

Università degli studi di Genova
Facoltà di Scienze Matematiche Fisiche e Naturali
Corso di Laurea in Informatica



Anno Accademico 1999/2000

Tesi di Laurea

Ricostruzione di immagini
all'infrarosso in ambiente dedicato

Candidata

Anna Custo

Relatori

Prof. Mario Bertero

Correlatore

Prof. Enrico Puppo

Dott. Massimo Robberto

*To all those who love me
and believe in me.*

Ringraziamenti

Alla fine eccoci qui.

Prima di ringraziare vorrei scusarmi: per tutte le volte che sono stata intrattabile (e non sono state poche in questi cinque anni) e che non sono riuscita a trovare un minuto da dedicare ai miei amici.

Grazie, un grazie va alla mia famiglia: Carla, per la pazienza che ha sempre avuto con me e il tempo che mi ha dedicato; Dolores, perché a modo suo mi ha fatto da seconda mamma (un po' rompi a volte, come ogni mamma che si rispetti); Nicco, un gran fratello che ho potuto conoscere di nuovo nelle notti baltimoresi; mia mamma, mi ha sostenuto in molte delle mie scelte; mio papa', in modo spesso oscuro e contraddittorio mi ha dimostrato un amore grandissimo.

E come dimenticare i miei amici? Solo di recente ho capito quanto siano importanti per me e di quanto sia difficile avere dei veri amici. Massy: grazie per avermi cazziato e dato forza insieme tutte le volte che mi hai visto a pezzi (e di aver risposto al telefono quando una pazza furiosa ti ha chiamato alle sei del mattino).

Gianni: prima o poi te lo faranno un monumento!! Senza di te probabil-

mente oggi non starei scrivendo questa pagina.

I piccioni della piccionaia: “Tac”, Delfi, Gianluca (i fedelissimi: sempre a rallegrare l’atmosfera) e “Gualtiero” (cosa avrei fatto senza di te! Nessuno mi sa ascoltare come fai tu), Federica, Cristina, “Fish”, “Nemo”, Alessio e tanti altri.

Gli sconvolti del 323: Zio Massy, Zia Stefania, Zia Debby e la neofita Marina.

Gli amici quasi sani extra-DISI: Sara (sempre comprensiva con me e... un po’ meno con gli altri), Marta, Daniela, Fabio e Giorgio.

Un abbraccio a distanza ai baltimoresi di fatto e di adozione: Fabrizia (cosa avrei fatto senza il tuo aiuto e la tua amicizia!), Mark (giuro che non dimenticherò le tue lezioni di climbing) e Giuliana (non ti ringrazierò mai abbastanza).

Infine un ringraziamento particolare a Massimo, Bertero e Patrizia che mi hanno sostenuto lungo l’ultimo tratto di strada.

E per tutti quelli che hanno significato qualcosa nella mia vita e ne hanno segnato il corso: GRAZIE.

Indice

Introduzione	1
1 Osservazioni astronomiche nell'infrarosso termico	4
1.1 Cos'è l'infrarosso termico	4
1.1.1 Background e noise nelle immagini astronomiche	7
1.2 Tecniche all'infrarosso: perché?	10
1.3 Tecniche di <i>chopping and nodding</i>	12
1.4 Risultati ottenuti con tali tecniche	15
1.5 Problemi da affrontare	18
2 Impostazione matematica del problema e implementazione dell'algoritmo	25
2.1 Introduzione all'algoritmo	25
2.2 Modellizzazione matematica	29
2.3 Il metodo d'inversione	33
2.3.1 Metodo di Landweber con positività	33
2.3.2 Proprietà del metodo	34
2.3.3 Criteri di stop	35
3 Applicazione al caso della Nebulosa di Orione	38

