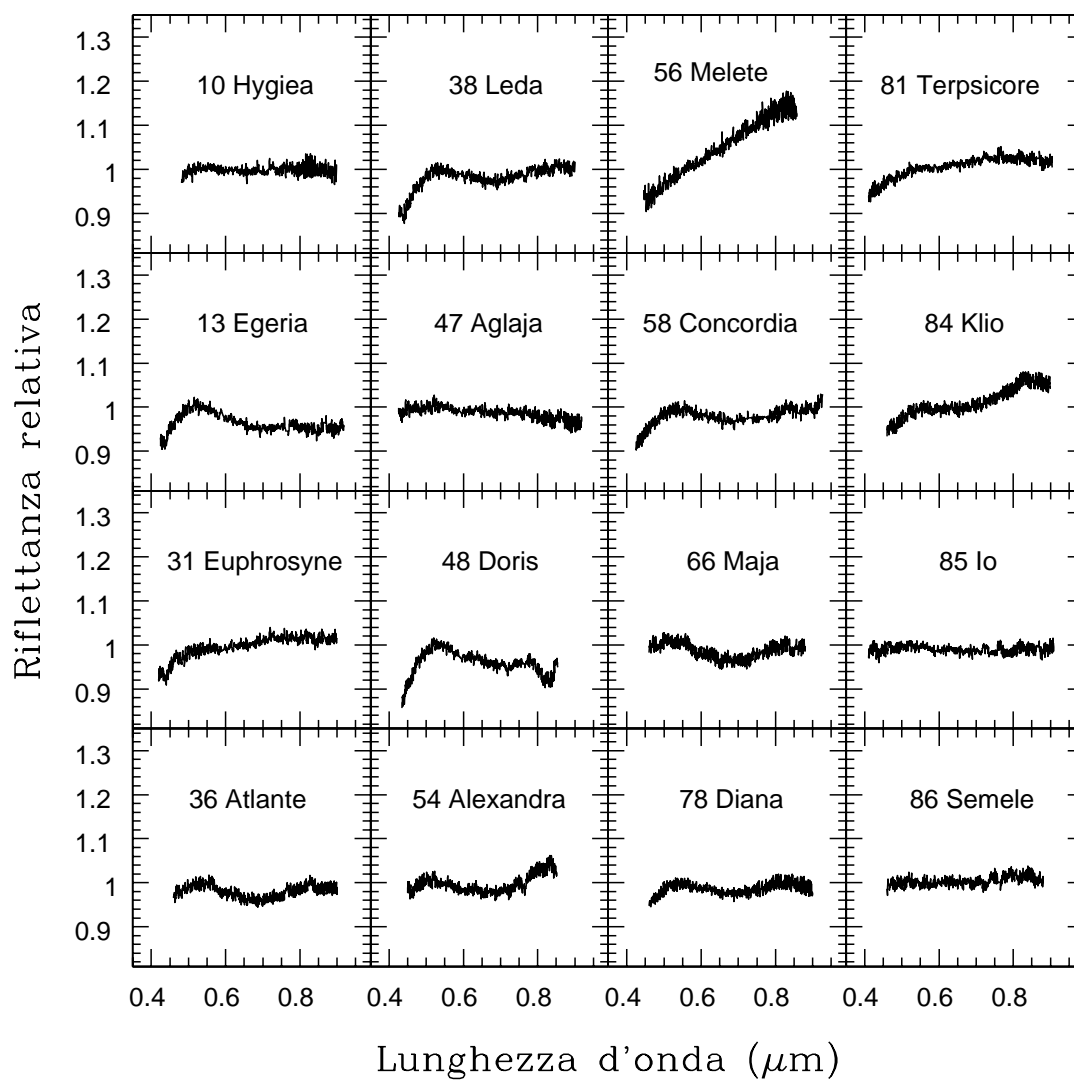


Figura 5.16: Spettri degli asteroidi osservati.

## Risultati

Gli spettri di riflettività degli asteroidi osservati sono rappresentati nelle figure 5.16, 5.17, 5.18, 5.19, e 5.20; parte di essi ha subito mostrato la presenza di materiali provenienti dall'alterazione acquosa.

Al fine di studiare in dettaglio le bande di assorbimento associate ai prodotti dell'alterazione acquosa, abbiamo considerato lo spettro di riflettività di ogni asteroide come

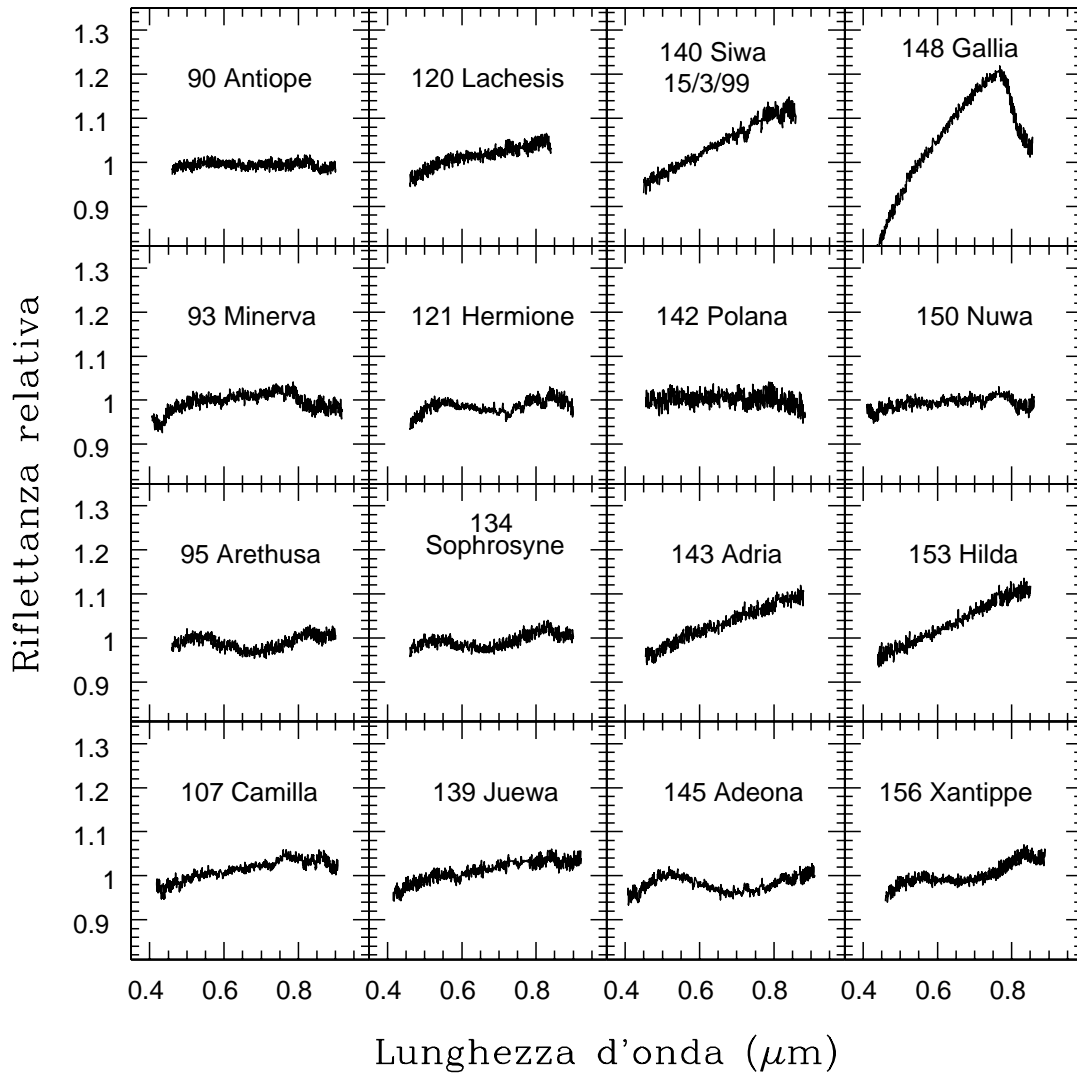


Figura 5.17: Spettri degli asteroidi osservati.

un continuo lineare con associato un numero discreto di caratteristiche di assorbimento. Questa assunzione è lecita dal momento che gli spettri degli asteroidi C e G, nella regione visibile, hanno un andamento lineare piatto o leggermente arrossato, con un numero discreto di bande di assorbimento, se presenti. Tale continuo rappresenta il risultato di tutti i processi di interazione della luce con le fasi minerali presenti sulla superficie asteroidale, fatta eccezione per gli assorbimenti che sono invece associati ai materiali provenienti da processi di alterazione acquosa.



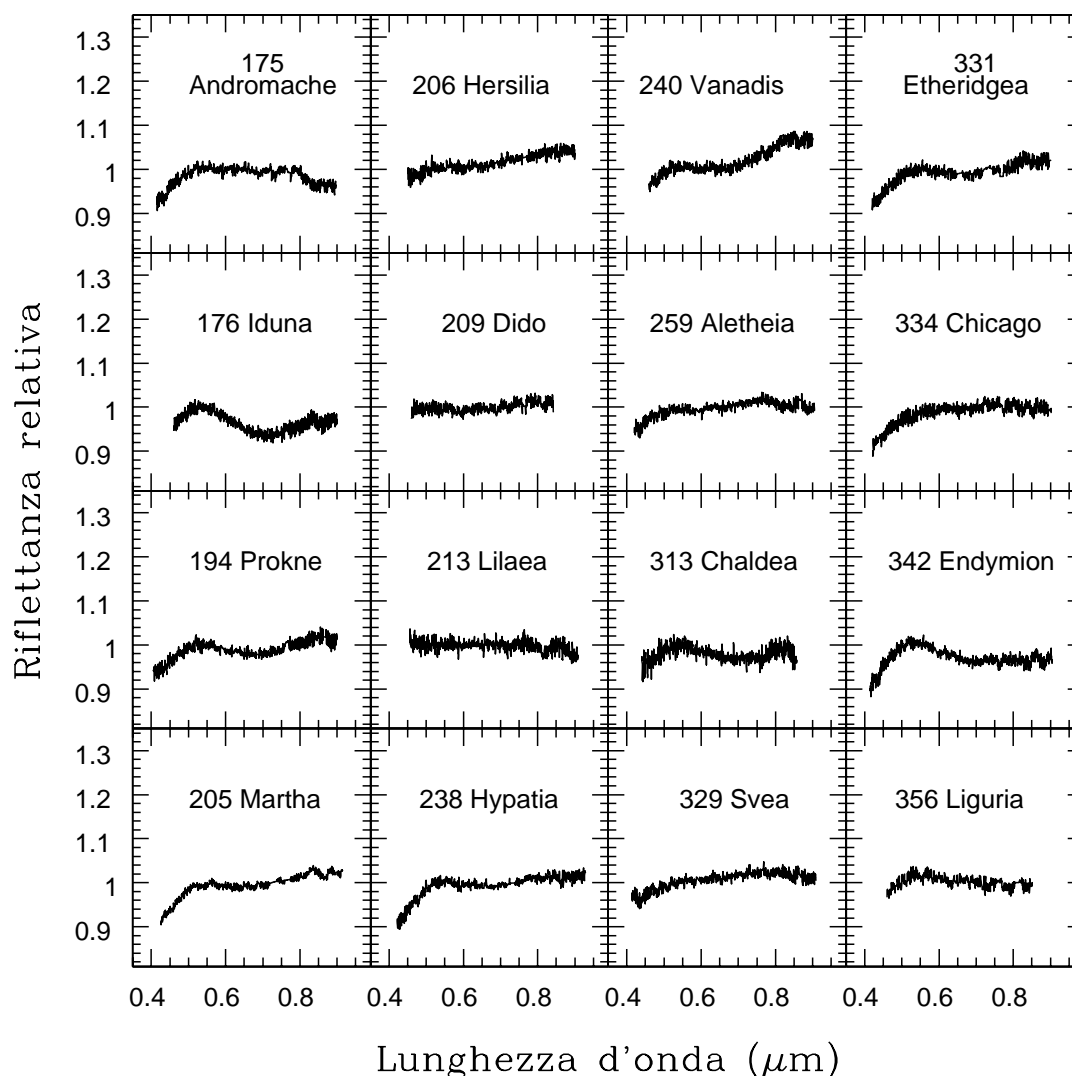


Figura 5.18: Spettri degli asteroidi osservati.

È stato definito quindi per ogni asteroide un continuo lineare tramite un'interpolazione lineare ai minimi quadrati dello spettro di riflettività (le pendenze calcolate per tali rette hanno valori compresi tra  $0.1-3 \%/10^3$ ) e si è successivamente diviso lo spettro di ogni oggetto per il corrispondente continuo; le bande eventualmente presenti negli spettri risultanti da tale operazione sono a questo punto meglio evidenziate.

Nei dati acquisiti l'oscillazione rumorosa del segnale non permette di stabilire l'autenticità di bande con profondità  $\leq 1\%$  rispetto al continuo. Tuttavia, avendo avuto finora la

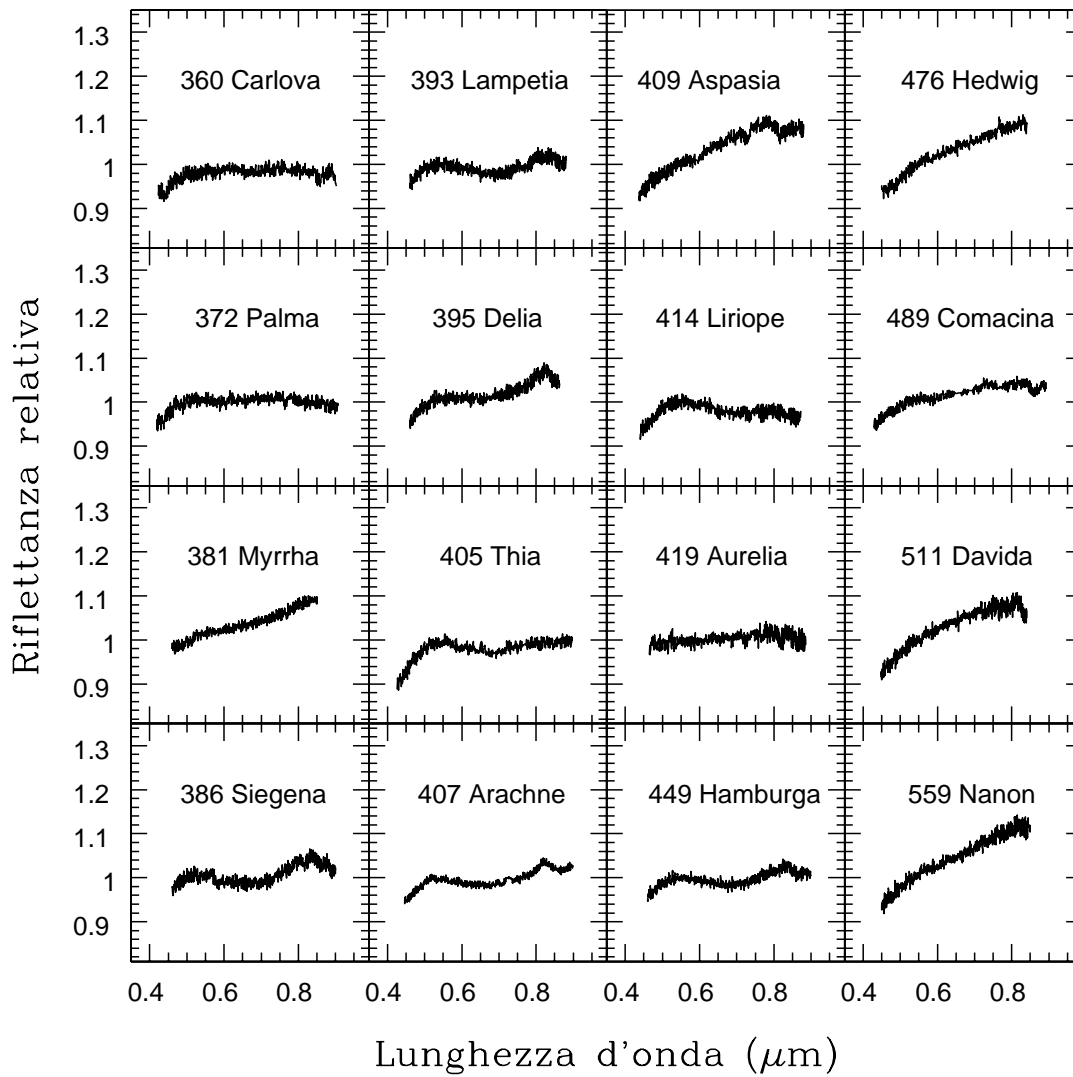


Figura 5.19: Spettri degli asteroidi osservati.

possibilità di verificare la ripetibilità degli spettri solo per pochissimi oggetti, sono state considerate autentiche solo le bande di assorbimento la cui profondità è non inferiore al 2% rispetto al continuo adiacente.

Gli oggetti che presentano bande di idratazione sono riportati in tabella 5.15 con indicata la banda identificata, la relativa profondità rispetto al continuo e la larghezza.

Questo studio ha confermando la presenza delle bande di idratazione nella regione visibile nel 65% degli oggetti indagati, su un campione totale di 110 asteroidi scuri. Si sono inoltre

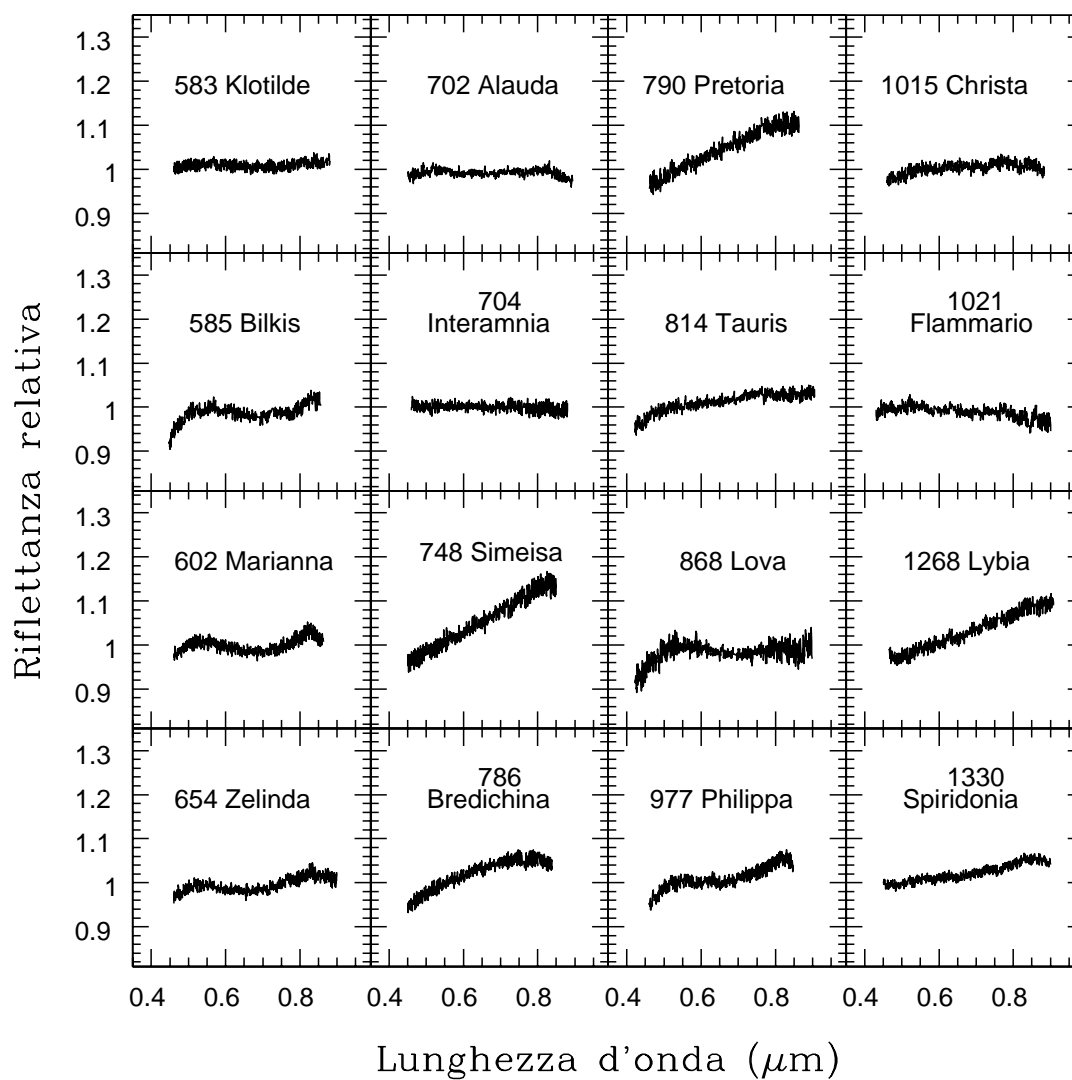


Figura 5.20: Spettri degli asteroidi osservati.

verificate alcune relazioni tra il processo di alterazione acquosa e le classi tassonomiche, la distanza eliocentrica degli asteroidi e l'albedo. I 110 asteroidi investigati sono localizzati tra 2.3 e 4 UA, 86 sono di tipo C, 10 di tipo P, 7 di tipo G, 6 di tipo F e 1 di tipo B. Analizzando la distribuzione delle bande di idratazione delle diverse classi tassonomiche, si è osservato che il 65% degli asteroidi di tipo C e la totalità dei G investigati hanno subito il processo di alterazione acquosa, mentre nessuna evidenza di bande di idratazione è stata trovata negli oggetti di tipo B, F e P osservati (Fig 5.21).