3.1	Presentazione dei dati	39
3.2	Osservazioni	41
3.3	Pre-processing dei dati	45
3.4	Tecniche di mosaico	47
3.4.1	Creazione di mosaici	48
3.4.2	Metodologie di mosaico	51
3.5	Inversione	53
3.6	Combinazione dei dati	55
4	Risultati e conclusioni	57
4.1	Precedenti risultati	59
4.2	Lezioni imparate	63
4.3	Principali risultati astronomici	64
5	Prospettive per il futuro	67
5.1	Premessa	67
5.2	Sviluppo imaging IR termico dallo spazio	68
	Appendice	70
A	Algoritmi matematici utilizzati	71
A.1	Metodo iterativo di Landweber-Fridman	71
A.2	Decomposizione in valori singolari di una matrice	73
B	Codice prodotto	78
B.1	Procedura di cleaning per <i>cosmic ray</i>	78
B.2	Procedure di cleaning per <i>bad columns and rows</i>	79
B.3	Procedura di cleaning per <i>bad deep columns and rows</i>	80
B.4	Procedura di cleaning per <i>bad channels</i>	81

B.5	Procedura che implementa l'algoritmo di inversione	83
	Bibliografia	90

Introduzione

Le osservazioni astronomiche a lunghezze d'onda nell'infrarosso ($\lambda \geq 2.4\mu m$) ci permettono di studiare corpi celesti nelle prime fasi del loro sviluppo (quando, cioè, sono ancora troppo “freddi” per emettere energia nel “visibile”). Nel cielo, infatti, ci sono corpi che emettono energia in diverse lunghezze d'onda, possiamo suddividere i possibili spettri in due gruppi: frequenze nel visibile (corrispondenti a corpi caldi) e frequenze oltre il visibile (che corrispondono a oggetti più freddi). Quelle nel primo gruppo (fino a $0.8\mu m$) indicano che la sorgente è visibile nell'ottico: se l'oggetto in questione è abbastanza grande e vicino sarà possibile vederlo a occhio nudo in una notte serena, altrimenti sarà necessario l'ausilio di un telescopio ottico (cioè che opera nel visibile). Gli oggetti che emettono energia nell'infrarosso, invisibili all'occhio umano, corrispondono a corpi celesti abbastanza freddi, come stelle ai primi stadi dello sviluppo; per vederli è necessario l'uso di appositi rivelatori di segnale nell'infrarosso. Purtroppo a queste frequenze il segnale dei corpi celesti si somma e confonde con il flusso del *background*. In altre parole è come se l'osservatore si mettesse degli occhiali speciali sensibili solo a particolari fonti di energia, guardando il cielo in questo modo egli vede alcune stelle che senza occhiali non vedrebbe e non ne vede altre visibili a occhio nudo. Ha però un grosso problema: l'intero cielo, visto attraverso queste lenti speciali,

appare come fosse pieno giorno e ci fosse il sole: luminosissimo. Perciò, anche se gli occhiali gli permettono di vedere stelle particolari, egli non potrà vedere nulla a meno di escludere in qualche modo la luce accecante del sole. Per fare questo l'osservatore deve usare una tecnica particolare: osservare il cielo in un punto dove non ci siano stelle e poi guardare una stella, fotografare queste due "viste" e poi sottrarle. In questo modo è come se la prima immagine servisse da filtro alla seconda e così a tutte le successive "foto" di altre stelle. Questo procedimento, però, funziona sotto forti ipotesi: la luminosità del cielo è assunta costante nel tempo e nello spazio ed è perciò possibile rilevarla e "fotografarla" in un punto del cielo sgombro di stelle e ritrovarla identica nella "foto" fatta alle stelle. Purtroppo, come vedremo nei capitoli successivi, queste ipotesi non sono realistiche e bisognerà perciò raffinare questa tecnica di osservazione.

Nel nostro caso il tipo di luce non è nello spettro visibile, l'infrarosso è infatti oltre la frequenza che l'occhio umano riesce a cogliere (da $0.4\mu\text{m}$ a $0.8\mu\text{m}$), ma resta il fatto che il cielo è molto "luminoso" visto a tale frequenza e quindi disturba l'osservazione di oggetti che emettono energia nella lunghezza d'onda dell'infrarosso.

Nel **Capitolo 1** saranno introdotti i concetti base utilizzati in tutto il lavoro successivo. Vedremo cos'è l'infrarosso termico e cosa si intende per *background* e *noise*; capiremo il motivo per cui è importante osservare corpi celesti a basse frequenze e quali tecniche sono necessarie per ottenere risultati apprezzabili (tecnica di *chopping and nodding*). Descriveremo, infine, tali risultati e i principali problemi affrontati.

Nel **Capitolo 2** verrà esposto l'algoritmo che ci permette di ricostruire

le immagini *chopped and nodded*, ne verrà studiata la struttura e le proprietà.

Nel **Capitolo 3** vedremo in dettaglio il lavoro svolto. Dopo una descrizione dei dati di input introdurremo le metodologie usate per comporre una mappa attendibile della nebulosa di Orione a $10\mu m$ e il software MOSAIC adoperato. Inoltre vedremo la tecnica di ricostruzione applicata al nostro caso. Da ultimo analizzeremo i criteri di composizione dei risultati parziali fin qui ottenuti.

Nel **Capitolo 4** capiremo l'importanza del lavoro svolto, vedremo i confronti tra i risultati precedenti e quelli da noi ottenuti e metteremo in evidenza le principali differenze. Esporremo poi alcune importanti considerazioni sulle metodologie usate e le tecniche adottate, una sorta di riepilogo di tutta la tesi arricchito con una panoramica del contesto in cui tale lavoro si inserisce.

Nel **Capitolo 5** vedremo quali sono le prospettive per il futuro: descriveremo le principali novità nel campo dell' *infrared imaging*. Infine faremo cenno degli ultimi sviluppi delle tecnologie usate per osservazioni all'infrarosso da terra e dallo spazio evidenziando come il lavoro svolto sia in sintonia con le ricerche portate avanti da gruppi europei e statunitensi.

Capitolo 1

Osservazioni astronomiche nell'infrarosso termico

In questo capitolo introdurremo i concetti base che ci permetteranno di capire le tecniche ad infrarosso termico (abbreviato spesso in IR). Descriveremo cos'è l'IR e perché è importante usarlo e quindi quali tecniche vengono applicate per rendere efficace l'osservazione a tale lunghezza d'onda. Infine vedremo sotto quali ipotesi l'IR imaging dá buoni risultati e quali sono effettivamente gli obiettivi raggiunti.

1.1 Cos'è l'infrarosso termico

La sola regione dello spettro elettromagnetico a cui i nostri occhi siano sensibili è il range “visibile” identificato nel diagramma dai colori dell'arcobaleno.

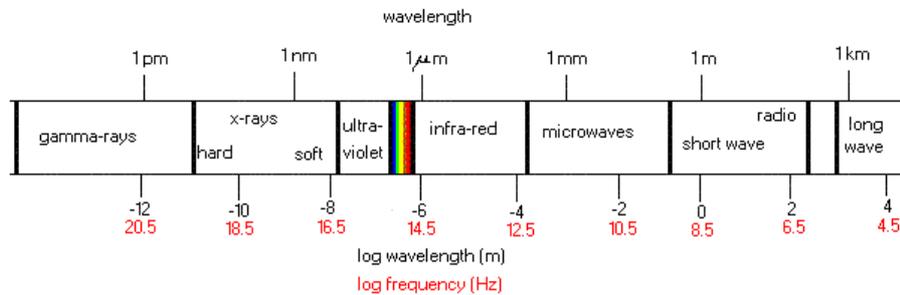


Figura 1.1: Rappresentazione dello *spettro elettromagnetico*.

Il cosiddetto *spettro elettromagnetico* è composto dai vari tipi di radiazioni elettromagnetiche e, precisamente, dai raggi Gamma, i raggi X, i raggi ultravioletti, i raggi visibili, i raggi infrarossi, le microonde, le onde radio. Partendo dai raggi gamma, fino ad arrivare alle onde radio, la lunghezza d'onda aumenta e la frequenza diminuisce; ad esempio, le onde infrarosse hanno lunghezza d'onda maggiore dei raggi visibili e minore delle microonde (oppure frequenza più bassa di quella dei raggi visibili e più alta delle microonde). Le radiazioni infrarosse costituiscono la cosiddetta radiazione termica.

Il sole non è il solo oggetto che produce energia; qualunque oggetto la cui temperatura sia superiore a 0 K emetterà energia. La sfida degli scienziati fu di mostrare come l'emissione di energia fosse legata alla temperatura dell'oggetto.