Tabella 5.15: Asteroidi osservati che presentano le bande di idratazione. Viene riportata la banda identificata, la sua profondità rispetto al continuo e la sua estensione. In tabella sono inclusi anche gli asteroidi idrati osservati durante il 1997 (indicati con l'apice \*) e riportati in Fornasier *et al.*, 1999. Col punto interrogativo sono indicate le bande la cui identificazione è incerta e per cui sono necessarie ulteriori osservazioni per una eventuale conferma.

ASTEROIDE	BANDA	PROFONDITÀ	ESTENSIONE
1 Ceres*	0.8-0.9	5.0%	8000-9000 Å
	0.60, 0.67 ?		
13 Egeria	0.70	4.5 %	5300-7800 Å
	0.43	2.6%	
19 Fortuna*	0.70	5.0%	5500-8500 Å
24 Themis*	0.70	4.0%	5600-8200 Å
31 Euphrosyne	0.43	2.8%	
34 Circe*	0.70	2.3%	5600-8300 Å
36 Atlante	0.70	4.0%	5500-8200 Å
38 Leda*	0.70	3.4%	5600-8300 Å
41 Daphne*	0.70	4.6%	5400-8400 Å
47 Aglaja	0.6?		
48 Doris	0.70	2.5%	5500-8000 Å
	0.8-0.9?	2.7%	7950-8500 Å
51 Nemausa*	0.70	4.7%	5600-8300 Å
54 Alexandra	0.70	4.6%	5200-8200 Å
58 Concordia	0.70	3.1%	5650-8250 Å
65 Cybele	0.60 ?		
66 Maja	0.70	4.1%	5600-8200 Å
70 Panopaea*	0.70	4.0%	5600-8300 Å
78 Diana	0.70	3.0%	5500-8200 Å
84 Klio	0.70	3.2%	5600-8200 Å
90 Antiope	0.8-0.9	2.0%	8300-8950 Å
93 Minerva	0.43	2.5%	4100-4450 Å
	0.8-0.9	3.0%	7950-9100 Å
95 Arethusa	0.70	4.1%	5600-8200 Å
104 Klymene*	0.70	2.5%	5500-8200 Å
	0.8-0.9 ?		
105 Artemis*	0.70	4.5%	5700-8300 Å
120 Lachesis	0.70 ?	1.2%	5600-8000 Å
121 Hermione	0.70	3.0%	5500-8150 Å
130 Elektra	0.70	4.7%	5700-8400 Å
134 Sophrosyne	0.70	3.5%	5500-8000 Å
137 Meliboea*	0.70	3.1%	5500-8200 Å
139 Juewa	0.43 ?	1.8%	
	0.8-0.9 ?		

ASTEROIDE	BANDA	PROFONDITÀ	ESTENSIONE
144 Vibia*	0.70	3.0%	5600-8300 Å
145 Adeona	0.70	3.0%	5600-8400 Å
	0.43	2.2 %	
146 Lucina*	0.70	3.4%	5600-8000 Å
150 Nuwa	0.43 ?	1.7%	
156 Xantippe	0.70	3.4%	5600-8200 Å
175 Andromaca	0.8-0.9	3.1%	
	0.43		
176 Iduna	0.70	5%	5400-8200 Å
	0.8-0.9		
194 Prokne	0.70	3.1%	5400-8300 Å
200 Dynamene*	0.70	2.5%	6000-8000 Å
	0.8-0.9 ?		
205 Martha	0.7	2.0%	5600-8300 Å
211 Isolda*	0.70	3.4%	5500-8500 Å
238 Hypatia *	0.70	2.0%	
240 Vanadis	0.70	4.1%	5500-8300 Å
259 Aletheia	0.43	1.5%	
313 Chaldea	0.70	3.8%	5500-8200 Å
329 Svea	0.43	2%	4200-4500 Å
331 Etheridgea	0.70	2.8%	5500-8300 Å
342 Endymion	0.70, 0.8-0.9 ?	4%	5500-9000 Å
360 Carlova	0.43	2.0%	4200-4500 Å
381 Myrrha	0.70	2.0%	5600-8200 Å
386 Siegena	0.70	4.2%	5500-8400 Å
393 Lampetia	0.70	3.5%	5500-8200 Å
395 Delia	0.70	3.0%	5500-8200 Å
405 Thia	0.70	2.8%	5550-8100 Å
407 Arachne	0.70	3.5%	5300-8200 Å
	0.80-0.90	2.8%	8200-9200 Å
410 Chloris*	0.70	4.7%	5500-8000 Å
414 Liriope	0.70	2.7%	5600-9000 Å
444 Gyptis*	0.70	2.1%	5600-8500 Å
	0.43	3.5%	4200-4500 Å
449 Hamburga	0.70	3.0%	5500-8200 Å
488 Kreusa*	0.70	3.4%	5400-8300 Å
490 Veritas*	0.70	6.9%	5300-8300 Å
585 Bilkis	0.7	2.0%	5500-8200 Å
602 Marianna	0.70	4.1%	5400-8200 Å
654 Zelinda	0.70	3.2%	5400-8200 Å
712 Boliviana*	0.70	3.1%	5800-8300 Å
776 Berbericia*	0.70	4.5%	5500-8300 Å
868 Lova	0.70	2.0%	5800-8300 Å
977 Philippa	0.70	3.0%	5500-8300 Å

Tale studio conferma quindi la presenza di una sequenza di alterazione acquosa che, partendo dagli asteroidi di tipo P, praticamente inalterati, aumenta progressivamente

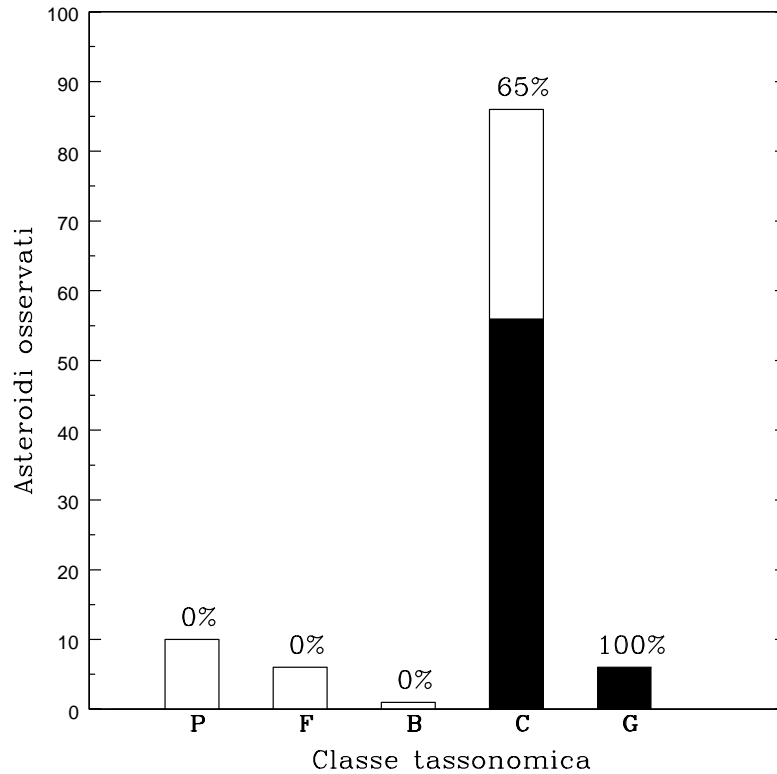


Figura 5.21: Distribuzione degli asteroidi osservati relativamente alla classe tassonomica di appartenenza. La parte in nero rappresenta il numero di asteroidi idrati rispetto all'intero campione di oggetti osservati per ogni classe tassonomica. Viene riportata inoltre la percentuale di asteroidi idrati per le diverse classi investigate.

attraverso le classi asteroidali  $P \rightarrow B \rightarrow C \rightarrow G$  (Vilas, 1994).

Relativamente alla distribuzione di asteroidi idrati in funzione della distanza eliocentrica, Vilas (1994) definisce zona di alterazione acquosa la regione del Sistema Solare compresa tra 2.6 e 3.5 UA. Al fine di investigare tale relazione e le seguenti abbiamo tolto dall'intero campione di oggetti i 10 asteroidi di tipo P, in quanto sono praticamente inalterati e non sono stati interessati dal processo, nonché l'asteroide 148 Gallia, classificato come asteroide di tipo G nella tassonomia di Tholen ma avente in realtà uno spettro caratteristico del tipo S (e infatti nella tassonomia di Barucci viene classificato come tipo S0), e quindi una composizione ben differente da quella delle classi scure.

I nostri risultati (Fig 5.22) confermano una dominanza di asteroidi idrati tra 2.6 e 3.5 UA, ma evidenziano che la zona di alterazione acquosa potrebbe estendersi ad una distanza

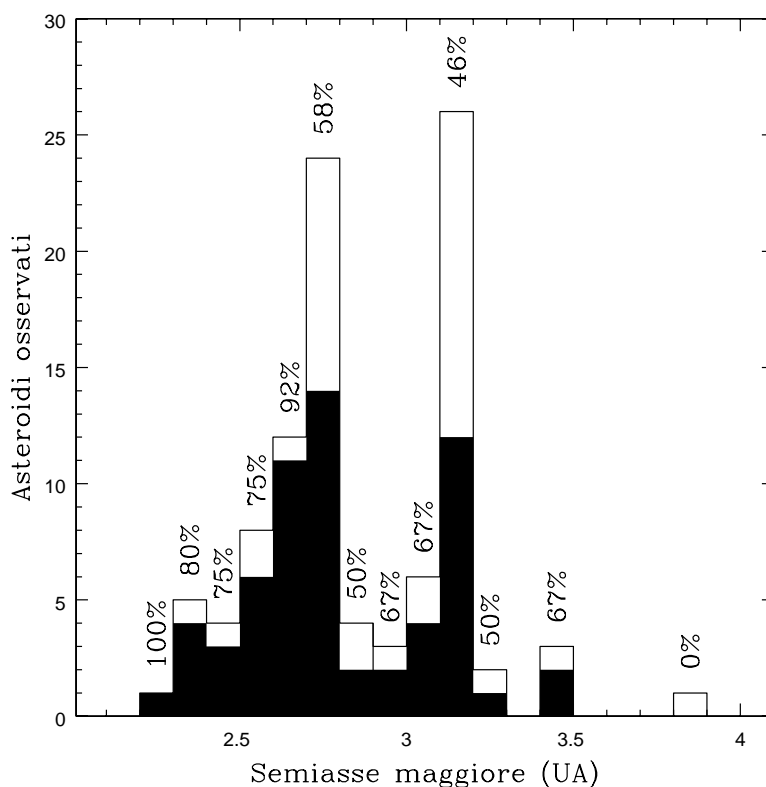


Figura 5.22: Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione della distanza eliocentrica, espressa in UA. La parte in nero rappresenta il numero di asteroidi che presentano le bande associate all'acqua di idratazione. Viene riportata inoltre la percentuale di asteroidi idrati per diverse distanze eliocentriche, ad intervalli di 0.1 UA.

eliocentrica inferiore, intorno alle 2.3–2.4 UA. Abbiamo infatti osservato 18 oggetti situati tra 2.2 e 2.6 UA, trovando nello spettro di 14 di essi, il 78% di tale campione, bande associate all'alterazione acquosa.

Il nostro studio conferma inoltre la relazione trovata da Vilas (1994) tra l'albedo degli asteroidi ed il processo di alterazione acquosa, ovvero il fatto che la percentuale di asteroidi idrati sembra crescere all'aumentare dell'albedo (Fig. 5.23). Tale relazione viene spiegata con la progressiva lisciviazione del ferro contenuto nei silicati idrati al progredire del processo di alterazione. Il ferro, che è una fase opaca, viene successivamente racchiuso in grani di magnetite, che hanno maggior riflettività, determinando quindi un aumento dell'albedo. I nostri dati in realtà mostrano che la percentuale di asteroidi idrati aumenta progressivamente negli oggetti con albedo sino a 6%, cala per albedo tra 6–8% e aumenta

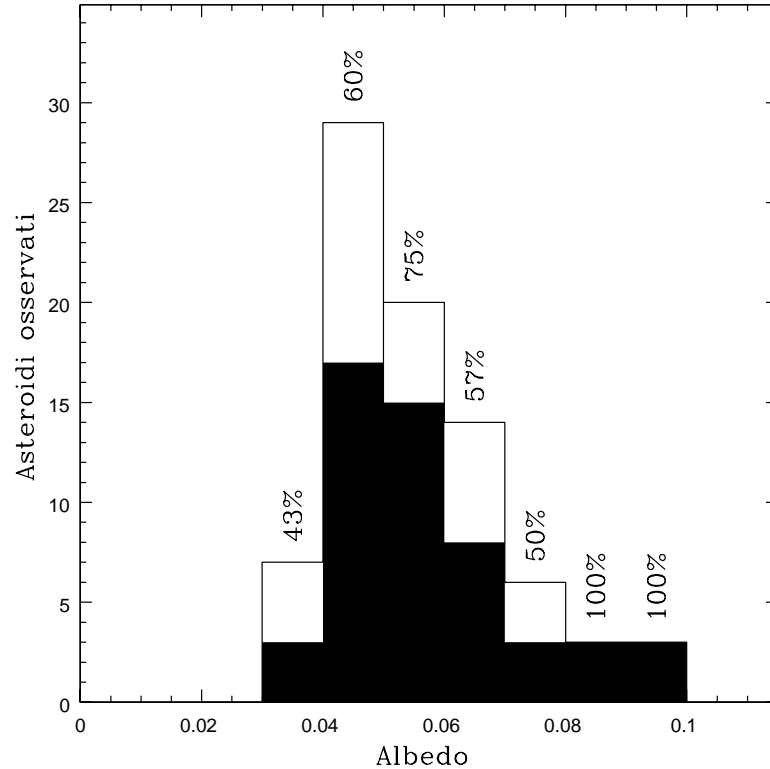


Figura 5.23: Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione dell'albedo geometrica media (dati IRAS). La parte in neretto rappresenta gli asteroidi idrati. Viene indicata anche la percentuale di asteroidi idrati in funzione dell'albedo geometrica media.

di nuovo per albedo comprese tra 9–10%. L'intervallo di albedo (6–8%) in cui la suddetta relazione si inverte potrebbe essere dovuto ad un bias osservativo, quindi ulteriori osservazioni sull'argomento potranno aiutare a comprendere meglio tale relazione.

Analizzando la percentuale di asteroidi idrati in funzione del diametro (Fig. 5.24), non risulta alcuna chiara correlazione tra il processo e le dimensioni degli oggetti. Per quanto riguarda una possibile relazione tra il processo di alterazione acquosa e la dimensione degli asteroidi, Howell *et al.* (2001), su un campione di 39 oggetti osservati nel visibile, trovano un chiaro aumento della percentuale di asteroidi idrati al crescere delle dimensioni degli oggetti: nella loro analisi, circa il 50% degli asteroidi con diametro compreso tra 50 – 150 km sono idrati, e la percentuale cresce al 66% per gli oggetti più grandi, con diametro tra 150-250 km, mentre non si trova evidenza di materiali idrati per gli oggetti di grandi



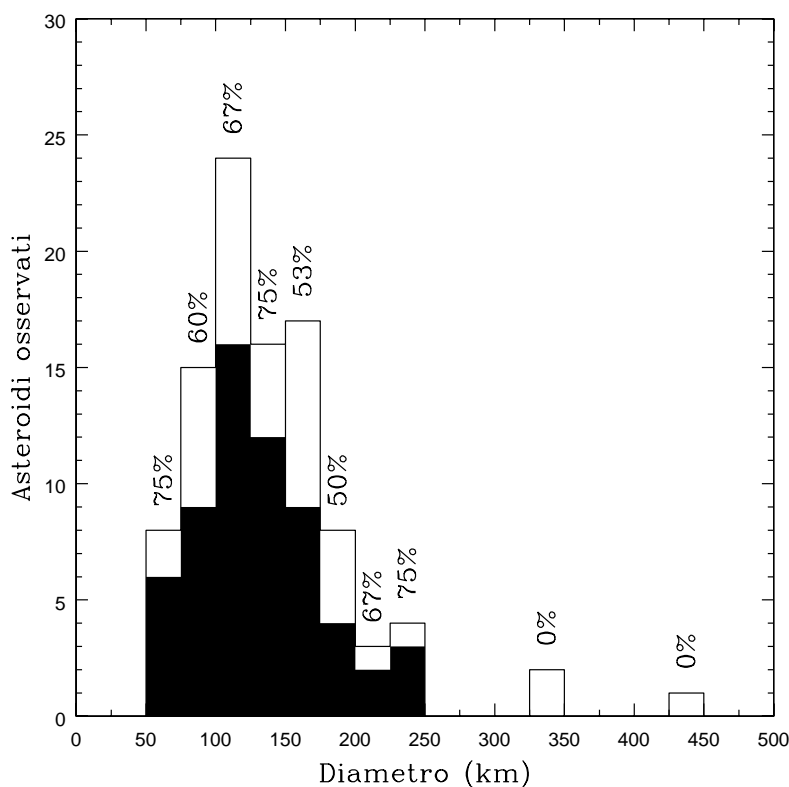


Figura 5.24: Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione del diametro degli oggetti. La parte in neretto rappresenta gli asteroidi idrati. Viene riportata la percentuale di asteroidi idrati in funzione delle dimensioni dell'oggetto.

dimensioni ( $> 250$  km), dove probabilmente le temperature interne sono state talmente elevate ( $> 700^\circ\text{K}$ ) da eliminare l'assorbimento a  $0.7 \mu\text{m}$  associato ai silicati idrati (Hiroi *et al.*, 1996). Secondo gli autori, al di sotto di una certa dimensione il processo di alterazione acquosa non avrebbe avuto luogo, tuttavia oggetti di piccole dimensioni potrebbero contenere anche frammenti collisionali di oggetti genitori più grandi e probabilmente idrati. Osservando la distribuzione degli asteroidi da noi osservati in funzione del diametro, non è possibile identificare alcuna chiara correlazione tra il processo di alterazione acquosa e le dimensioni degli asteroidi (Fig. 5.24). La percentuale di asteroidi idrati è elevata e superiore al 67% anche per asteroidi di diametro compreso tra 50 e 150 km, cala intorno al 50% per oggetti con diametro tra 150 e 200 km e risale sino al 75% per quelli con diametro compreso tra 200 e 250 km. I 3 asteroidi di dimensione maggiore di 250 km non presentano evidenza di alterazione acquosa. I nostri dati, basati su un campione più esteso di quello

di Howell *et al.* (1996), non sembrano quindi indicare nessuna chiara correlazione tra l'alterazione acquosa ed il diametro degli asteroidi. Tuttavia bisogna tener conto del fatto che i dati sono soggetti ad un forte bias osservativo, e che nessun asteroide di dimensioni inferiori a 50 km fa parte del campione. Come già detto precedentemente, un campione il più numeroso possibile di asteroidi scuri è necessario per mettere in evidenza possibili relazioni tra il processo di alterazione acquosa ed il diametro e l'albedo degli asteroidi.

L'assorbimento maggiormente indicativo della presenza di alterazione acquosa in un asteroide è la banda a 3  $\mu\text{m}$  (Fig 5.25), associata alla presenza di acqua assorbita dai materiali o dello ione OH legato all'interno dei reticoli cristallini. Tale banda raggiunge profondità che variano dal 6% al 23% circa (Feierberg *et al.*, 1985) e risulta dalla combinazione di una caratteristica principale a 2.7  $\mu\text{m}$ , dovuta all'acqua legata, ovvero agli ioni OH che appartengono al reticolo cristallino, e di una più larga a 2.9  $\mu\text{m}$ , associata alle molecole di acqua libere<sup>2</sup>. Un'altra banda a 2.9  $\mu\text{m}$  si sovrappone alla caratteristica del ghiaccio d'acqua, centrata intorno a 3.1  $\mu\text{m}$ , ed all'assorbimento vibrazionale del C-H (Jones *et al.*, 1990).

Vilas (1994) ha trovato una forte correlazione tra la banda di assorbimento a 3  $\mu\text{m}$  osservata nella regione IR in molti asteroidi C e la caratteristica d'assorbimento a 0.7  $\mu\text{m}$  associata alla transizione per trasferimento di carica  $Fe^{2+} \rightarrow Fe^{3+}$  degli ossidi di ferro nei fillosilicati (Fig. 5.25).

Sulla base di un campione di 31 asteroidi osservati utilizzando sia la spettrofotometria nel visibile che la fotometria multicolore nell'infrarosso, Vilas *et al.* (1994) trovarono che nella maggior parte dei casi (circa l'84%) i due assorbimenti erano strettamente correlati, nel senso che negli spettri erano entrambi presenti oppure erano entrambi assenti (questo evidentemente nel caso di asteroidi non idrati).

Tale stretta correlazione tra tali 2 bande è stata confermata anche da altri autori (Jones *et al.*, 1990; Vilas & Sykes (1996); Howell *et al.*, 2001).

Effettuando la stessa analisi sul nostro campione di oggetti, abbiamo verificato che 29 degli oggetti da noi osservati dispongono in letteratura di dati infrarossi relativi alla regione 3  $\mu\text{m}$ . In tabella 5.16 abbiamo riportato tali oggetti con indicata l'identificazione o meno della banda a 0.7  $\mu\text{m}$  ed a 3  $\mu\text{m}$ . Dal momento che alcuni dati nell'infrarosso non hanno

---

<sup>2</sup>Per acqua libera si intende l'acqua che è stata assorbita da un minerale, ovvero l'acqua presente nelle porosità e sulle superfici dei grani del materiale, l'acqua stratificata e l'acqua presente nei sali idratati; per acqua legata si intende invece quella che fa parte della struttura del materiale, sotto forma di ione OH (Lebofsky, 1980).

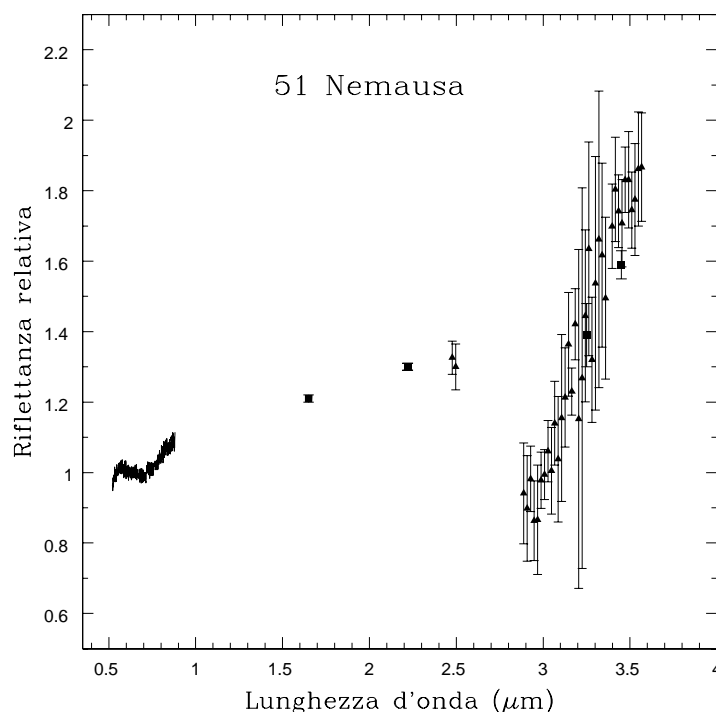


Figura 5.25: Esempio di correlazione tra la banda a  $0.7 \mu\text{m}$  e quella a  $3 \mu\text{m}$  nell'asteroide 51 Nemausa. I dati della regione visibile ( $0.5\text{-}0.9 \mu\text{m}$ ) provengono da Fornasier *et al.* (1999), quelli della regione infrarossa da Jones *et al.* (1990) ( $2.5\text{-}3.5 \mu\text{m}$ , triangoli con barre d'errore) e da Lebofsky *et al.* (1990) (4 punti quadrati a  $1.6$ ,  $2.2$ ,  $3.22$  e  $3.45 \mu\text{m}$ ).

abbastanza rapporto segnale/rumore per determinare univocamente lo stato di idratazione (tale incertezza è indicata con un punto interrogativo in tabella), o hanno interpretazioni contrastanti in letteratura, abbiamo scartato tali oggetti dall'analisi e considerato solamente i restanti 20 per i quali l'identificazione della banda a  $3 \mu\text{m}$  è certa. Si è quindi osservata una stretta correlazione tra le 2 bande per 18 oggetti, vale a dire la presenza di entrambe le bande oppure l'assenza di entrambe, e solamente due casi di divergenza (noi troviamo l'assorbimento a  $0.7 \mu\text{m}$  in 444 Gyptis e 449 Hamburga, mentre non è presente la banda nell'IR). Possiamo quindi confermare che l'osservazione della banda a  $3 \mu\text{m}$  negli asteroidi scuri è quasi sempre accompagnata dalla presenza nella regione visibile dell'assorbimento a  $0.7 \mu\text{m}$  dovuto a silicati idrati. Per quanto riguarda i 2 oggetti in cui si è osservata la banda nel visibile ma non nell'IR, una possibile spiegazione potrebbe essere legata alla storia evolutiva degli oggetti. Infatti processi di sublimazione, disidratazione

Tabella 5.16: Confronto tra la banda a  $0.7 \mu\text{m}$  da noi osservata e i dati intorno a  $3 \mu\text{m}$  presenti in letteratura ed ottenuti dai seguenti autori: (1) Lebofsky *et al.*, 1990; (2) Jones *et al.*, 1990; (3) Feierberg *et al.*, 1985; (4) Lebofsky, 1980; (5) Rivkin *et al.*, 1995; (6) Howell *et al.*, 2001 ; (7) Rivkin, 1997.

ASTEROIDE	Banda a $0.7 \mu\text{m}$	Banda a $3 \mu\text{m}$
10 Hygiea	No	Si <sup>1</sup> /No <sup>2</sup>
13 Egeria	Si	Si <sup>2,3,5</sup>
19 Fortuna	Si	Si <sup>5</sup>
24 Themis	Si	Si <sup>1</sup>
36 Atlante	Si	Si <sup>3</sup>
51 Nemausa	Si	Si <sup>1,2,4,5</sup>
65 Cybele	No	No <sup>1,3</sup>
70 Panopaea	Si	Si <sup>4,7</sup>
74 Galatea	No	No <sup>3?</sup>
130 Elektra	Si	Si <sup>2</sup>
148 Gallia	No	No <sup>2,6</sup>
185 Eunike	No	No <sup>7?</sup>
190 Ismene	No	No <sup>6</sup>
240 Vanadis	Si	Si <sup>7</sup>
304 Olga	No	No <sup>7</sup>
313 Chaldea	Si	Si <sup>2</sup>
386 Siegena	Si	Si <sup>3</sup>
409 Aspasia	No	No <sup>7?</sup> /Si <sup>2?</sup>
410 Chloris	Si	Si <sup>3</sup>
444 Gyptis	Si	No <sup>7</sup>
449 Hamburga	Si	No <sup>6</sup>
511 Davida	No	Si <sup>2,3</sup>
654 Zelinda	Si	Si <sup>5?</sup>
704 Interamnia	No	No <sup>2?</sup> /Si <sup>1?</sup>
748 Simeisa	No	No <sup>1</sup>
776 Berbericia	Si	Si <sup>3</sup>

o riscaldamento da impatto potrebbero aver rimosso dalla superficie degli oggetti l'acqua di idratazione, ovvero le molecole d'acqua libera assorbite dai materiali. La perdita dell'acqua di idratazione potrebbe spiegare l'assenza della banda a  $3 \mu\text{m}$  nei silicati idrati che presentano invece l'assorbimento a  $0.7 \mu\text{m}$ , associato a transizioni per trasferimento di carica del ferro ossidato.

Infine, la nostra analisi comprende un confronto tra gli asteroidi da noi osservati ed

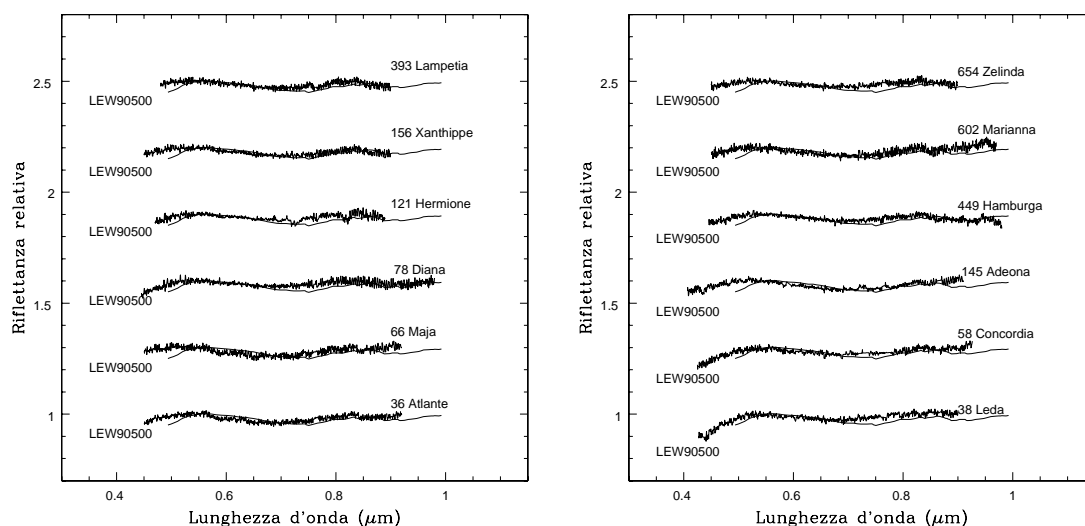


Figura 5.26: Alcuni esempi di corrispondenza tra lo spettro di asteroidi idrati e la condrite carbonacea di tipo CM2 LEW90500 (spettro proveniente da Vilas *et al.* (1994)).

alcune condriti carbonacee di tipo CM<sup>2</sup><sup>3</sup>. È infatti risaputo che le condriti CM2 sembrano avere negli asteroidi idrati i probabili asteroidi genitori. Infatti gli spettri di laboratorio di tali condriti manifestano una caratteristica di assorbimento a 0.7  $\mu\text{m}$  del tutto simile a quella degli asteroidi idrati, attribuita ad una transizione per trasferimento di carica del tipo  $\text{Fe}^{2+} \rightarrow \text{Fe}^{3+}$  del ferro ossidato nei fillosilicati. In realtà la banda osservata in tali meteoriti ha il minimo a 0.72  $\mu\text{m}$ , spostato di 0.02–0.03  $\mu\text{m}$  verso lunghezze d'onda maggiori rispetto a quella degli asteroidi. Vilas *et al.* (1994) associano tale spostamento nella posizione del minimo della banda a possibili variazioni di temperatura sulla superficie asteroidale.

In Fig. 5.26 presentiamo un confronto tra lo spettro visibile di alcuni asteroidi idrati osservati e la condrite di tipo CM2 LEW90500, che, tra quelle analizzate, meglio si avvicina all'andamento spettrale degli asteroidi. I risultati di tale confronto confermano che le condriti carbonacee di tipo CM2 potrebbero avere origine proprio dagli asteroidi primitivi della fascia principale sottoposti al processo di alterazione acquosa.

I risultati della survey sull'alterazione acquosa sono stati presentati al congresso Piazzi 2001 (Lazzarin *et al.*, 2001).

<sup>3</sup>Condriti con un elevato contenuto di carbonio, con matrice opaca a grana fine, costituite da aggregati, condriti e materiale idrato, per lo più fillosilicati.

### 5.4.2 Asteroidi di tipo E

Nell'ambito della campagna osservativa dedicata alla ricerca di prodotti dell'alterazione acquosa sono stati osservati anche 5 asteroidi di classe E, oggetti evoluti, composti da enstatite, forsterite e feldspati, e di albedo elevata. La ragione risiede nella scoperta di una banda assai peculiare intorno a  $0.5 \mu\text{m}$  in 3103 Eger, asteroide di classe E e di tipo *Near Earth*, osservato nel marzo 1999 col telescopio 1.5m di ESO. Nella successive notti di osservazione assegnateci al medesimo telescopio (novembre 1999), si decise quindi di investigare altri asteroidi di classe E al fine di indagarne la composizione superficiale e verificare la presenza o meno di questa banda assai peculiare.

Gli asteroidi di classe E osservati sono 5 (la classe consta di 14 membri), dei quali 3 hanno rivelato la presenza della suddetta banda. Si è quindi sviluppata una ricerca volta all'analisi degli asteroidi di tipo E osservati ed alla comprensione della natura di tale banda.

Gli asteroidi di classe E hanno in generale un comportamento spettrale abbastanza piatto o leggermente arrossato (Tholen, 1989), hanno l'albedo più elevata tra la popolazione asteroidale (circa 0.4-0.6), caratteristica questa che li distingue da altri oggetti spettralmente molto simili, quali gli asteroidi di tipo M e P, ma con albedo minore. Sono distribuiti soprattutto intorno a 1.9 UA, nella regione della famiglia Hungaria, ma i 2 asteroidi di maggiori dimensioni, 44 Nysa e 64 Angelina, si trovano a 2.48 e 2.68 UA rispettivamente. Tali asteroidi hanno composizione superficiale dominata da silicati privi o poveri di ferro quali l'enstatite, la forsterite o i feldspati, e sembrano essere simili agli spettri delle meteoriti aubriti (Gaffey *et al.*, 1989, 1992; Zellner *et al.*, 1977). Per tale ragione si pensa che gli asteroidi di tipo E possano essere la sorgente delle acondriti di enstatite: da considerazioni dinamiche sembra infatti che sia 44 Nysa che 434 Hungaria possano rappresentare delle sorgenti per tali meteoriti, e le loro proprietà polarimetriche sono consistenti con quelle determinate in laboratorio per l'aubrite Norton County (Zellner *et al.*, 1977). 3103 Eger, l'unico asteroide di tipo E sinora conosciuto tra la popolazione dei *Near Earth*, ha esso stesso uno spettro simile a quello delle aubriti (Gaffey *et al.*, 1992; Binzel, 1995).

In base alla classificazione di Bell (Bell *et al.*, 1989), gli asteroidi E sono corpi ignei probabilmente formati dalla cristallizzazione di materiali fusi. La loro mineralogia dominata da silicati poveri di ferro implica che essi derivino da corpi genitori riscaldati ad almeno  $1580^\circ\text{C}$  (punto di fusione dell'enstatite) per produrre l'enstatite (Keil, 1989). Sullo scenario di formazione degli E si è comunque aperto un dibattito presso la comunità scientifica in seguito alla scoperta nello spettro di alcuni di essi di un assorbimento a  $3 \mu\text{m}$  abitualmente

Tabella 5.17: Caratteristiche fisiche e condizioni osservative degli asteroidi di tipo E investigati: data di osservazione, magnitudine, airmass (airm.), semiasse maggiore (in UA), diametro (in km) ed albedo (da dati IRAS e da McFadden *et al.*, 1989) dell'asteroide, ed analogo solare (Anal. Sol.) utilizzato nella riduzione con relativa airmass.

Asteroide	Data	$m_v$	airm.	a (UA)	D (km)	Alb.	Anal. Sol. (airm)
64 Angelina	04/11/99	12.3	1.24	2.68	53.8	0.43	HD20630 (1.19)
317 Roxane	05/11/99	14.1	1.54	2.28	22.6	0.49	Hyades64 (1.47)
1251 Hedera	04/11/99	14.9	1.42	2.71	14.6	–	Hyades64 (1.45)
2035 Stearns	04/11/99	15.3	1.22	2.13	5.5	–	Hyades64 (1.43)
3103 Eger	16/03/99	18.2	1.39	1.40	3.2	0.63	HD6060 (1.16)

identificato in asteroidi idrati: se la banda a  $3 \mu\text{m}$  è realmente dovuta a minerali idrati, allora gli asteroidi di tipo E possono non essere tutti anidri e ignei come precedentemente si credeva (Rivkin *et al.*, 1995; Rivkin, 1997).

Nell'ambito di tale discussione abbiamo intrapreso uno studio spettroscopico nel visibile sugli asteroidi di tipo E. Gli oggetti sono stati osservati nel 1999, al telescopio 1.5m di ESO. Le caratteristiche dello strumento e la tecnica di riduzione dati sono già stati descritti nella sezione precedente. In tabella 5.17 riportiamo le condizioni osservative degli asteroidi di tipo E investigati, ed in Fig. 5.27 e 5.28 i relativi spettri ottenuti.

## Risultati

**64 Angelina:** lo spettro mostra una profonda banda di assorbimento centrata a  $4918.10 \pm 3.80 \text{ \AA}$  con una larghezza a metà altezza (FWHM) di  $497.78 \pm 11.28 \text{ \AA}$  ed una profondità di circa 8% rispetto al continuo (Fig. 5.27); ciò conferma le osservazioni di Burbine *et al.* (1998). Lo spettro ha un deciso aumento nella riflettanza tra  $5000 \text{ \AA}$  and  $5500 \text{ \AA}$ , un continuo arrossato e piatto tra  $5500 \text{ \AA}$  to  $7800 \text{ \AA}$  (pendenza  $5.39 \pm 0.03 \text{ \%}/10^3 \text{ \AA}$ ), ed un brusco calo in riflettività dopo i  $7800 \text{ \AA}$ . L'oggetto mostra anche una debole caratteristica di assorbimento a  $8200 \text{ \AA}$ , ma, vista la scarsa profondità associata al calo della riflettanza del rivelatore in tale regione ed alla presenza di una banda tellurica dell'acqua oltre gli  $8000 \text{ \AA}$ , sono necessarie ulteriori osservazioni per confermare tale caratteristica spettrale. Burbine *et al.* (1998) trova in Angelina anche un debole assorbimento a  $0.92 \mu\text{m}$ , mentre Rivkin (1997) identifica nello spettro infrarosso dell'asteroide una banda a  $3 \mu\text{m}$ .

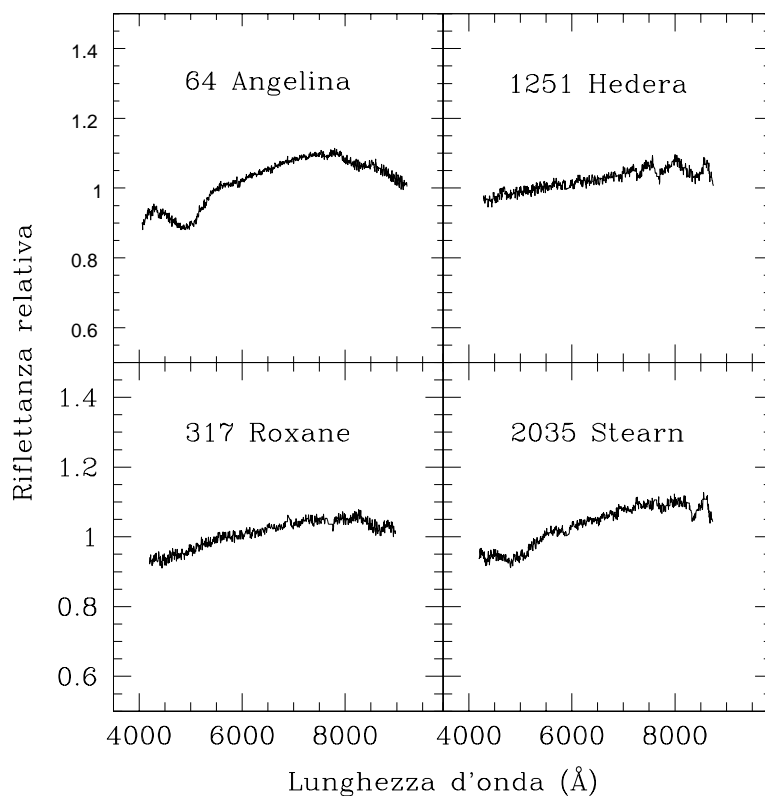


Figura 5.27: Spettri degli asteroidi di fascia principale di tipo E osservati: 64 Angelina, 317 Roxane, 1251 Hedera e 2035 Stearn.