Se un oggetto è posto in un contenitore con pareti a temperatura uniforme, ci aspettiamo che l'oggetto raggiunga l'equilibrio termico con le pareti che lo circondano e che emetta energia così come le pareti del contenitore. Tale oggetto assorbe e irradia la stessa quantità di energia.

Sappiamo che una superficie nera assorbe tutte le radiazioni incidenti su di essa e deve irradiarle allo stesso modo se è in equilibrio termico. La radiazione in equilibrio termico è detta *radiazione del corpo nero*: corrisponde, cioè, alla massima energia che un corpo può emettere.

Un *corpo nero* è un oggetto teorico (cioè emissività 1.0) che è contemporaneamente un perfetto assorbente ed emittente radiazioni.

Comunemente si definisce una sorgente di energia nell'infrarosso un *corpo nero* quando la sua emissività si avvicina a 1.0 (di solito $e = 0.99$) e un *corpo grigio* se è inferiore. Un tipico diagramma del corpo nero è il seguente:

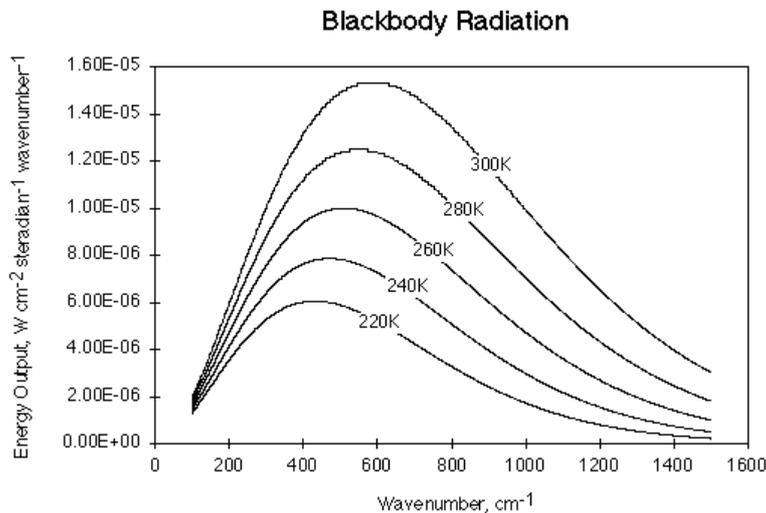


Figura 1.2: Rappresentazione del diagramma del *corpo nero*.

Il corpo umano ha una temperatura di circa 310 K e irradia principalmente nell'infrarosso. Se si fotografasse una persona con una macchina fotografica sensibile a queste lunghezze d'onda, avremmo una foto "termica" del nostro corpo.

L'assorbimento atmosferico di energia nell'infrarosso (di cui parleremo nuovamente in seguito) o l'uso di finestre ottiche e lenti possono far variare in modo anche significativo le misure effettuate. I detector ad infrarosso possono osservare oggetti nel buio che non sono percepibili in luce visibile; proprio per questo motivo vengono utilizzati largamente in astronomia poiché riescono ad individuare corpi stellari, apparentemente invisibili.

1.1.1 Background e noise nelle immagini astronomiche

Quando si osservano corpi stellari bisogna tenere conto di alcuni fattori di disturbo. I più rilevanti sono il cosiddetto *background* e l'*effetto di assorbimento*.

L'atmosfera terrestre assorbe la maggior parte delle radiazioni infrarosse provenienti dalle sorgenti cosmiche ed inoltre emette radiazioni proprie che si sovrappongono a quelle stellari: il primo di questi effetti è quello chiamato *effetto di assorbimento* mentre il secondo è il *background*. All'assorbimento atmosferico non c'è rimedio. I detector ad infrarosso montati su telescopi terrestri riescono a rilevare solo le lunghezze d'onda che attraversano l'atmosfera; è per questo motivo che gli osservatori sono posizionati su alte montagne, dove l'aria risulta secca e priva di vapore acqueo che assorbirebbe i raggi infrarossi. Questo disturbo, quindi, riduce la finestra di spettri visibili da telescopi terrestri.