**317 Roxane:** questo asteroide non presenta la banda a  $0.5 \mu\text{m}$ ; ha un continuo arrossato piatto fino a  $8000 \text{ \AA}$  (pendenza di  $2.83 \pm 0.03 \text{ \%}/10^3 \text{ \AA}$ ), ed una debole banda di assorbimento a  $8600 \text{ \AA}$  (Fig 5.27); come nel caso di Angelina, ulteriori osservazioni si rendono necessarie per confermare la presenza di tale assorbimento.

Rivkin (1997) ha trovato una banda a  $3 \mu\text{m}$  con profondità di  $29\% \pm 19\%$ , pertanto Roxane, con un semiasse maggiore pari a  $2.29 \text{ UA}$ , è l'asteroide più vicino al Sole sul quale sia stata identificata la banda a  $3 \mu\text{m}$  (Rivkin, 1997; Rivkin, comunicazioni personali).

**1251 Hedera:** tale oggetto presenta un continuo arrossato piatto sino a  $8000 \text{ \AA}$  (pendenza pari a  $2.58 \pm 0.02 \text{ \%}/10^3 \text{ \AA}$ ), e nessuna evidenza di bande di assorbimento (le caratteristiche a  $7300$ ,  $7600$  e  $8300 \text{ \AA}$  sono dovute a residui delle bande telluriche dell' $\text{O}_2$  e dell'acqua). Nessun altro dato è presente in letteratura su Hedera.

**2035 Stearn:** lo spettro presenta una banda d'assorbimento centrata a  $4904.84 \pm$



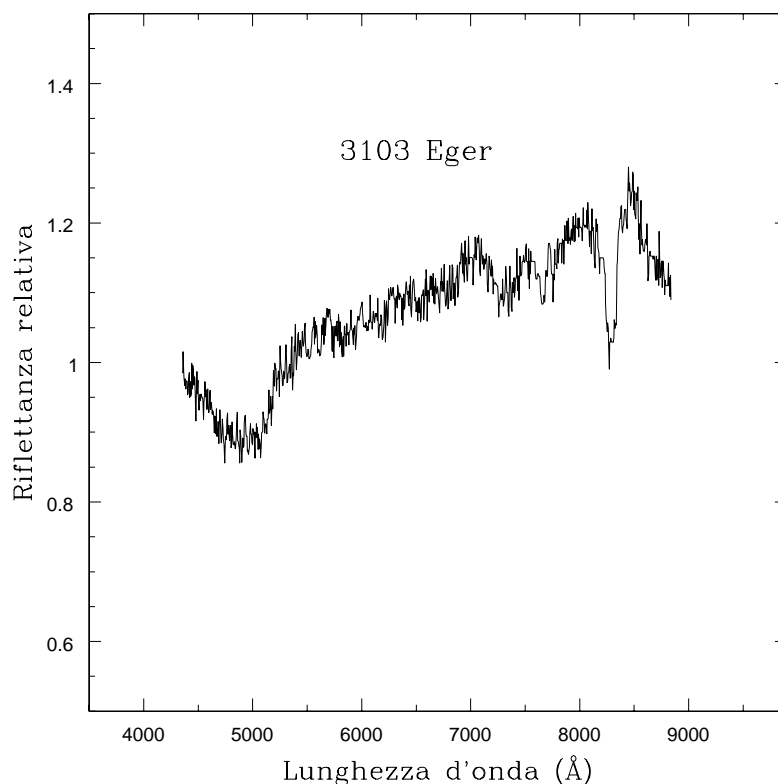


Figura 5.28: Spettro dell'asteroide Near Earth di classe E 3103 Eger.

6.04 Å con una FWHM di  $599.89 \pm 28.21$  Å ed una profondità di circa il 4% rispetto al continuo (Fig. 5.27); sembra essere presente anche una debole banda a  $4323.24 \pm 3.03$  Å con una FWHM di  $86.67 \pm 8.37$  Å; l'oggetto ha un continuo arrossato piatto tra 5500 Å e 8500 Å (pendenza pari a  $4.72 \pm 0.04$  %/10<sup>3</sup> Å) (la caratteristica a 8300 Å è dovuta ad un residuo della banda tellurica dell'acqua).

L'origine della banda osservata a 4300 Å non è facilmente identificabile: tale banda è stata associata a minerali pirossenici quali la pigeonite o l'augite (Hazen *et al.*, 1978) da Busarev (1998) su asteroidi di tipo M, alla jarosite da Vilas *et al.* (1993) sugli asteroidi a bassa albedo, e alla clorite ed alle serpentine ricche di magnesio da King e Clark (1989) sulle condriti di enstatite. Tuttavia tutti questi minerali presentano anche la banda a 3 μm che non è stata sinora identificata su 2035 Stearn (Rivkin, 1997; Rivkin, comunicazioni personali).

**3103 Eger:** è evidente nello spettro (Fig 5.28) la presenza di un profondo assorbimento

Tabella 5.18: Asteroidi di tipo E sinora osservati con relative bande di assorbimento identificate nella regione visibile ed infrarossa.

Asteroide	Bande nel visibile	Banda a 3 $\mu\text{m}$	Referenza
44 Nysa	no	si	Rivkin, 1997; Zellner <i>et al.</i> , 1985; Gaffey <i>et al.</i> , 1989
64 Angelina	0.5 $\mu\text{m}$ 0.92 $\mu\text{m}$	si	Fornasier & Lazzarin, 2001; Burbine <i>et al.</i> , 1998; Rivkin, 1997
214 Aschera	nessun dato disponibile	si	Rivkin, 1997
317 Roxane	no	si	Fornasier & Lazzarin, 2001; Rivkin, 1997
424 Hungaria	0.5 $\mu\text{m}$ 0.92 $\mu\text{m}$	nessun dato disponibile	Burbine <i>et al.</i> , 1998
620 Drakonia	nessun dato disponibile	no	Rivkin, 1997
1251 Hedera	no	nessun dato disponibile	Fornasier & Lazzarin, 2001
2035 Stearns	0.5 $\mu\text{m}$ 0.43 $\mu\text{m}$	no	Fornasier & Lazzarin, 2001; Rivkin, 1997
3103 Eger	0.5 $\mu\text{m}$ 0.92 $\mu\text{m}$	nessun dato disponibile	Fornasier & Lazzarin, 2001; Burbine <i>et al.</i> , 1998; Gaffey <i>et al.</i> , 1992

centrato a  $4934.51 \pm 5.35 \text{ \AA}$  con una FWHM of  $493.48 \pm 22.84 \text{ \AA}$  ed una profondità rispetto al continuo del 9% . Tale banda è stata precedentemente identificata anche da Burbine *et al.* (1998). Lo spettro presenta un continuo arrossato piatto tra 5400  $\text{ \AA}$  e 8400  $\text{ \AA}$  (pendenza pari a  $7.28 \pm 0.19 \text{ \%}/10^3 \text{ \AA}$ ) e delle caratteristiche spurie a 7200  $\text{ \AA}$ , 7600  $\text{ \AA}$  e 8300  $\text{ \AA}$  dovute ad una non completa rimozione delle bande di assorbimento telluriche. Nessuna caratteristica di assorbimento è stata identificata nello spettro infrarosso di Eger da Gaffey *et al.* (1992), mentre Burbine *et al.* (1998) trovano un debole assorbimento intorno a 0.92  $\mu\text{m}$ .

In tabella 5.18 si riportano gli asteroidi E sinora investigati e le bande identificate nella regione visibile ed infrarossa.

### Discussione

Tre dei 5 asteroidi di tipo E osservati (64 Angelina, 2035 Stearn, 3103 Eger) rivelano la presenza di una banda a  $0.5 \mu\text{m}$  assai peculiare e la cui origine non è chiara. Burbine *et al.* (1998) propongono la troilite (FeS) come possibile sorgente di tale assorbimento, dal momento che il suo andamento spettrale nel visibile e vicino infrarosso è consistente con quello osservato negli E.

La troilite presenta infatti una banda di assorbimento intorno a  $0.47 \mu\text{m}$  simile a quella osservata negli asteroidi E ed una debole caratteristica a  $0.9 \mu\text{m}$  associata ad una transizione del  $\text{Fe}^{2+}$  (Cloutis & Burbine, 1999), mentre nell'infrarosso presenta una banda a  $3.1 \mu\text{m}$  (Burbine *et al.*, 1998; Cloutis & Burbine, 1999; Vaughan & Craig, 1978; Cloutis & Gaffey, 1993, 1994), caratteristica osservata anche negli asteroidi E (Rivkin *et al.*, 1995; Rivkin 1997). Inoltre, la troilite è un noto costituente delle aubriti, le meteoriti che sembrano avere proprio negli asteroidi E i corpi genitori (Olsen *et al.*, 1977, Watters & Prinz, 1979; Keil *et al.*, 1989; Cloutis & Gaffey, 1993, 1994).

La banda a  $3 \mu\text{m}$  è stata osservata anche nelle aubriti (Salisbury *et al.*, 1991), mentre la banda a  $0.5 \mu\text{m}$  è stata sinora identificata solo in campioni di troilite sintetica e non in quelli di troilite meteoritica.

L'identificazione dell'origine delle suddette bande non è quindi banale, e la stessa troilite ha un comportamento spettrale variabile, non tutti i campioni studiati presentano le bande a  $0.5$  e  $3 \mu\text{m}$  e, se presenti, la loro posizione può variare, probabilmente a causa di cambiamenti nella struttura cristallina del minerale.

Un altro problema è il fatto che la troilite è un elemento scuro, non facilmente compatibile con l'albedo elevata degli asteroidi E. Tuttavia inclusioni scure sono state trovate in diverse aubriti (Lipschutz *et al.*, 1988; Keil *et al.*, 1989), suggerendo che anche gli asteroidi di tipo E potrebbero contenere tali inclusioni.

Dal confronto effettuato tra gli spettri degli asteroidi E osservati e gli spettri di differenti minerali presenti in letteratura, abbiamo trovato che la troilite è al momento la più probabile sorgente delle bande osservate a  $0.5$  e  $0.92 \mu\text{m}$  e probabilmente anche della banda a  $3 \mu\text{m}$ . In particolare, campioni di troilite esposti all'aria e riscaldati ripetutamente presentano ancora la banda a  $3 \mu\text{m}$ , suggerendo che tale assorbimento potrebbe essere dovuto a transizioni elettroniche del  $\text{Fe}^{2+}$  (Vaughan & Craig, 1978; Cloutis & Burbine, 1999).

Tale interpretazione è consistente con la definizione degli asteroidi E quali oggetti ignei che hanno sperimentato temperature molto elevate durante la loro storia evolutiva. Tut-

tavia alcuni autori attribuiscono l'origine della banda infrarossa a  $3 \mu\text{m}$  alla presenza di materiali idrati sulle superfici degli E (Rivkin *et al.*, 1995; Rivkin, 1997; Britt *et al.*, 1994), anche se tali materiali sembrano non essere stabili a temperature maggiori di  $500^\circ\text{K}$  e non ci si aspetta che siano presenti in oggetti ignei quali gli asteroidi E (Jones *et al.*, 1990).

Bisogna comunque considerare il fatto che l'acqua è un materiale altamente assorbente nella regione intorno a  $3 \mu\text{m}$  e che piccole quantità di materiali alterati o di inclusioni fluide all'interno di minerali anidri potrebbero dar luogo ad intensi assorbimenti: Roush *et al.* (1987) per esempio osservano intense bande a  $3 \mu\text{m}$  negli spettri di minerali apparentemente non alterati.

Se l'origine della banda a  $3 \mu\text{m}$  fosse effettivamente dovuta a materiali idrati, questo implicherebbe che gli asteroidi di tipo E non sono ignei oppure che corpi ignei, dopo la fusione e la formazione, avrebbero successivamente sperimentato un qualche processo di alterazione acquosa. In letteratura si trovano le seguenti spiegazioni sulla possibile presenza di materiali idrati ed ossidati sugli asteroidi E:

- Rivkin *et al.* (1995) e Busarev & Krugly (1995) suggeriscono che gli asteroidi idrati ad elevata albedo potrebbero essere composti da materiali differenti quali minerali anidri ad elevata albedo e materiali idrati a bassa albedo aventi differenti origini, probabilmente come risultato di impatti collisionali a bassa velocità. Tali eventi potrebbero essere accaduti durante la crescita del pianeta Giove, quando grossi planetesimi ghiacciati potrebbero essere stati eiettati verso il Sistema Solare interno collidendo con gli asteroidi della fascia principale, lasciando quindi sulla loro superficie dei materiali idrati o permettendo in qualche modo l'idratazione dei materiali ignei presenti. Un tale tipo di coesistenza è stato per esempio trovato nella meteorite Kaidun (breccia), che presenta differenti minerali meteoritici mischiati a materiali idrati (Ivanov 1989, 1992; Zolensky *et al.*, 1994).
- Rivkin *et al.* (1995) hanno inoltre suggerito che la banda a  $3 \mu\text{m}$  sugli E potrebbe essere associata alla presenza di vene di materiali idrati ad elevata albedo, quali quelle trovate in alcune condriti CI (Zolensky *et al.*, 1988). Tali venature minerali potrebbero aver raggiunto la superficie degli asteroidi durante la loro formazione e spiegherebbero sia l'elevata albedo osservata che la presenza di bande d'idratazione.
- Vilas (1994) ha proposto che gli asteroidi ad elevata albedo che presentano la banda a  $3 \mu\text{m}$  potrebbero rappresentare uno stadio evolutivo avanzato del processo di alterazione acquosa, quando il ferro viene lisciviato dagli ossidi di ferro e racchiuso in grani di magnetite, diminuendo l'efficienza degli agenti oscuranti (ossidi di ferro) ed aumentando l'albedo.

Quindi la superficie di tali oggetti, secondo tale interpretazione, potrebbe consistere in fillosilicati depauperati in ferro, materiali opachi e solfati di ferro.

In conclusione l'esatta origine delle bande a 0.5, 0.92 e 3  $\mu\text{m}$  osservate in alcuni asteroidi di tipo E non è ancora stata trovata. Al momento la troilite sembra essere un probabile candidato delle bande osservate, ma non possono essere escluse differenti spiegazioni. Per capire l'origine di tali bande sono necessarie ulteriori osservazioni e soprattutto spettri di laboratorio di un campione più esteso di meteoriti e composti minerali.

Maggiori dettagli si trovano in Fornasier & Lazzarin, 2001.



# Conclusioni

Il lavoro di tesi si è articolato in due parti complementari: una prima parte mi ha portato ad approfondire la conoscenza della missione spaziale Rosetta ed in particolar modo della Wide Angle Camera del sistema di *imaging* OSIRIS della sonda, camera realizzata dal Centro di Scienze ed Attività Spaziali (CISAS) dell'Università di Padova, e sulla quale ho lavorato nella realizzazione del sistema di *baffling* e nello studio delle proprietà ottiche dei materiali impiegati, nonché sull'attività di calibrazione finale dello strumento; la seconda parte del lavoro è stata dedicata all'osservazione, riduzione ed analisi dati di corpi minori del Sistema Solare ed è stata finalizzato alla miglior comprensione dei candidati della missione Rosetta, tramite studio dedicato degli asteroidi della missione (4979 Otawara in particolare) ed analisi più generale di corpi minori localizzati a diverse distanze eliocentriche, dagli asteroidi di fascia principale sino a centauro e transnettuniani.

Nella prima parte della tesi ho fornito un'ampia introduzione sulla missione Rosetta e sulle sue caratteristiche principali: fasi della missione, struttura, strumentazione a bordo, effetti dell'ambiente spaziale, finalità. Rosetta è la missione *cornerstone* dell'ESA dedicata allo studio dei corpi minori del Sistema Solare. Verrà lanciata il 13 gennaio 2003 ed ha come target primario la cometa 46 P/Wirtanen, una cometa a corto periodo della famiglia di Giove. L'orbita di avvicinamento alla cometa prevede inoltre due fly-by con gli asteroidi Otawara e Siwa (luglio 2006 e luglio 2008 rispettivamente).

Essa permetterà di investigare e studiare il materiale primordiale costituente comete ed asteroidi e di risalire ai processi chimici e fisici che hanno interessato le fasi primordiali di formazione del Sistema Solare.

In particolar modo la sonda seguirà la cometa 46P/Wirtanen durante un arco considerevole della sua orbita, da 4.5 UA, quando la cometa è praticamente inattiva, sino al suo perielio, fornendo pertanto uno studio unico ed importantissimo sull'evoluzione del nucleo e della chioma cometaria con l'approssimarsi al Sole.

Ho descritto quindi il lavoro teorico e sperimentale eseguito dal gruppo di ricerca OSIRIS-WAC nel progettare, realizzare e calibrare la Wide Angle Camera del sistema di imaging OSIRIS della sonda.

In questo ambito il mio contributo è stato rivolto prevalentemente allo studio del sistema di *baffling* della camera, il sistema di elementi dedicato all'abbattimento della luce spuria all'interno della camera, ed alla caratterizzazione ottica dei materiali impiegati. Infatti la camera WAC ha come obiettivo primario lo studio delle deboli emissioni di gas e polvere della chioma cometaria. Per realizzare tale obiettivo è necessaria un'elevata capacità di contrasto della camera, realizzata tramite un disegno ottico innovativo, ottimizzato per il rilevamento di sorgenti deboli e per la soppressione della luce diffusa generata dentro e fuori il campo di vista.

Il sistema di *baffling* è pertanto assai complesso sulla base delle finalità e dei vincoli termomeccanici, ottici e costruttivi emersi durante la progettazione dello strumento.

In fase di progettazione del sistema di *baffling* ho effettuato numerose simulazioni al calcolatore con un opportuno software di *ray-tracing* volte a verificare la qualità del sistema e le sue prestazioni. Le simulazioni hanno quindi permesso di verificare l'efficienza del sistema stesso e di implementarlo con modifiche e perfezionamenti. Esse hanno infine dimostrato che la configurazione finale del *baffling* soddisfa pienamente i requisiti sull'abbattimento della luce spuria generata sia all'interno che all'esterno del campo di vista e quindi che la camera WAC ha la necessaria capacità di contrasto per rilevare le deboli emissioni del gas e della polvere della chioma cometaria.

Nella camera WAC grande cura è stata posta nella scelta dei materiali impiegati, visto anche il lungo tempo di vita della missione Rosetta. Oltre ai vincoli termici e meccanici, i materiali impiegati nel sistema di *baffling* devono avere delle proprietà ottiche caratterizzate da bassa riflettività, elevata assorbività e diffusività. In tale contesto ho effettuato un'accurata analisi in laboratorio di campioni di materiali impiegati all'interno della camera al fine di verificarne le proprietà ottiche. Le misure eseguite sono state effettuate con differenti strumenti (spettrofotometro, sfera integratrice, goniofotometro e glossimetro) per una completa caratterizzazione ottica delle superfici analizzate. I risultati hanno permesso di scegliere dei materiali diffondenti e con la massima assorbività da impiegare nella WAC.

La prima parte della ricerca sviluppata durante la tesi si conclude con un capitolo dedicato alle calibrazioni scientifiche della WAC ottenute presso il MPAE, in Germania. Ho



partecipato infatti alla fase di preparazione del set-up per le calibrazioni ed alle misure spettrali, geometriche, ottiche e radiometriche effettuate sul modello di volo della camera WAC. Questa esperienza è stata molto importante in quanto mi ha permesso di conoscere in dettaglio le caratteristiche della camera ed i problemi relativi alla calibrazione di dati scientifici provenienti da uno strumento spaziale, e risulterà fondamentale per il futuro quando si dovranno trattare le immagini scientifiche della camera.

Nella seconda parte della tesi, dopo una descrizione delle principali caratteristiche dei corpi minori del Sistema Solare, ho trattato i risultati derivati da nuove osservazioni di asteroidi, centauro e transnettunani.

Il risultato più importante e rappresentativo di tale lavoro è la campagna di osservazione spettrofotometrica 2001-2002 dedicata a 4979 Otawara, target della missione Rosetta. Tale indagine ha permesso di determinare per la prima volta ed in modo univoco che l'asteroide è di classe tassonomica S, più precisamente di tipo S(IV) seguendo la classificazione di Gaffey *et al.* (1993). La nuova curva di luce ottenuta ha permesso di confermare la veloce rotazione dell'asteroide ( $P_{syn} = 2.707$ ) già determinata da altri autori, nonché una prima stima dello vettore di spin dell'asteroide, che sembra avere un moto retrogrado, sebbene siano necessarie ulteriori osservazioni per implementare lo stato rotazionale e la forma di Otawara.

Il fatto che l'asteroide sia di tipo S(IV) è particolarmente importante in quanto tale tipo di oggetti è caratterizzato da una composizione simile a quella delle condriti ordinarie. Si sono pertanto analizzate possibili relazioni tra Otawara e tale tipo di meteoriti. L'arrossamento spettrale osservato in Otawara rispetto alle condriti ordinarie è tipico degli oggetti di tipo S e potrebbe essere spiegato con effetti associati allo *space weathering*, tanto più che tale arrossamento viene ben corretto con un modello di *de-reddening* contenente lo 0.05% di ferro nano-fase in superficie, prodotto questo derivante dall'azione dello *space weathering* sulle superfici di corpi privi di atmosfera quali gli asteroidi.

140 Siwa, l'altro candidato asteroidale della missione, è stato osservato nell'ambito di una campagna destinata allo studio ed alla ricerca di prodotti di alterazione acquosa in asteroidi primitivi di fascia principale. Lo spettro da noi ottenuto è in accordo con quelli già pubblicati in letteratura, è tipico della classe tassonomica C e privo di caratteristiche di assorbimento associabili al processo di alterazione acquosa.

Oltre all'indagine sui candidati asteroidali della missione, nella tesi ho presentato i risultati di osservazioni spettroscopiche e fotometriche di diversi tipi di corpi minori, dagli asteroidi

di fascia principale sino ai centauri e transnettuniani. Lo scopo di tale indagine è lo studio della mineralogia e della composizione superficiale di diverse tipologie di corpi minori, l'analisi di alcuni processi primordiali quali l'alterazione acquosa e le sue relazioni con le diverse classi tassonomiche asteroidali, la ricerca di possibili relazioni e legami dinamici tra i corpi minori del Sistema Solare esterno e l'indagine di quest'ultimi volta ad una migliore comprensione dei nuclei cometari.

L'attività di ricerca ha visto quindi sia un lavoro di simulazione al calcolatore e di misure in laboratorio della camera WAC e dei materiali in essa impiegati, durante le differenti fasi e tipologie di calibrazione, sia un lavoro di osservazione al telescopio, di acquisizione e riduzione dati e di analisi ed interpretazione degli stessi. Queste attività, apparentemente differenti, sono invece complementari in quanto mi hanno permesso di apprendere una metodologia di acquisizione ed interpretazione dei dati scientifici e di sviluppare delle procedure di riduzione ed interpretazione degli stessi applicabile sia in misure dirette di campioni di materiali in laboratorio che nell'osservazione di corpi celesti. Per esempio le misure in laboratorio destinate alla caratterizzazione ottica dei materiali impiegati nella WAC mi hanno permesso di approfondire l'analisi delle proprietà di riflettanza (integrata, speculare, bidirezionale) delle superfici e mi hanno fornito degli strumenti di indagine utili per una migliore comprensione delle superfici asteroidali.

Inoltre, nello studio dei corpi minori del Sistema Solare, ho avuto modo di apprendere ed approfondire le tecniche fotometriche, e di sviluppare procedure di riduzione e metodologie che risulteranno importanti nell'affrontare il trattamento dei dati fotometrici provenienti dalla WAC.

Infine, l'aver partecipato direttamente alle calibrazioni della camera svolte al Max Planck Institut Fur Aeronomie (MPAE) mi ha permesso di comprendere meglio le qualità dello strumento, di capire le problematiche e le fasi di calibrazione necessarie per ottenere il miglior risultato possibile dalle immagini scientifiche che la WAC fornirà una volta in orbita.

# Appendice A

## Procedure di riduzione dati

Al fine di determinare il segnale di una immagine scientifica, è necessario effettuare una serie di immagini di calibrazione che permettano di correggere gli effetti strumentali ed atmosferici non intrinseci alla sorgente. Una tipica sessione di osservazione comprende, oltre all'immagine-spettro di un target astronomico, l'acquisizione di immagini di bias, dark, flat field che, opportunamente mediati e trattati, consentono di rimuovere gli effetti strumentali del rivelatore (non linearità, corrente di dark, rumore di lettura, variazioni pixel per pixel). In alcuni casi, per ovviare a possibili distorsioni del sistema (introdotte dall'uso di elementi disperdenti in spettroscopia, o usando dei fototubi), si rende necessaria una correzione geometrica, eseguibile osservando una griglia di riferimento e applicando una trasformazione di coordinate tra le coordinate intrinseche dei punti della griglia e quelle osservate sul detector. Nel corso della notte vengono inoltre presi degli spettri di calibrazione in lunghezza d'onda che permettono, in spettroscopia, la conversione delle misure in lunghezze d'onda, e immagini-spettri di stelle standard spettro-fotometriche per la conversione dei conteggi analogico digitali in unità fotometriche.

### A.1 Riduzione dati in spettroscopia

Lo scopo della riduzione dei dati è quello di rimuovere dallo spettro tutti quegli effetti strumentali ed atmosferici che non sono intrinseci all'oggetto e risalire quindi alle informazioni fisiche dell'asteroide.

La procedura di riduzione, che può essere effettuata utilizzando programmi di riduzione ed analisi dati quali MIDAS, IDL o IRAF, si sviluppa nel seguente modo:

calcolo di un bias medio come media dei bias acquisiti, al fine di ridurre gli errori; sottra-

zione del bias medio e del dark dagli spettri degli oggetti e dai flat-field; divisione per il flat-field mediato e normalizzato; rimozione dei raggi cosmici; trasformazione degli spettri bidimensionali in monodimensionali; sottrazione del fondo cielo; calibrazione in lunghezza d'onda; correzione per estinzione atmosferica; divisione dello spettro dell'asteroide per quello dell'analogo solare, ottenendo così la riflettanza spettrale dell'asteroide.

Vediamo ora in dettaglio le varie fasi di riduzione.

### A.1.1 Sottrazione del bias

La prima operazione consiste nella sottrazione da tutti gli spettri del bias, ovvero del segnale registrato dal rivelatore in assenza di esposizione alla luce, cioè ad otturatore chiuso: in tal modo si elimina dalle immagini la carica dovuta all'elettronica, ovvero ne si determina il punto zero.

Generalmente i bias sono abbastanza stabili nel tempo, quindi il bias sottratto è una semplice media non pesata di un numero elevato di bias ottenuti nel corso di ciascuna notte.

### A.1.2 Sottrazione del dark

Il dark è un'immagine effettuata ad otturatore chiuso per lunghi tempi di esposizioni, comparabili a quelli delle immagini scientifiche. Il dark dà il rumore termico associato a emissioni di *background* e luminescenza del rivelatore. Lo si corregge semplicemente sottraendo all'immagine scientifica un dark ottenuto con tempo di esposizione simile. In genere, tuttavia, nei CCD raffreddati ad azoto liquido, ovvero a  $T \leq -100$  °C, la corrente di dark è trascurabile, essendo dell'ordine di 1 elettrone per ora per pixel.

### A.1.3 Correzione per flat-field

Tale correzione consiste nella divisione di tutti gli spettri per il flat-field, al fine di eliminare eventuali disuniformità del rivelatore associate sia a variazioni pixel per pixel nella sensibilità del rivelatore che a variazioni su grande scala della risposta lungo la direzione spaziale. Il flat-field è una immagine che si ricava da un'esposizione del CCD ad una sorgente luminosa il più uniforme possibile. Si può ottenere nei seguenti modi:

- Illuminando l'interno della cupola chiusa con una lampada ad incandescenza e puntando il telescopio su una zona sufficientemente illuminata; questo è il metodo generalmente utilizzato in spettroscopia.

- Con brevi esposizioni del cielo al tramonto o all'alba, quando esso è uniformemente illuminato da una debole luce solare (metodo generalmente usato in fotometria).

I flat-field vengono innanzitutto normalizzati dividendo per il tempo di esposizione, poi vengono mediati ottenendo così un flat-field medio; di quest'ultimo si fa poi una somma nella direzione spaziale, ovvero una media di tutte le righe del *frame*, ottenendo una immagine monodimensionale; poi si espande tale immagine monodimensionale nuovamente lungo la direzione spaziale sino ad ottenere un'immagine avente le dimensioni del CCD; infine si divide il flat-field medio di partenza per quello appena costruito, ottenendo così il flat-field medio normalizzato con il quale vengono poi divisi gli spettri degli asteroidi e delle stelle.

#### A.1.4 Sottrazione dei raggi cosmici

I raggi cosmici che colpiscono il CCD, in numero tanto maggiore quanto più elevato è il tempo di esposizione dell'oggetto, si manifestano con dei picchi di intensità nello spettro che interessano una zona di 1-2 pixel. Per rimuoverli si considera una finestra rettangolare attorno al raggio cosmico, calcolandone il valore mediano e lo scarto ( $\sigma$ ) dei punti entro tale finestra, sostituendo il valore del pixel colpito dal raggio cosmico con quello della mediana (qualora il valore del pixel differisca di più di  $3\sigma$  dal valore della mediana).

#### A.1.5 Sottrazione del fondo cielo e trasformazione degli spettri bidimensionali in monodimensionali

Gli spettri bidimensionali sono resi monodimensionali tramite una procedura che integra lo spettro lungo la direzione spaziale, facendo una somma delle righe che raccolgono il segnale dell'oggetto (stella o asteroide). Successivamente, viene sottratto dagli spettri il fondo cielo, misurato facendo la media di due fasce di cielo sotto e sopra lo spettro dell'oggetto, ciascuna presa con la stessa estensione spaziale dell'oggetto.

Le caratteristiche principali del cielo nel visibile sono le righe a  $\lambda = 5577 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6300 \text{ \AA}$ , le bande di assorbimento del  $O_2B$  a  $6882 \text{ \AA}$ , del  $O_2A$  a  $7619 \text{ \AA}$ , e dell'acqua a  $7300 \text{ \AA}$  e  $8200 \text{ \AA}$ . A queste bisogna aggiungere le righe dell'illuminazione artificiale dovute alle lampade al mercurio ed al sodio.

In genere le caratteristiche del cielo vengono rimosse dagli spettri con buoni risultati. Tuttavia, in alcuni casi, una non perfetta eliminazione di queste può lasciare sugli spettri delle caratteristiche spurie, che comunque sono facilmente identificabili.

### A.1.6 Calibrazione delle lunghezze d'onda

Ogni notte vengono registrati degli spettri di confronto, usando una lampada di calibrazione, per esempio al Fe-Ar, per ciascuna posizione del telescopio. La lampada genera delle righe di emissione di cui è a disposizione una tabella con le corrispondenti lunghezze d'onda ricavate in laboratorio.

Per la calibrazione in lunghezza d'onda si utilizza una procedura che, una volta identificate manualmente alcune righe di posizione nota sullo spettro di confronto, effettua una interpolazione polinomiale tra la posizione in pixel dei massimi delle righe identificate e le lunghezze d'onda associate in tabella, permettendo di passare dallo spettro in pixel a quello in angstrom.

### A.1.7 Correzione per estinzione atmosferica

Una volta calibrati tutti gli spettri in lunghezza d'onda, la correzione per estinzione atmosferica (che dipende dalla latitudine e dall'altitudine del sito, dalle condizioni atmosferiche durante le osservazioni e dalla distanza zenitale) viene effettuata utilizzando i valori della massa d'aria dell'oggetto e quelli dell'estinzione atmosferica del sito in funzione della lunghezza d'onda. La correzione riconduce gli spettri a massa d'aria unitaria, come se fossero stati ottenuti osservando allo zenith, dove è minima l'estinzione atmosferica.

### A.1.8 Calcolo della riflettività spettrale

L'ultimo passo della procedura di riduzione consiste nella divisione dello spettro dell'asteroide per quello dell'analogo solare, al fine di ottenere la riflettività spettrale dell'asteroide. Prima di effettuare tale operazione, tutti gli spettri degli oggetti (stelle ed asteroidi) vengono normalizzati ad una lunghezza d'onda comune, in genere a  $\lambda = 5500 \text{ \AA}$  nella regione visibile.

Gli spettri finali degli asteroidi, ottenuti dalla divisione per l'analogo solare, possono mostrare delle caratteristiche spurie, soprattutto in corrispondenza dei bordi delle bande telluriche. Ciò può essere dovuto a piccoli disallineamenti tra gli spettri coinvolti nella divisione a causa degli errori nella calibrazione in lunghezza d'onda (i residui sono in genere di circa  $\pm 3 \text{ \AA}$ ), comportando una non corretta sottrazione dei profili delle bande telluriche ed evidenziando il rumore.

Per ovviare a questo effetto, prima della divisione per l'analogo solare si è corretto l'eventuale spostamento tra i due spettri tramite una opportuna procedura; poi lo spettro

dell'analogo solare è stato traslato del valore calcolato sino a sovrapporsi allo spettro dell'asteroide e solo successivamente si è proceduto alla divisione suddetta.

Tale procedura minimizza l'effetto del disallineamento ma non lo corregge totalmente, sicché, dopo la divisione per l'analogo solare, nello spettro di riflettività dell'asteroide possono comparire alcune false caratteristiche residue, derivanti dalla non corretta divisione di alcune righe solari (ad esempio la  $H_\alpha$  a  $\lambda = 6563 \text{ \AA}$ ) o degli assorbimenti atmosferici a circa 7600 e 6800  $\text{\AA}$  (banda A e B del  $O_2$ ) ed a 7300 e 8200  $\text{\AA}$  (bande telluriche dell'acqua). Nel corso della notte vengono acquisiti molteplici spettri di analoghi solari ed anche spettri dello stesso analogo in tempi diversi, al fine di confrontare e confermare la ripetibilità dei dati acquisiti.

Infine, tutti gli spettri di riflettività degli asteroidi sono stati filtrati con una tecnica di filtro mediano al fine di ridurre gli effetti del rumore e le caratteristiche spurie derivanti dalla divisione per l'analogo solare.

## A.2 Riduzione dati in fotometria

La riduzione dati in fotometria comporta la rimozione degli effetti spuri e del rumore elettronico e termico associato al rivelatore, l'integrazione del flusso della sorgente cui viene sottratto il contributo del fondo cielo e la calibrazione assoluta della sorgente tramite osservazione di stelle standard fotometriche per la conversione del flusso da unità analogico digitali (ADU) ad unità radiometriche.

La prima parte della riduzione prevede la correzione per bias e dark e la divisione per il flat field normalizzato, al fine di correggere gli effetti del rivelatore; tale procedura è identica a quella adottata in spettroscopia e descritta nel paragrafo precedente.

Si lavora quindi sull'immagine pulita dagli effetti strumentali integrando il segnale dell'oggetto su un circolo abbastanza esteso da contenerne tutto il flusso (in genere di raggio pari a circa 3 volte il seeing) e sottraendovi il contributo in flusso del fondo cielo (calcolato su un anello di dimensione 5-10 px localizzato una decina di pixel esternamente al circolo di integrazione dell'asteroide.). La stessa procedura viene effettuata per le stelle standard fotometriche, di cui viene calcolata la magnitudine strumentale.

### A.2.1 Calibrazione delle magnitudini strumentali

Una volta che per una data stella sia stata ottenuta una magnitudine strumentale, questa deve essere calibrata. Per fare questo è necessario che durante le osservazioni si siano acquisite delle immagini di stelle standard a differenti airmass e per ogni filtro utilizzato.

Le magnitudini strumentali vengono corrette per l'estinzione e per il tempo di posa come segue:

$$m' = m + 2.5 \log t - K \cdot \text{airm} \quad (\text{A.1})$$

ove

$m'$  è la mag corretta allo zenit e per un secondo di posa;

$m$  è la magnitudine strumentale:  $m = -2.5 \log N$ , con  $N$  = numero di conteggi;

$t$  è il tempo di posa, in secondi;

$K$  indica i coefficienti di assorbimento tipici per il sito di osservazione (per esempio per l'ESO sono:  $K_U=0.46$   $K_B=0.27$   $K_V=0.12$   $K_R=0.09$   $K_I=0.02$ ; per Asiago sono:  $K_U=0.58$   $K_B=0.29$ )

$\text{airm}$  indica l'*airmass*, definita come l'inverso del coseno della distanza zenitale.

A questo punto, si determinano per ogni banda le equazioni:

$$M = m' + a(B - V) + b \quad (\text{A.2})$$

$a$  = termine di colore;  $b$  = termine costante (punto zero).

I termini di colore ed il punto zero si risolvono tramite un sistema di equazioni lineari per i vari filtri, utilizzando le stelle standard di cui è nota sia la magnitudine strumentale, derivata dalle osservazioni, sia la magnitudine fuori atmosfera, derivata dai cataloghi. Noti  $a$  e  $b$  per ogni filtro, è quindi possibile calcolare la magnitudine degli oggetti osservati.



# Bibliografia

- Adams J. B. & McCord T. B., 1971. *Proc. 2nd Lunar Sci. Conf.*, **2183**.
- Alvarez, L. W., Alvarez, W., Asaro, F., Michel, H. V., 1980. *Science*, **208**, 1095.
- A'Hearn, M. F., Millis, R. L., Schleicher, D. G., Osip, D. J., Birch, P. V., 1995. *Icarus*, **118**, 223.
- Appourchaux, T. P., 1993. *SPIE proceedings*, **2018**, 80.
- Asher, D. J., Clube, S. V. M., Napier, W. M., Steel, D. I., 1994. *Vistas in Astronomy*, **38**, 1.
- Barbieri, C., Casotto, S., Cremonese, G., *et al.*, 1999. RO-RIS-UPD-SP-001, documentazione OSIRIS.
- Barbieri, C., Fornasier, S., Verani, *et al.*, 2002. Conferenza SAIT, Padova, aprile 2002.
- Barucci, M. A., Capria, M. T., Coradini, A., Fulchignoni, M., 1987. *Icarus*, **72**, 304-324.
- Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Fulchignoni, M., Lazzarin, M., Florczak, M., Angeli, C., Lazzaro, D., 1997. *Bull. American Astron. Soc.*, **29**, 715.
- Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Fulchignoni, M., Florczak, M., Lazzarin, M., Angeli, C., 1998. *Plan. and Space Science*, **46**, 75.
- Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Tholen, D., Fulchignoni, M., Lazzarin, M. 1999. *Icarus*, **142**, 476.
- Barucci, M. A., Lazzarin, M., Tozzi, G. P., 1999b. *Astron. J.*, **117**, 1929.
- Barucci, M. A., Romon, J., Doressoundiram, A., Tholen, D., 2000. *Astron. J.*, **120**, 496.

- Barucci, M. A., Cruikshank, D. P., Mottola, S., Lazzarin, M., 2002a. In Asteroids III, W. Bottke, A. Cellino, P. Paolicchi e R. Binzel eds, in stampa.
- Barucci, M. A., Boehnhardt, H., Dotto, E., Doressoundiram, A., Romon, J., Lazzarin, M., Fornasier, S., DeBerg, C., Tozzi, G. P., DelSanti, A., Hainuat, O., Barrera, L., Birke, K., Meech, K., Ortiz, J. L., Sekiguchi, T., Thomas, N., Watanabe, J., West, R. M., Davies, J. K., 2002b. *Astr. Astrophys.*, **392**, 335.
- Bell, J. F., Davis, D. P., Hartman, W. K., Gaffey, M. J., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 921.
- Bell, J. F., Izenberg, N. I., Lucey, P. G., *et al.*, 2002. *Icarus*, **155**, 119.
- Berthoud, M. G., Bell, J. F., Clark, B. E., Gaffey, M. J., 2001, *Lunar Planet. Sci*, **32**, 2080.
- Binzel, R. P., 1995. *Meteoritics* **30**, n. 5, 486.
- Binzel, R. P., Bus, S. J., Burbine, T. H., Sunshine, J. M., 1996. *Science*, **273**, 946.
- Binzel, R. P., Rivkin, A. S., Bus, S. J., Sunshine, J. M., Burbine, T. H., 2001a. *Meteorit. Planet. Sci.*, **36**, 116.
- Binzel, R. P., Harris, A. W., Bus, S. J., Burbine, T. H., 2001b. *Icarus*, **151**, 139.
- Binzel, R. P., Birlan, M., Bus, S. J., Harris, A. W., Rivkin, A. S., Fornasier, S., 2002. *Planetary & Space Science*, in stampa.
- Boehnhardt, H., Babion, J., West, R. M., 1997. *Astr. Astrophys.*, **320**, 642.
- Boehnhardt, H., Delahodde, C., Sekiguchi, T., Tozzi, G. P., Amestica, R., Hainaut, O., Spyromilio, J., Tarengi, M., West, R. M., Schulz, R., Schwehm, G., 2002. *Astr. Astrophys.*, **387**, 1107.
- Bowell, E., Chapman, C. R., Gradie, J. C., Morrison, D., Zellner, B., 1978. *Icarus*, **35**, 313.
- Bowell, E., Hapke, B., Domingue, D., *et al.*, 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 524.

- Brandt, J. C., 1999. In *The new Solar System*, Beatty, Petersen and Chaikin editors, Cambridge University Press.
- Breault R. P., 1977. *SPIE proceedings*, **107**, 2.
- Britt, D. T., Rivkin, A. S., Howell, E. S., Lebofsky, L. A., 1994. *Meteoritics* **29**, n. 4, 450.
- Britt, D. T. & Pieters, C. M., 1990. *Lunar Planet. Sci.*, **21**, 127.
- Brown, M. E., Cruikshank, D., Pendleton, Y., 1999. *Ap. J.*, **519**, L101.
- Brown, M. E., Blake, G. A., Kessler, J. E., 2000. *Ap. J.*, **543**, L163.
- Brown, M. E., 2001. *Astron. J.*, **121**, 2804.
- Brunello, P., Peron, F., Barbieri, C., Fornasier, S., 2000. *SPIE proceedings*, **4093**, 79.
- Burbine, T. H., Cloutis, E. A., Bus, S. J., Meibom, A., Binzel, R. P., 1998. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **30**, 711.
- Burbine, T. H., McCoy, T. J., Nittler, L. R., Bell, J. F., 2001. *Lunar Planet. Sci*, **32**, 1860.
- Bus, S. J., PhD thesis, Massachusetts Institute of technology, Cambridge, MA, USA.
- Busarev, V. V. & Krugly, N., 1995. *Lunar and Planet. Sci. Conf. XXVI*, 197.
- Busarev, V. V., 1998. *Icarus*, **131**, 32.
- Cameron, A. G. W., 1976. *Lecture da Le Scienze (Marzo 1976)*, 22.
- Chamberlin, A. B., McFadden, L. A., Schulz, R., Schleicher, D. G., Bus, S. J., 1995. *Icarus*, **119**, 173.
- Chapman, C. R., Morrison, D., Zellner, B., 1975. *Icarus*, **25**, 104.
- Chapman, C. R., Paolicchi, P., Zappalà, V., Binzel, R. P., Bell, J. F., 1989. *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 386.
- Chapman, C. R., 1996. *Meteoritics & Plan. Science*, **31**, 699.
- Chapman, C. R., Near MSI-Nis Team, 2000. *Meteoritics & Plan. Science*, **35**, 39.

- Clark, B. E., Bell, J. F., Veverka, J., et al., 2000. *Meteoritics & Plan. Science*, **35**, 41.
- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Jackowski, T. L., Reed, K. L., 1986. *Journal of Geoph. Research*, **91**, 11641.
- Cloutis, E. A., Gaffey, M. J., Smith, D. G. W., Lambert, R. S. J., 1990. *J. Geophys. Res.* **95**, 281.
- Cloutis, E. A. & Gaffey, M. J., 1993. *Earth, Moon, and planets* **63**, 227.
- Cloutis, E. A. & Gaffey, M. J., 1994. *Lunar Planet. Sci.*, **25**, 273.
- Cloutis, E. A. & Burbine, T. H., 1999. *Lunar Planet. Sci.*, **30**, 1875.
- Cochran, A. L., Levison, H. F., Stern, A., Duncan, M. J., 1995. *Ap. J.*, **455**, 342.
- Colangeli, L., Bussoletti, E., Cecchi Pestellini C., Fulle, M., Mennella, V., Palumbo, P., Rotundi, A., 1998. *Icarus*, **134**, 35.
- Cremonese, G., 1996. *L'astronomia*, **168**, 14.
- Cremonese, G., Boehnhardt, H., Crovisier, J., Rauer, H., Fitzsimmons, A., Fulle, M., Licandro, J., Pollacco, D., Tozzi, G. P., West, R. M., 1997. *Ap. J.*, **490**, 199.
- Crovisier, J., 1994. *J. Geophys. Res.*, **99**, 3777.
- Cruikshank, D. P., Roush, T. L., Bartholomew, M. J., Geballe, T. R., Pendleton, Y. J., et al., 1998. *Icarus*, **135**, 389.
- Da Deppo, V., Naletto, G., Nicolosi, P., Zambolin, P., Pelizzo, M. G., Barbieri, C., 2001. *SPIE proceedings*, **4498**, 298.
- Dale, C. J. & Marshall, P. W., 1993. *SPIE proceedings*, **1953**, 17.
- Davis, D. R. & Farinella, P., 1997, *Icarus*, **125**, 50.
- Debei, S., Fornasier, S., Ramous, P., Barbieri, C., Da Deppo, V., Brunello, P., Peron, F., 2001. *SPIE proceedings*, **4498**, 324.
- Debei, S., Angrilli, F., Barbieri, C., Bianchini, G., Da Deppo, V., De Cecco, M., Fornasier, S., Guizzo, G., Naletto, G., Ragazzoni, R., Saggin, B., Tondello, G., Zaccariotto, M., Brunello, P., Peron, F., 1999. *Bull. American. Astron. Soc.*, **31**, 5948.

- De Bergh, C., Boehnhardt, H., Barucci, M. A., Lazzarin, M., Fornasier, S., Romon-Martin, J., Tozzi, G. P., 2002. Congresso *Asteroids Comets and Meteors*, Berlino 2002.
- Delsanti, A. C., Hainaut, O. R., Boehnhardt, H., Delahodde, C. E., Sekiguchi, T., West, R. M., 1999. *Bull. American. Astron. Soc.*, **31**, 1115.
- Delsanti, A. C., Boehnhardt, H., Barrera, L., Meech, K. J., Sekiguchi, T., Hainaut, O. R., 2001. *Astr. Astrophys.*, **380**, 347.
- Delsemme, A. H., 1985. *PASP*, **97**, 861.
- Doyle, D. B. & Czichy, R. H., 1994. *SPIE proceedings*, **2210**, 434.
- Dones, L., Levison, H. F., Duncan, M. J., 1994. *Bull. American. Astron. Soc.*, **184**.
- Doressoundiram, A., Weissman, P. R., Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Le Bras, M., Colas, F., Lecacheux, J., Birlan, M., Lazzarin, M., Fornasier, S., Dotto, E., Barbieri, C., 1999. *Astr. Astrophys.*, **352**, 697.
- Doressoundiram, A., Barucci, M. A., Romon, J., Veillet, C., 2001. *Icarus*, **154**, 277.
- Doressoundiram, A., Peixinho, N., Barucci, M. A., Fornasier, S., Blancho, S., 2001b. *Bull. American Astron. Soc.*, **33**, 1201.
- Doressoundiram, A., Peixinho, N., De Berg, C., Fornasier, S., Thebault, P., Barucci, M. A., 2002. *Astron. J.*, **124**, 2279.
- Douté, S. & Schmitt, B., 1998. *J. Geophys. Res. E103*, **31**, 367.
- Ducan, M., Levison, H. F., Budd, S. M., 1988. *Astron. J.*, **110**, 3073.
- Durda, D. D. & Stern, S. A., 2000. *Icarus*, **145**, 220.
- Edgeworth, K. E., 1949. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **109**, 600.
- Erikson, A., 1999. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **31**, 2407.
- ESA PSS-01-701, 1985. Data for the Selection of Space Materials.
- Farnham, T. L. & Schleicher, D. G., 1998. *Astr. Astrophys.*, **335**, 50.

- Farnham, T. L., 2001. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **33**, 1047.
- Farinella, P., Paolicchi, P., Zappalà, V., 1982. *Icarus*, **52**, 409.
- Fegley, B. J. & Prinn, R. G., 1989. In *The formation and evolution of planetary systems*, Cambridge University Press, 1989, 171.
- Feierberg, M. A., Lebofsky, L. A., Tholen, D. J., 1985. *Icarus*, **63**, 183.
- Fernandez, J. A. & Ip, W. H., 1983. *Icarus*, **54**, 377.
- Fernandez, J. A., Lisse, C. M., A'Hearn, M. F., 1999. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **31**, 848.
- Festou, M. C., Rickman, H., West, R. M., 1993. *Astron. Astrophys. Rev.*, **4**, 363.
- Fornasier, S., 1997. Tesi di Laurea in Astronomia, Università degli studi di Padova.
- Fornasier, S., Lazzarin, M., Barbieri, C., Barucci, M. A., 1999. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **135**, 65.
- Fornasier, S. & Lazzarin, M., 2001. *Icarus*, **152**, 127.
- Fornasier, S., Barbieri, C., Polato, P., Rossi, G., 2001b. RO-RIS-UPD-TN-172/D, documentazione OSIRIS.
- Fornasier, S., Barucci, M. A., Binzel, R. P., Birlan, M., Fulchignoni, M., Barbieri, C., Bus, S. J., Harris, A. W., Rivkin, A. S., Lazzarin, M., Dotto, E., Michalowski, T., Doressoundiram, A., Bertini, I., Peixinho, N., 2002. *Astr. Astrophys.*, in stampa.
- Frenier, E. R., 1980. *SPIE proceedings*, **257**, 182.
- Froeschlè, C. & Greenberg, R., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 827.
- Fujiwara, A., Cerroni, P., Davies, D., Di Martino, M., Holsappe, K., Housen, K., Ryan, E., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 240.
- Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Di Martino, M., Dotto, E., 1995. *Astron. Astrophys.*, **299**, 929.
- Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Dotto, E., 1998. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **30**, 1042.

- Gaffey, M. J., 1976. *Journal of Geoph. Research*, **81**, 905.
- Gaffey, M. J., Bell, J. F., Cruikshank, D. P., 1989. In *Asteroids II* (R.P. Binzel, T. Gehrels, and M. S. Matthews, Eds.), *The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 98.
- Gaffey, M. J., Reed, K. L., Kelley, M. S., 1992. *Icarus*, **100**, 95.
- Gaffey, M. J., Burbine, T. H., Binzel, R. P., 1993. *Meteoritics*, **28**, 161.
- Gaffey, M. J., Burbine, T. H., Piatek, J. L., et al., 1993b. *Icarus*, **106**, 573.
- Gaffey, M. J., 1999. *Lunar Planet. Sci*, **30**, 1375.
- Gaffey, M. J., 2000. *Lunar Planet. Sci*, **31**, 1092.
- Gaffey, M. J., 2001. *Lunar Planet. Sci*, **32**, 1587.
- Gladman, B., Kavelaars, J. J., Nicholson, P. D., Lored, T., Burns, J. A., 1998. *Astron. J.*, **116**, 2042.
- Gladman, B., Kavelaars, J. J., Petit, J. M., Morbidelli, A., Holman, M. J., Lored, T., 2002. *Astron. J.*, **122**, 1051.
- Gradie, J. C., Chapman, C. R., Williams, J. G., 1979. In *Asteroids, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 359.
- Grossman, L., 1974. In *Proc. of the Soviet-Am. Conf. on the Cosmochemistry of the Moon and Planets, Moscow*, 4.
- Hahn, G. & Bailey, M. E., 1990. *Nature*, **348**, 132.
- Hahn, J. M. & Malhotra, R., 1999. *Astron. J.*, **117**, 3041.
- Hapke, B., Cassidy, W., Wells, E., 1975. *The moon*, **13**, 339.
- Hardorp, J., 1980. *Astr. Astrophys.*, **91**, 221.
- Harris, A. W. & Young, J. W., 1980. *Icarus*, **43**, 20.
- Harris, A. W., et al., 1989. *Icarus*, **77**, 171.
- Hartmann, W. K., Cruikshank, D. P., Degewij, J., 1982. *Icarus*, **52**, 377.

- Hazen, R. M., Bell, P. M., Mao, H. K., 1978. In *Lunar Planet. Sci.*, **9**, 2919.
- Hainaut, O. R., Delsanti, A. C., 2002. *Astr. Astrophys.*, **389**, 641.
- Hiroi, T., Pieters, C. M., Zolensky, M. E., Lipschutz, M. E., 1996. *MAPS*, **31**, 321.
- Holden, P. N., Gaffey, M. J., Sundararaman, P., 1991. *Geochimica Acta*, **55**, 3893.
- Holman, M. & Wisdom, J., 1993. *Astron. J.*, **105**, 1987.
- Howell, E. S., Rivkin, A. S., Soderberg, A. M., 2001. *Lunar Planet. Sci.*, **32**, 2058.
- Hunt, G. R., 1977. *Geophysics*, **42**, 501.
- Hunt, L. K., Mannucci, F., Testi, L., Migliorini, S., Stanga, R. M., 1998. *Astron. J.*, **115**, 2594.
- Irwin, M., Tremaine, S., Zytlow, A. N., 1995. *Astron. J.*, **110**, 3082.
- Ivanov, A. V. 1989. *Geochemistry*, **2**, 259.
- Ivanov, A. V., Kononkova, N. N., Guseva, E. V., 1992. *Geochemistry*, **8**, 1085.
- Jarosewich, E, 1990. *Meteoritics*, **25**, 323.
- Jewitt, D. & Luu, J., 1990. *Astron. J.*, **100**, 933.
- Jewitt, D. & Luu, J., 1992. *Astron. J.*, **104**, 398.
- Jewitt, D. & Luu, J., 1995. *Astron. J.*, **109**, 1867.
- Jewitt, D., Luu, J., Chen, J., 1996. *Astron. J.*, **112**, 1225.
- Jewitt, D., 1996. *Earth, Moon and Planets*, **72**, 185.
- Jewitt, D., Luu, J., Trujillo, C., 1998. *Astron. J.*, **115**, 2125.
- Jewitt, D. & Luu, J., 2001. *Astron. J.*, **122**, 2099.
- Johnson, T. V. & Fanale, F. P., 1973. *J. Geophys. Res.*, **78**, 8507.
- Jones, T. D., Lebofsky, L., Lewis, J., Marley, M., 1990. *Icarus*, **88**, 172.
- Keil, K., 1989. *Meteoritics*, **24**, 195.



- Keller, H. U., Thomas, N., 1989. *L'astronomia*, **92**, 7.
- Kerridge, J. F., Bunch, T. E., 1979. In *Asteroids I, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 745.
- Khare, B., Thompson, W. R., Cheng, L., et al. 1993. *Icarus*, **103**, 290.
- King, T. V. V. & Clark, R. N., 1989. *J. Geophys. Res.* **94**, 13997-14008.
- Koschny, D., 2000. RO-EST-TN-3027, Documentazione ESA.
- Kozai, Y., 1979. In *Asteroids, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 334.
- Kuiper G. P., 1951. In *Astrophysics: A Topical Symposium*, **357**, Hynek J.A. (Ed.), McGraw-Hill - New York.
- Lagerkvist, C. I. & Barucci, M. A., 1992. *Survey in Geophysics*, **13**, 165.
- Lagerkvist, C. I., Magnusson, P., Belskaya, I., Piironen, J., Warell, J., Dahlgren, M., 1996. Uppsala Astronomical Observatory.
- Lamy, P. L., Toth, I., Jorda, L., Weaver, H. A., A'Hearn, M., 1998. *Astr. Astrophys.*, **335**, L25.
- Landolt, A. U., 1992. *Astron. J.*, **104**, 340.
- Lazzarin, M., Barbieri, C., Barucci, M. A., 1995. *Astron. J.*, **110**, 3058.
- Lazzarin, M., Di Martino, M., Barucci, M. A., Doressoundiram, A., Florczak, M., 1997. *Astr. Astrophys.*, **327**, 388.
- Lazzarin, M., Fornasier, S., Barucci, M. A., Barbieri, C., 2001. Congresso *Piazzi 2001*, Palermo.
- Lazzarin, M., Barucci, M. A., Boehnhardt H., Tozzi, G. P., De Berg, C., Dotto, E., 2002. *Astron. J.*, in stampa
- Lebofsky, L. A., 1980. *Astron. J.*, **85**, 573.
- Lebofsky, L. A., Jones, T., Owensby, P. D., Feierberg, M. A., Consolmagno, G. J., 1990. *Icarus*, **83**, 16.

- Le Bras, A., Dotto, E., Fulchignoni, M., Doressoundiram, A., Barucci, M. A., Le Moulic, S., Forni, O., Quirico, E., 2001. *Astr. Astrophys.*, **379**, 660.
- Le Moulic, S., Forni, O., Quirico, E., 2001. *LPI*, **32**, 1094.
- Levison, H. F., Ducan, M. J., 1993. *Ap. J.*, **406**, L 35.
- Levison H. F., Stern, S. A., 2001. *Astron. J.*, **121**, 1730.
- Licandro J., Oliva, E., Di Martino, M., 2001. *Astr. Astrophys.*, **373**, L29
- Lipschutz, M. E., Verkouteren, R. M., Sears, D. W. G., Hasan, F. A., Prinz, M., 1988. *Geochim. Cosmochim. Acta* **52**, 1835.
- Lupishko, D. F., 2001. Conferenza su *Catastrophic Events and Mass Extinctions: Impacts and Beyond*, 3040.
- Lupishko, D. F. & Lupishko, T. A., 2001. *Solar System Research*, **35**, 227.
- Luu, J. & Jewitt, D., 1990. *Astron. J.*, **99**, 1985.
- Luu, J. & Jewitt, D., 1996. *Astron. J.*, **112**, 2310
- MacKinnon, I. D. R. & Rietmeijer, F. J. M., 1987. *Review of Geophysics*, **55**, 1527.
- Magnusson, P., Barucci, M. A., Drummond, J. D., Lumme, K., Ostro, S.J., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 66.
- Magnusson, P., 1990. *Icarus*, **85**, 229.
- Malfait, K., Waelkens, C., Bouwman, J., de Koter, A., Waters, L. B., 1999. *Astr. Astrophys.*, **345**, 181.
- Malhotra, R., 1995. *Astron. J.*, **110**, 420.
- Marsden, B. G., 2002. <http://cfa-www.harvard.edu/iau/lists/TNOs.html>.
- Michalowski, T., 1993. *Icarus*, **106**, 563.
- Mc Fadden, L. A., Tholen, D. J., Veeder, G. J., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 442.

- McFadden, L. A., Wellnitz, D. D., Schnaubelt, M., et al., 2001. *Meteoritics & Plan. Science*, **36**, 1711.
- McSween, H. Y., Bennett, M. E., Jarosewich, E., 1991. *Icarus*, **90**, 107.
- Meech, K. J., Bauer, J. M., Hainaut, O. R., 1997. *Astr. Astrophys.*, **326**, 1268.
- Morris, C. S., 1994. *Int. Comet Q. 92*, **16**, 178.
- Muller, T. G., Hotzel, S., Stickel, M., 2002. *Astr. Astrophys.*, **389**, 665.
- Naletto, G., Marchetti, E., Ragazzoni, R. 1996. *SPIE proceedings*, **2807**, 238.
- Naletto, G. & Pelizzo, M., 1999. Rapporto interno OSIRIS.
- Naletto, G., Da Deppo, V., Nicolosi, P., Zambolin, P., Barbieri, C., Fornasier, S., 2002. *SPIE proceedings*, **4854**.
- Naletto, G., Da Deppo, V., Pelizzo, M. G., Ragazzoni, R., Marchetti, E., 2002b. *App. Opt.*, **41**, 1446.
- Naletto, G., Boscolo, A., Wyss, J., Quaranta, A., 2002c. Sottomesso ad *Applied Optics*. NASA JSC-20810.
- Olsen, E. J., Bunch, T. E., Jarosewich, E., Noonan, A. F., Huss, G. I., 1977. *Meteoritics* **12**, 109.
- Oort, J. H., 1950. *Bull. Astr. Inst. Of The Neth.*, Vol.11, **408**, 91.
- Ortiz, J. L, Baumont, S., Gutierrez, P. J., Roos-Serote, M., 2002. *Astr. Astrophys.*, in stampa.
- OSIRIS Team, 2002. RO-RIS-MPAE-SP-025, documentazione OSIRIS.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Jurgens, R. F., Rosema, K. D., Campbell, D. B., Yeomans, D. K., Chandler, J. F., Giorgini, J. D., Winkler, R., Rose, R., Howard, S. D., Slade, M. A., Perillat, P., Shapiro, I. I., 1995. *Science*, **270**, 80.
- Ostro, S. J., Hudson, R. S., Nolan, M. C., Margot, J., Scheeres, D. J., Campbell, D. B., Magri, C., Giorgini, J. D., Yeomans, D.K., 2000. *Science*, **288**, 836.

- Owen, T. & Bar-Nun, A., 1995. *Icarus*, **116**, 215.
- Pätzold, M., Wennmacher, A., Hausler, B, Eidel, W., Morley, T., Thomas, N., Anderson, J. D., 2001. *Astr. Astrophys.*, **335**, 1122.
- Persson, S. E., Murphy, D. C., Kreminski, W., Roth, M., Rieke, M. J., 1998, *Astron. J.*, **116**, 2475
- Pieters, C. M., Taylor, L. A., Noble, S. K., et al., 2000. *Meteoritics & Plan. Science*, **35**, 1101.
- Piironen, J., Lagerkvist, C. I., Torppa, J., Kaasalainen, M., Warner, B., 2001. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **33**, 5812.
- Polato, P. & Bonicatto, G., 1989. *Rivista della Stazione Sperimentale del Vetro*, **3**, 1989.
- Polato, P., 1996. *Rivista della Stazione Sperimentale del Vetro*, **2**, 1996.
- Possnert, G., Lagerros, J., Rickman, H., 1999. *SPIE proceedings*, **3738**, 428.
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., Flannery, B. P., 1992. *Numerical Recipes in C: The Art of Scientific Computing* (2d ed.; Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- Quinn, T., Tremaine, S., Ducan, M., 1990. *Astr. Astrophys.*, **355**, 667.
- Ragazzoni, R., Naletto, G., Turatto, M., Marchetti, E., 1994. *SPIE proceedings*, **2282**, 162.
- Ragazzoni, R., Naletto, G., Barbieri, C, Tondello, G., 1995. *SPIE proceedings*, **2478**, 257.
- Riccioli, D., Blanco, C., Cigna, M., 2001. *Plan. & Space Science*, **49**, 657.
- Rivkin, A. S., Howell, E. S., Britt, D. T., Lebofsky, L. A., Nolan, M. C., Branston, D. D., 1995. *Icarus*, **117**, 90.
- Rivkin, A. S., 1997. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **29**, 972.
- Robert, F., 2001. *Science*, **293**, 1056.
- RO-EST-RS-3001/EID A, 1998. Documentazione OSIRIS.

- RO-RIS-MPAE-TN-015/1, 1998. Documentazione OSIRIS.
- RO-RIS-UPD-LI-131/1a, 2001. Documentazione OSIRIS.
- Rossi, G., Fusco, G., Soardo, P., 1996. *CIE proceedings*, **1**, 91.
- Roush, T. L., Singer, R. B., McCord, T. B., 1987. *Lunar Planet Sci.*, **18**, 854.
- Safronov, V. S., 1969. NASA YY-F-677, 1972.
- Safronov, V. S., 1979. In *Asteroids, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 975.
- Salisbury, J. W., D'Aria, D. M., Jarosewich, E., 1991. *Icarus*, **92**, 280.
- Schulz, R., Arpigny, C., Manfroid, J., Stuewe, J. A., Tozzi, G. P., Cremonese, G., Rembor, K., Peschke, S., 1998. *Astr. Astrophys.*, **335**, 46.
- Schober, H. J. & Stanzel, R., 1980. *Astr. Ap. Suppl.*, **38**, 265
- Sears, D. W. & Dood, R. T., 1988. In *Meteorites and the early Solar System, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 3.
- Sebastian, I., 1999. Calibration Requirements Document. RO-RIS-MPAE-SP-016/D
- Sebastian, I. & Thomas, N., 2000. Calibration implementation plane. RO-RIS-MPAE-PL-005/1a.
- Sheppard, S. S., Jewitt, D., Trujillo, C. A., Brown, M. J. I., Ashley, M. C. B., 2000. *Astron. J.*, **120**, 2687.
- Sheppard, S. S. & Jewitt, D., 2001. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **33**, 0607
- Shetter, M. T., Adtreu, V. J., 1979. *Appl. Opt.*, **18**, 1132.
- Shoemaker, E. M., Shoemaker, C. S., Wolfe, R. F., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 487.
- Silverglate, P. R., Zalewski, E. F., Petrone, P., 1992. *SPIE proceedings*, **1761**, 46.
- SPENVIS, codice ESA. Pagina web: <http://www.spennis.oma.be/spennis/>.
- Stern, A., 1995. *Astron. J.*, **110**, 856.

- Stern, A. & Colwell, J. E., 1997. *Ap. J.*, **490**, 879.
- Stern, A. & Parker, J. W. M., 1998. *Astr. Astrophys.*, **335**, 30.
- Stern, A., 2001. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **33**, 1033.
- Stooke, P. J. & Abergel, A., 1991. *Astr. Astrophys.*, **248**, 656.
- Tedesco, E. F., Williams, J. G., Matson, D. L., Veeder, G. J., Gradie, J. C., Lebofsky, L. A., 1989. *Astron. J.*, **97**, 580.
- Tegler, S. C. & Romanishin, W., 2000. *Nature*, **407**, 979.
- Tholen, D. J., 1984. *Ph.D. Thesis, Univ. of Arizona*.
- Tholen, D. J., Barucci, M. A., 1989. In *Asteroids II, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona*, 298.
- Thomas, N., Keller, H. U., Arijs, E., Barbieri, C., Grande, M., et al., 1998. *Adv. Space Res.*, **21**, 1505.
- Thomas, N., 1999. RIS-MPAE-SP-010Dm. Documentazione OSIRIS.
- Thomas, N., 2000. RO-RIS-MPAE-SP-014/2. Documentazione OSIRIS.
- Thompson, W. R., Murray, B. G. J., Khare, B. N., Sagan, C. 1987. *J. Geophys. Res.*, **92**, 14933.
- Tiscareno, M. S., Malhotra, R., 2002. *Bull. Am. Astron. Soc.*, **34**, 902.
- Trujillo, C & Jewitt., D., 1998. *Astron. J.*, **115**, 1680.
- Trujillo, C. & Brown, M., 2002. *Ap. J.*, **566**, 125.
- Vaughan, D. J. & Craig, J. R., 1978. In *Mineral chemistry of metal sulphides*, Cambridge University Press.
- Vilas, F., Gaffey, M. J., 1989. *Science*, **246**, 790.
- Vilas, F., McFadden, L. A., 1992. *Icarus*, **100**, 85.
- Vilas, F., Hatch, E. C., Larson, S. M., Sawyer, S. R., Gaffey, M. J., 1993. *Icarus*, **102**, 225.

- Vilas, F., Larson, S. M., Hatch, E. C., Jarvis, K. S., 1993b. *Icarus*, **105**, 67.
- Vilas, F., 1994. *Icarus*, **111**, 456.
- Vilas, F., Jarvis, K. S., Gaffey, M. J., 1994. *Icarus*, **109**, 274.
- Vilas, F., 1995. *Icarus*, **115**, 217.
- Vilas, F., Sykey, M. K., 1996. *Icarus*, **124**, 483.
- Watters, T. R. & Prinz, M., 1979. *Lunar Planet. Sci.*, **10**, 1073.
- Weaver, H. A & Lamy, P. L., 1997. *Earth, Moon and Planets*, **79**, 17.
- Wetherill, G. W., Shoemaker, E. M., 1982. In *Geological Implication of Impacts of large Asteroids and Comets on the Earth*, Geological Soc. of America, Boulder, 1.
- Wetherill, G. W. & Chapman, C. R., 1988. In *Meteorites and the early Solar System*, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona, 35.
- Wetherill, G. W., 1989. In *Asteroids II*, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona, 661.
- Whipple, F., 1950. *Astroph. Journal*, **111**, 375.
- Williams, J. G., 1979. In *Asteroids*, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona, 1040.
- Williams, I. P., O'Ceallaigh, D. P., Fitzsimmons, A., Marsden, B. G., 1995. *Icarus*, **116**, 180.
- Xu, S., Binzel, R. P., Burbine, T. M., Bus, S. J., 1995. *Icarus*, **115**, 1.
- Zappalà, V., Cellino, A., Farinella, P., Knezevic, Z., 1990. *Astron. J.*, **100**, 2030.
- Zappala, V., Cellino, A., Barucci, M. A., et al., 1990b. *Astr. Astrophys.*, **231**, 548.
- Zappalà, V., Bendjoya, P., Cellino, A., Farinella, P., Froeschlé, C., 1995. *Icarus*, **116**, 291.
- Zellner, B., Leake, M., Williams, J. G., Morrison, D., 1977. *Geochim. Cosmochim. Acta* **41**, 1759.

Zellner, B., Tholen, D. J., Tedesco, E. F., 1985. *Icarus*, **61**, 355.

Zolensky, M. E. & McSween, M., 1988. In *Meteorites and the early Solar System*, The University of Arizona Press, Tucson, Arizona, 114.

Zolensky, M. E., Ivanov, A. V., Yang, S. V., Barrett, R. A., Browning, L., 1994. *Lunar Planet Sci.*, **25**, 1565.

Zubko, V. G., Mennella, V., Colangeli, L., Bussoletti, E., 1996. *MNRAS*, **282**, 1321.



# Elenco delle figure

1.1	Vista frontale e posteriore di Rosetta. . . . .	13
1.2	Missione Rosetta durante le fasi di integrazione e test in Alenia Spazio, Torino. . . . .	14
1.3	Piano di volo della missione Rosetta. . . . .	15
1.4	Tipica intensità della radiazione causata dalle particelle delle fasce di Van Allen, calcolata nelle varie componenti, e dose totale di radiazione ricevuta da un target di silicio posto in una sfera di alluminio di differente spessore. . . . .	21
1.5	Flusso di nucleoni per gli elementi idrogeno, elio, litio e berillio dato rispetto all'energia cinetica di impatto, ottenuto con il software CREME96 per attività solare minima e per un'orbita approssimata della sonda Rosetta. . . . .	22
1.6	A sinistra spettri visibili di Siwa durante diverse fasi della rotazione, da Barucci <i>et al.</i> , (1998). A destra lo spettro infrarosso dell'asteroide Siwa da Le Mouelic <i>et al.</i> , (2001). Lo spettro è leggermente arrossato e privo di caratteristiche di assorbimento tipiche dei minerali silicatici (le due caratteristiche a 1.4 e 1.9 $\mu\text{m}$ sono residui di assorbimenti atmosferici) e consistente con la classe tassonomica C. . . . .	35
1.7	Vista dell'alloggiamento delle camere WAC e NAC sulla sonda (in fase di integrazione presso l'Alenia Spazio). . . . .	42
1.8	Schema dell'ottica della WAC. . . . .	46
1.9	Foto di M1 (sinistra) e di M2 (destra) visti frontalmente e di lato. . . . .	46
1.10	Encircled energy della WAC: come si vede l'80% dell'energia resta all'interno del pixel, soddisfacendo quindi le specifiche. . . . .	47
1.11	Spot diagramm della WAC per il raggio principale usando il filtro wedge silica. . . . .	48
1.12	Foto di una ruota portafiltri. . . . .	51

- 1.13 La WAC vista dall'alto in 2 differenti fasi di montaggio. A sinistra si vede il banco ottico con M1, le ruote portafiltri ed il radiatore del CCD, il tutto prima del montaggio del sistema di baffling. Nella foto di destra è stato inserito il sistema di baffling, già verniciato; si vede M2, in basso a destra, mentre M1 (in alto a sinistra) è coperto dalla prima sezione di baffle interno; il Focal Plane Assembly, contenente il CCD, viene montato sul muro esterno a sinistra. Sul pavimento della camera sono visibili anche i riscaldatori per il controllo termico dello strumento. . . . . 52
- 1.14 Meccanismo dell'otturatore della WAC. Il medesimo tipo di otturatore viene impiegato anche nella NAC. . . . . 54
- 1.15 Foto del meccanismo del front cover della WAC. Come nel caso dello shutter, il medesimo meccanismo del front cover viene impiegato anche nella NAC, ove cambia solamente la forma da quadrata a rotonda. . . . . 55
- 1.16 Vista del FPA montato sulla parte posteriore del banco ottico. Si noti in alto il radiatore per il raffreddamento passivo del CCD. . . . . 57
- 1.17 Disegno strutturale della NAC. . . . . 58
- 2.1 Rappresentazione del primo disegno di baffling della WAC: come si vede il sistema era molto complesso, con ben 48 vani. Problemi legati a difficoltà di realizzazione e soprattutto a vicoli di peso, portarono a semplificare notevolmente il sistema sino alla configurazione finale, discussa in seguito. . 61
- 2.2 Esempio di *stray light* originata da una sorgente posta all'interno del campo di vista. Si può notare che solo una frazione dei raggi provenienti da una sorgente interna al FoV e incidenti su M1 viene focalizzata sul rivelatore, mentre la restante parte viene riflessa all'interno della camera e diventa luce diffusa, da cui la necessità di progettare un sistema innovativo e complesso di *baffling*. . . . . 62
- 2.3 Esempio per la definizione del fascio utile: a destra viene posizionato un piano AA ortogonale al raggio principale e che intercetta il fascio utile; a sinistra un esempio delle tracce dei raggi utili su tale piano, tracce che definiscono l'area non ostruita richiesta in quella posizione. . . . . 63
- 2.4 Rappresentazione del sistema di baffling. . . . . 64
- 2.5 Vista tridimensionale della prima parte del sistema di baffling, dall'apertura della camera sino allo specchio M1. . . . . 65

2.6	Vista tridimensionale della seconda parte del sistema di baffling, dall'apertura dopo M1 sino al CCD. . . . .	65
2.7	Proiezione sul piano YZ del sistema di <i>baffling</i> della camera ( $Z =$ asse ottico principale), con la numerazione dei diversi vani. . . . .	66
2.8	Visualizzazione grafica del coefficiente di abbattimento della <i>stray light</i> per sorgenti interne al campo di vista ed in un intorno di esso. Il coefficiente di abbattimento è migliore di $10^{-4}$ . . . . .	67
2.9	Distribuzione di probabilità dei cammini che raggiungono il CCD in funzione del numero di riflessioni sulle superfici assorbenti. . . . .	71
2.10	Schema dello spettrofotometro a sfera integratrice della Stazione Sperimentale del Vetro utilizzato per le misure. . . . .	73
2.11	Valori della riflettanza spettrale di 2 diversi campioni per il rivestimento della parte interna del <i>front cover</i> : un campione anodizzato bianco (grafico di sx) ed uno allodinato (grafico di dx); sono riportati anche i rispettivi valori di riflettanza integrata. . . . .	75
2.12	Valori della riflettanza spettrale di 4 diversi campioni di fibra di vetro: Fibra-3 indica il campione di fibra di vetro verniciato con 3 strati di Elettrodag 501, Fibra-4 indica il campione di fibra di vetro con 4 strati di vernice, Fibra-5 indica il campione di fibra di vetro verniciato con 5 strati di vernice; lo spettro indicato con "Fibra di vetro" è relativo ad un campione non verniciato. . . . .	76
2.13	Valori della riflettanza spettrale di 2 campioni di acciaio inox verniciati con Elettrodag 501 (Inox-3 ed Inox-5 rappresentano campioni di acciaio inox con 3 e 5 strati di vernice rispettivamente), e di 2 di alluminio sempre verniciato con Elettrodag 501 (Al-3 e Al-5 indicano rispettivamente i campioni di alluminio con 3 e 5 mani di vernice). I valori di riflettanza sono molto simili per tutti i campioni e non si riscontrano sostanziali differenze legate al diverso tipo di verniciatura. . . . .	78
2.14	Valori della riflettanza spettrale del kapton verniciato con Elettrodag 501 (il valore rappresentato è quello medio di 3 misure distinte). La riflettività è intorno al 3.6% (standard quarzo). Si noti l'elevata riflettività del campione di kapton privo di verniciatura, superiore alle specifiche richieste. . . . .	80

2.15	Valori della riflettanza spettrale di diversi campioni di lamine dell'otturatore (shutter). Il lato verso il CCD è indicato con la lettera a, il lato verso M2 con la lettera b. I campioni sono i seguenti: S0 lamina con trattamento al Ni-Cu-Cr, S1 lamina con trattamento al Al-Ni (opaco)-Cr, S2 lamina con un diverso trattamento al Al-Ni (opaco)-Cr, S3 lamina con trattamento al Al-Ni (lucido)-Cr, S4 lamina con trattamento al Al-Cr-Cr, S5 lamina con trattamento al cromo nero. . . . .	81
2.16	Disegno della sfera integratrice LMT dell'IENGF: L è la sorgente, S il campione posizionato sulla porta di riflettanza (che ha 50 cm di diametro), LT è la trappola di luce. La porta ausiliaria St e il rivelatore sono ortogonali al disegno. . . . .	82
2.17	Schema del goniometro dell'IENGF. . . . .	84
2.18	Sistema di coordinate polari centrate sul campione utilizzato per la determinazione delle variabili angolari . . . . .	85
2.19	Coefficiente di luminanza q per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di 8°. I valori di q sono inferiori a $3 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha un comportamento piuttosto lambertiano, con piccola componente speculare. . . . .	86
2.20	Coefficiente di luminanza q per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di 20°. I valori di q sono inferiori a $3.2 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha un comportamento piuttosto lambertiano, con piccola componente speculare. . . . .	87
2.21	Coefficiente di luminanza q per il campione di fibra di vetro verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di 60°. I valori di q sono inferiori a $1 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . Il campione ha piccola componente speculare anche per elevati angoli di incidenza. . . . .	87
2.22	Coefficiente di luminanza q per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di 8°. I valori di q sono inferiori a $4 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	88
2.23	Coefficiente di luminanza q per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di 20°. I valori di q sono inferiori a $7.5 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	88

2.24	Coefficiente di luminanza $q$ per il campione di alluminio verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di $60^\circ$ . I valori di $q$ sono inferiori a $1.2 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	89
2.25	Coefficiente di luminanza $q$ per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di $8^\circ$ . I valori di $q$ sono inferiori a $8 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	89
2.26	Coefficiente di luminanza $q$ per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di $20^\circ$ . I valori di $q$ sono inferiori a $4 \times 10^{-4} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	90
2.27	Coefficiente di luminanza $q$ per il campione di acciaio inox verniciato, per l'angolo di incidenza della sorgente di $60^\circ$ . I valori di $q$ sono inferiori a $1.2 \times 10^{-3} \text{ cd m}^{-2} \text{ lx}^{-1}$ . . . . .	90
2.28	Foto del modello QM del baffle esterno. . . . .	91
2.29	Immagine della struttura della WAC: è evidente la struttura del banco ottico con i rinforzi strutturali per il posizionamento dei vani interni, non ancora integrati; in alto si vede il baffle esterno, già integrato . . . . .	92
2.30	Vista della parte interna del baffle esterno: sono evidenti gli anelli di fissaggio dei 10 vani. . . . .	93
2.31	Struttura in fibra di carbonio usata per connettere il baffle esterno al telescopio. . . . .	93
2.32	Vista dall'alto del modello FM della WAC. È ben evidente la struttura del baffle interno, in 2 box, cui si attacca, termicamente disaccoppiata, quella del baffle esterno. . . . .	94
3.1	Schema del set-up per le calibrazioni della WAC. . . . .	102
3.2	Foto della sfera integratrice utilizzata per le calibrazioni radiometriche: la sfera è rivestita da materiale completamente diffondente (parzialmente visibile dall'apertura della sfera) e dotata di lampade alogene calibrate e non. . . . .	103
3.3	Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri OH (a sinistra) ed NH (a destra). Sono evidenti una striscia luminosa verticale, probabilmente corrispondente alla fessura tra filtro e alloggiamento dello stesso, e gli effetti <i>pinhole</i> associati alle imperfezioni dei <i>coatings</i> dei filtri. . . . .	104

3.4	Analisi qualitative condotte sul QM della WAC per identificare le cause di <i>stray light</i> . . . . .	105
3.5	Immagine della sfera integratrice illuminata utilizzando nella WAC i filtri a banda stretta NH-335 nm + Vis-610 nm. I conteggi sono paragonabili a quelli di un bias, come ci si aspetta, e soprattutto non vi sono tracce di <i>stray light</i> . . . . .	106
3.6	Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri CS-257nm (a sinistra) ed OH-308nm (a destra). Sono evidenti gli effetti <i>pinhole</i> associati alle imperfezioni dei <i>coatings</i> dei filtri, e anche gli effetti <i>ghost</i> associati agli spot luminosi (soprattutto per il CS). . . . .	107
3.7	Immagini ottenute con la WAC illuminata dalla sfera integratrice, utilizzando i filtri NH-335nm (a sinistra) ed UV-295nm (a destra). Sono evidenti gli effetti <i>pinhole</i> associati alle imperfezioni dei <i>coatings</i> dei filtri, seppur meno intensi ed estesi rispetto agli altri filtri ultravioletti. . . . .	108
3.8	Risposta spettrale della WAC in conteggi al secondo; le misure sono state calibrate con un detector relativo e normalizzate a 645 nm. . . . .	109
3.9	Misure della FWHM della PSF ottenuta in diverse immagini in funzione della variazione della posizione del fuoco rispetto a quella nominale. Sono rappresentati i valori per le due direzioni ortogonali x e y ed il valore medio delle due misure. I grafici sono relativi a due differenti filtri, il rosso (sinistra) ed il verde (destra). . . . .	111
3.10	Spostamento del fuoco della WAC rispetto al piano focale del CCD in funzione della temperatura del rivelatore. Questo grafico deriva da misure acquisite durante la fase di raffreddamento del CCD all'interno della camera a vuoto del MPAE (la temperatura decresce da sinistra verso destra). Durante la fase di raffreddamento del CCD la temperatura della struttura della WAC è stata mantenuta entro i limiti operativi grazie all'uso dei riscaldatori interni. Il valore minore dello spostamento del fuoco si ha per la temperatura minima raggiunta (293 K), corrispondente alla temperatura nominale di lavoro del CCD. . . . .	112
4.1	Rappresentazione della struttura cometaria. . . . .	122
4.2	Immagini della cometa Halley ottenute dalla sonda Giotto nel 13 marzo 1986, nel suo avvicinarsi alla cometa. . . . .	123

- 4.3 Rappresentazione di un nucleo cometario: si possono notare, in particolare, alcuni processi che ne hanno modificato la morfologia originaria, in particolare le fratture che lasciano fuoriuscire i gas e le polveri destinate ad alimentare chioma e coda cometaria. . . . . 124
- 4.4 Struttura e dimensioni tipiche di una chioma cometaria. . . . . 126
- 4.5 Struttura generale di una cometa a circa 1 UA di distanza dal Sole. La cometa rappresentata è la Hale-Bopp. . . . . 127
- 4.6 Numero di asteroidi in funzione della distribuzione eliocentrica dei semiassi maggiori degli oggetti numerati (aggiornata al settembre 2002; dati del Minor Planet Center). Sono indicate le posizioni delle principali risonanze con Giove. . . . . 133
- 4.7 Distribuzione nello spazio degli elementi propri  $\sin i'$  ed  $a'$  degli asteroidi numerati della fascia principale. Sono facilmente distinguibili le famiglie Eos, Themis e Koronis; sono rappresentate anche le posizioni di Vesta e di Flora. . . . . 135
- 4.8 Distribuzione nella fascia asteroidale delle tre superclassi di Bell (da Bell *et al.*, 1989, Asteroids II): gli oggetti di tipo igneo dominano la fascia sino a 2.7 UA, quelli di tipo metamorfico sono localizzati intorno alle 3 UA mentre quelli di tipo primitivo dominano oltre le 3.4 UA. . . . . 145
- 4.9 Rappresentazione delle classi e sottoclassi secondo la tassonomia di Barucci in un diagramma ternario che mostra il cammino evolutivo degli asteroidi. . 146
- 5.1 Curva di luce composta di 4979 Otawara. La barra di errore contiene il rumore fotonico. La fase zero è a JD 2452276.5 . . . . . 161
- 5.2 Spettro visibile ed infrarosso di 4979 Otawara. Il rumore introdotto dalla banda dell'acqua a  $1.8 \mu\text{m}$  è stato escluso. Lo spettro è normalizzato a  $5500 \text{ \AA}$ . . . . . 164

- 5.3 A sinistra: confronto tra lo spettro visibile di 4979 Otawara ottenuto al Palomar (dicembre 2001) e quello precedentemente pubblicato da Doressoundiram *et al.* (1999), ottenuto nel marzo 1999 ad ESO (telescopio 1.5m). Gli spettri sono normalizzati a  $5500 \text{ \AA}$  e quello di marzo 1999 spostato in verticale di 0.5 unità per chiarezza. A destra: spettri infrarossi dell'asteroide: I indica lo spettro relativo ai primi 24 minuti di integrazione, II quello relativo ai successivi 24 minuti, e III quello relativo ai 24 minuti finali di esposizione (il tempo di esposizione totale è di 72 minuti). Tali spettri sono stati normalizzati a  $1.25 \mu\text{m}$ . Gli spettri I e III sono stati spostati in verticale di  $\pm 0.03$  per chiarezza. . . . . 166
- 5.4 Plot di 4979 Otawara (quadrato con barre d'errore) relativo alla posizione centrale della banda BI rispetto al rapporto d'area tra le bande BII/BI. Le tre regioni rappresentate sono definite dagli spettri delle meteoriti da Gaffey *et al.*, 1993. La regione rettangolare denominata OI contiene assemblaggi costituiti essenzialmente da olivina; la regione OC rappresenta i componenti costituiti da silicati mafici delle condriti ordinarie e corrisponde alla regione dei tipi S(IV) nella classificazione di Gaffey *et al.*, 1993; la regione BA include gli assemblaggi delle acondriti basaltiche la cui composizione è dominata dal pirossene. La linea solida rappresenta la posizione della linea di combinazione dell'olivina e dell'ortopirossene (Cloutis *et al.*, 1986). . . . 168
- 5.5 Parte superiore: spettro visibile ed infrarosso di Otawara (punti), dove la lacuna a  $1.9 \mu\text{m}$  è dovuta all'assorbimento atmosferico dell'acqua. Con la linea a trattini viene rappresentato il modello di *de-reddening* associato alla presenza dello 0.05% di ferro nano-fase come determinato da Pieters *et al.*, 2001. Per confronto viene mostrato lo spettro di pendenza nulla tipico di una condrite ordinaria. Parte inferiore: spettro di Otawara corretto per l'arrossamento (dereddened) determinato dallo 0.05% di ferro nano-fase. La pendenza dello spettro e la posizione centrale delle bande di assorbimento a 1 e  $2 \mu\text{m}$  sono consistenti con quelle caratteristiche delle condriti ordinarie. Tutti gli spettri sono normalizzati a  $0.55 \mu\text{m}$ ; gli spettri delle meteoriti derivano da Gaffey (1976). . . . . 170



- 5.6 Diagramma a 2 colori B-V verso V-R dei dati osservati (nuovi e già pubblicati dal gruppo): a sinistra la totalità dei dati, a destra la rappresentazione delle differenti classi dinamiche. . . . . 179
- 5.7 A sinistra: diagramma a 2 colori R-I verso B-V dei dati relativi all'intero campione di oggetti (52) osservati. A destra: diagramma a 2 colori R-I verso V-R degli stessi dati. . . . . 180
- 5.8 In alto: colori dei centauri e TNO del nostro campione (52 oggetti) nel piano dell'eccentricità orbitale verso il semiasse maggiore. La dimensione dei simboli è proporzionale al diametro stimato per il corrispondente oggetto. Sono indicate le risonanze 2:3 ( $a \sim 39.5$  UA) e 1:2 ( $a \sim 48$  UA) con Nettuno e la curva corrispondente al perielio  $q = 40$  UA. In basso: medesimo tipo di rappresentazione dei colori ma nello spazio dell'inclinazione orbitale verso il semiasse maggiore. . . . . 182
- 5.9 Rappresentazione del colore B-R rispetto all'inclinazione orbitale per i TNO di tipo classico. La statistica di Spearman da un fattore di correlazione di 0.72 (significanza di  $3.8\sigma$ ) (Doressoundiram *et al.*, 2002). Un fit lineare ai minimi quadrati viene rappresentato per illustrare la correlazione. . . . . 184
- 5.10 Rappresentazione del colore B-R in funzione della velocità media di eccitazione per i TNO di tipo classico: la  $V_{rms}$  è correlata con il colore. La statistica di Spearman da un fattore di correlazione di -0.77 (significanza di  $4.2\sigma$ ) (Doressoundiram *et al.*, 2002). Un fit lineare ai minimi quadrati viene rappresentato per illustrare la correlazione. . . . . 185
- 5.11 Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in J, H, e K in settembre ed ottobre 2001 (Barucci *et al.*, 2002b). Lo spettro di settembre è stato spostato di 2 unità per chiarezza. Gli spettri ottenuti in ottobre sono stati posizionati usando i colori fotometrici V, J, H e K. . . . . 190

- 5.12 Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in ottobre 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri sono stati posizionati usando i colori fotometrici V, J, H e K (tondi neri con barre d'errore) e sono stati normalizzati a  $5500 \text{ \AA}$ . Per migliorare il rapporto segnale rumore gli spettri sono stati smussati con un filtraggio gaussiano con  $\sigma = 5$  pixel, corrispondente ad una risoluzione di circa 250 in J, H e K. La linea solida sovrapposta allo spettro rappresenta il modello. Lo spettro del modello è stato scalato a  $0.55 \mu\text{m}$  ad un'albedo geometrica di 0.09. . . . . 191
- 5.13 Riflettanza spettrale di 2001 PT13 ottenuta in settembre 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Lo spettro in alto è stato posizionato usando i colori fotometrici V, J, H e K ottenuti in ottobre (tondi neri con barre d'errore), quindi non simultanei. La linea tratteggiata rappresenta il modello compositivo utilizzato per i dati di ottobre che, come risulta evidente, non riproduce questo andamento spettrale. In basso vengono rappresentati gli spettri posizionati in modo arbitrario. Per migliorare il rapporto segnale rumore gli spettri sono stati smussati con un filtraggio gaussiano con  $\sigma = 5$  pixel, corrispondente ad una risoluzione di circa 250 in J, H e K. La linea solida sovrapposta allo spettro rappresenta il nuovo modello, che è stato scalato a  $0.55 \mu\text{m}$  ed ha un'albedo geometrica di 0.06. . . . . 192
- 5.14 Riflettanza spettrale di 2000 EB173 ottenuta in aprile 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri infrarossi sono stati smussati con un filtro gaussiano di  $\sigma$  pari a 5. I vari intervalli spettrali sono stati combinati utilizzando il valor medio dei colori ottenuti nelle due serie fotometriche del 13 aprile e trasformati in riflettanza (tali valori per J, H e K sono rappresentati in figura con dei quadrati neri). . . . . 197
- 5.15 Riflettanza spettrale di 2000 GN171 ottenuta in aprile 2001 negli intervalli spettrali V, J, H e K. Gli spettri infrarossi sono stati smussati con un filtro gaussiano di  $\sigma$  pari a 5. I vari intervalli spettrali sono stati combinati utilizzando i colori derivati dalle osservazioni fotometriche del 13 aprile e trasformati in riflettanza (tali valori per J, H e K sono rappresentati in figura con dei quadrati neri). . . . . 198
- 5.16 Spettri degli asteroidi osservati. . . . . 205
- 5.17 Spettri degli asteroidi osservati. . . . . 206

5.18	Spettri degli asteroidi osservati. . . . .	207
5.19	Spettri degli asteroidi osservati. . . . .	208
5.20	Spettri degli asteroidi osservati. . . . .	209
5.21	Distribuzione degli asteroidi osservati relativamente alla classe tassonomica di appartenenza. La parte in nero rappresenta il numero di asteroidi idrati rispetto all'intero campione di oggetti osservati per ogni classe tassonomica. Viene riportata inoltre la percentuale di asteroidi idrati per le diverse classi investigate. . . . .	212
5.22	Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione della distanza eliocentrica, espressa in UA. La parte in nero rappresenta il numero di asteroidi che presentano le bande associate all'acqua di idratazione. Viene riportata inoltre la percentuale di asteroidi idrati per diverse distanze eliocentriche, ad intervalli di 0.1 UA. . . . .	213
5.23	Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione dell'albedo geometrica media (dati IRAS). La parte in neretto rappresenta gli asteroidi idrati. Viene indicata anche la percentuale di asteroidi idrati in funzione dell'albedo geometrica media. . . . .	214
5.24	Distribuzione del numero di asteroidi osservati in funzione del diametro degli oggetti. La parte in neretto rappresenta gli asteroidi idrati. Viene riportata la percentuale di asteroidi idrati in funzione delle dimensioni dell'oggetto. . . . .	215
5.25	Esempio di correlazione tra la banda a $0.7 \mu\text{m}$ e quella a $3 \mu\text{m}$ nell'asteroide 51 Nemausa. I dati della regione visibile ( $0.5\text{-}0.9 \mu\text{m}$ ) provengono da Fornasier <i>et al.</i> (1999), quelli della regione infrarossa da Jones <i>et al.</i> (1990) ( $2.5\text{-}3.5 \mu\text{m}$ , triangoli con barre d'errore) e da Lebofsky <i>et al.</i> (1990) (4 punti quadrati a $1.6$ , $2.2$ , $3.22$ e $3.45 \mu\text{m}$ ). . . . .	217
5.26	Alcuni esempi di corrispondenza tra lo spettro di asteroidi idrati e la condrite carbonacea di tipo CM2 LEW90500 (spettro proveniente da Vilas <i>et al.</i> (1994)). . . . .	219
5.27	Spettri degli asteroidi di fascia principale di tipo E osservati: 64 Angelina, 317 Roxane, 1251 Hedera e 2035 Stearn. . . . .	222
5.28	Spettro dell'asteroide Near Earth di classe E 3103 Eger. . . . .	223



# Elenco delle tabelle

1.1	Strumentazione a bordo di Rosetta. . . . .	36
1.2	Principali caratteristiche di WAC e NAC. . . . .	43
1.3	Caratteristiche ottiche della WAC. . . . .	49
1.4	Filtri impiegati all'interno della WAC, con indicata la lunghezza d'onda centrale, la banda passante ( $\Delta\lambda$ ), la trasmissione (T) e gli obiettivi (Naletto & Pelizzo, 1999). . . . .	50
2.1	Valori del coefficiente di abbattimento della <i>stray light</i> per sorgenti poste all'esterno del campo di vista della camera; i valori ottenuti dalle simulazioni soddisfano le specifiche richieste. $\theta$ è l'angolo rispetto al centro del FoV della camera, sul piano ZY, $\beta$ è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sempre sul piano ZY, $\phi$ è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX. . . . .	68
2.2	Valori del coefficiente di abbattimento della <i>stray light</i> per sorgenti poste all'interno del campo di vista della camera e nelle immediate vicinanze; il campo di vista è stato investigato a passo di 2 gradi. Tutti i valori ottenuti dalle simulazioni soddisfano le specifiche e sono inferiori a $10^{-4}$ . $\theta$ è l'angolo rispetto al centro del FoV della camera, sul piano ZY, $\beta$ è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sempre sul piano ZY, $\phi$ è l'angolo rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX. . . . .	69
2.3	Fattore di attenuazione (A) della <i>stray light</i> nel caso di degradazione degli specchi (riflettanza diffusa del 20% da parte degli specchi). $\theta$ è l'angolo di posizione rispetto al centro del FoV della camera sul piano ZY, $\phi$ quello rispetto all'asse ottico principale, sul piano ZX. . . . .	70

2.4	Valori di riflettanza spettrale integrata nell'intervallo visibile dei vari campioni; tali valori sono stati ottenuti in riferimento sia all'illuminante D65 (luce naturale) che all'illuminante al tungsteno (luce artificiale). Lo standard di riferimento impiegato è il quarzo, che, in virtù delle scarse proprietà diffondenti, fornisce un valore leggermente sovrastimato. . . . .	79
2.5	Valori della riflettanza totale, calcolati con e senza componente speculare, ottenuti con la sfera integratrice LTM dell'IENGF. . . . .	82
2.6	Fattore di riflettanza derivato dalle misure di lucentezza con il glossimetro dell'IENGF. . . . .	83
3.1	Strumentazione impiegata nelle calibrazioni presso il MP AE. . . . .	101
3.2	Fattore di conversione da unità analogiche digitali a unità radiometriche ottenuto per ogni filtro della camera. . . . .	108
3.3	Valori della PSF ottenuta nella posizione centrale del CCD ed alle 4 estremità (ne si è misurata la FWHM in pixel). $T_{vac}$ è la temperatura della struttura della camera e $T_{ccd}$ quella del rivelatore al momento dell'acquisizione delle immagini. . . . .	111
4.1	Principali sciame meteoritici con associato il periodo di osservazione e le comete da cui sembrano derivare (dal <i>Cambridge Atlas of Astronomy</i> ). . . . .	155
5.1	Condizioni osservative di 4979 Otawara: $r$ e $\Delta$ sono rispettivamente la distanza eliocentrica e geocentrica dell'asteroide, $\alpha$ l'angolo di fase al momento dell'osservazione e $m_v$ la magnitudine visuale predetta dalle effemeridi del JPL. Con UT start e end si intende rispettivamente il tempo universale relativo all'inizio ed alla fine dell'esposizione. La data indicata è relativa all'inizio delle osservazioni; il simbolo * indica che le osservazioni sono terminate il giorno seguente. . . . .	160
5.2	Circostanze osservative: $\Delta$ , $r$ ed $\alpha$ sono rispettivamente la distanza topocentrica, eliocentrica e l'angolo di fase al momento dell'osservazione. . . . .	174
5.3	Caratteristiche dello strumento. . . . .	175

5.4	Colori medi misurati e diametro stimato per i centauri e transnettuniani osservati. $H_v$ è la magnitudine assoluta in V. La magnitudine osservata $V$ è la media di diverse misure. Per gli oggetti di cui si dispone di multiple misure dei colori, di questi è stata calcolata la media pesata. Il diametro equivalente (D) è stato derivato dalla magnitudine assoluta assumendo per gli oggetti un albedo di 0.04 (fatta eccezione di Varuna per cui si è presa un'albedo pari a 0.07 seguendo Jewitt <i>et al.</i> , 2001). . . . .	177
5.5	Colori medi misurati e diametro stimato per i centauri e transnettuniani i cui dati sono già stati pubblicati dal nostro gruppo. $H_v$ è la magnitudine assoluta in V. Sono riportati in tabella solo gli oggetti per i quali sono disponibili i colori B-V e V-R. [1] Barucci <i>et al.</i> , 1999; [2] Barucci <i>et al.</i> , 2000; [3] Doressoundiram <i>et al.</i> , 2001. . . . .	178
5.6	Caratteristiche orbitali e fisiche di 32532 (2001 PT <sub>13</sub> ). * L'intervallo nelle dimensioni del diametro è stato calcolato assumendo un'albedo tra 0.05 e 0.25. ¶ Ortiz et al. 2002; † Farnham, 2001. . . . .	187
5.7	Circostanze osservative: distanza eliocentrica ( $r$ ) e geocentrica ( $\Delta$ ), angolo di fase e condizioni meteo. . . . .	187
5.8	Osservazioni spettroscopiche (il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione) e relativi analoghi solari impiegati nella riduzione dati. . . . .	189
5.9	Osservazioni fotometriche e risultati (il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione). . . . .	189
5.10	Indici di colore di 32532 (2001 PT13). . . . .	191
5.11	Condizioni osservative per i dati spettroscopici di 2000 EB173 e 2000 GN171. UT start e UT end indicano rispettivamente il tempo universale corrispondente all'inizio ed alla fine dell'esposizione. . . . .	194
5.12	Condizioni osservative durante le acquisizioni fotometriche nel visibile e vicino infrarosso e relativi colori B-V, V-R, R-I, V-J, V-H, V-K calcolati per i due oggetti. Il tempo UT è relativo all'inizio dell'esposizione. . . . .	196
5.13	Principali caratteristiche di assorbimento associate ai prodotti dell'alterazione acquosa nel visibile e nel vicino infrarosso; sono indicate anche le origini di tali bande con le rispettive transizioni. . . . .	202

- 5.14 Condizioni di osservazione e caratteristiche fisiche degli asteroidi investigati: oggetto, data di osservazione, magnitudine visuale, analogo solare utilizzato per la sottrazione del contributo solare, semiasse maggiore e diametro dell'asteroide, albedo (derivata dalle osservazioni IRAS) e tipo tassonomico (tassonomia di Tholen). . . . . 203
- 5.15 Asteroidi osservati che presentano le bande di idratazione. Viene riportata la banda identificata, la sua profondità rispetto al continuo e la sua estensione. In tabella sono inclusi anche gli asteroidi idrati osservati durante il 1997 (indicati con l'apice \*) e riportati in Fornasier *et al.*, 1999. Col punto interrogativo sono indicate le bande la cui identificazione è incerta e per cui sono necessarie ulteriori osservazioni per una eventuale conferma. . . . . 210
- 5.16 Confronto tra la banda a  $0.7 \mu\text{m}$  da noi osservata e i dati intorno a  $3 \mu\text{m}$  presenti in letteratura ed ottenuti dai seguenti autori: (1) Lebofsky *et al.*, 1990; (2) Jones *et al.*, 1990; (3) Feierberg *et al.*, 1985; (4) Lebofsky, 1980; (5) Rivkin *et al.*, 1995; (6) Howell *et al.*, 2001 ; (7) Rivkin, 1997. . . . . 218
- 5.17 Caratteristiche fisiche e condizioni osservative degli asteroidi di tipo E investigati: data di osservazione, magnitudine, airmass (airm.), semiasse maggiore (in UA), diametro (in km) ed albedo (da dati IRAS e da McFadden *et al.*, 1989) dell'asteroide, ed analogo solare (Anal. Sol.) utilizzato nella riduzione con relativa airmass. . . . . 221
- 5.18 Asteroidi di tipo E sinora osservati con relative bande di assorbimento identificate nella regione visibile ed infrarossa. . . . . 224