Il segnale di fondo (*background*), invece, si può ridurre se, mediante metodi empirici, se ne può valutare l'entità in modo da sottrarlo in tutti i pixel dell'immagine.

La stella appare quindi immersa in un fondo di radiazioni infrarosse che può anche essere considerevole. Per ottenere osservazioni migliori, è necessario

ridurre il più possibile l'effetto dell'atmosfera; ad esempio molti detector ad infrarosso sono stati posti su palloni, razzi ed aeroplani. Tali metodi risultano efficaci, ma con essi è possibile effettuare solo osservazioni di piccole porzioni di cielo e per brevi periodi di tempo.

Esiste anche un'altra componente di disturbo dell'osservazione astronomica: il *noise*. Risulta importante possedere un segnale intenso per ricavarne la maggior quantità di informazione ma, se esso è immerso in un enorme quantità di rumore, risulta del tutto inutilizzabile, esattamente come risulta impossibile capire cosa dice una persona che urla in mezzo al disturbo di una folla rumorosa.

Per definire quanto un'immagine sia rumorosa, si introduce il “*rapporto segnale-rumore*” (abbreviato S/N, dall'inglese *signal-to-noise ratio*) che esprime il rapporto tra il segnale utile ed il rumore; quest'ultimo viene valutato come la radice quadrata della varianza, indicata con σ :

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N (x_i - M)^2}{N}} \quad (1.1)$$

dove x_i è l'intensità del i -esimo pixel ed M è il valor medio dell'intensità di tutti i pixel, calcolato nel modo seguente:

$$M = \frac{\sum_{i=1}^N x_i}{N} \quad (1.2)$$

Ci possono essere diverse forme di *rumore*:

- *Rumore corpuscolare*: esso è dovuto proprio alla natura corpuscolare della radiazione.

La stella emette un certo numero di fotoni nell'unità di tempo, ma il suo valore cambia da un intervallo di tempo all'altro, in base ad un andamento statistico, descritto dalla distribuzione di *Poisson*. La proprietà fondamentale dei processi poissoniani è quella di avere il valore della *varianza* σ^2 uguale a quello della *media* M . Quindi, se si considera solo il rumore corpuscolare della luce ed il segnale ha valore M , il sigma del *noise* vale sempre la radice quadrata di M , otterremo dunque che S/N è sempre \sqrt{M} .

Questo fatto ha un'importanza cruciale: siccome il segnale cresce proporzionalmente al tempo di esposizione t , S/N cresce proporzionalmente alla \sqrt{t} : per poter raddoppiare S/N è sempre necessario (trascurando ogni altra fonte di rumore) quadruplicare la durata della posa. Questa è la spiegazione del perché le esposizioni brevi hanno una cattiva qualità; infatti più il tempo si accorcia, più il rumore prevale sul segnale.

- *Corrente di buio o dark noise*: si presenta come un segnale che si incontra quando non c'è luce che cade sul sensore; se si conoscesse il numero di elettroni termici presente in ogni pixel in un secondo, si potrebbe sottrarre ad ogni pixel tale numero moltiplicato per il tempo di esposizione, eliminando completamente la corrente di buio. Invece la generazione termica risulta essere un processo stocastico (di *Poisson*), con le caratteristiche descritte prima. In genere, questo tipo di *noise*

può essere ridotto diminuendo la temperatura tramite raffreddamento del sensore.

- *Rumore di lettura o read-out noise*: è il rumore introdotto dagli strumenti elettronici (ad esempio gli amplificatori). Esso non ha statistica poissoniana come i precedenti, ma ha un andamento gaussiano. In generale risulta dipendente dagli strumenti utilizzati, quindi tale valore viene fornito direttamente dal costruttore.

Risulta molto importante ottenere una buona stima del *noise* per riuscire ad effettuare una valida ricostruzione dell'immagine originale. L'esempio di seguito riportato può essere utile per capire meglio il collegamento tra i diversi tipi di rumore.

In una ripresa in cui conta prevalentemente il *read-out noise*, se viene raddoppiato il tempo di posa, raddoppierà anche il segnale, ma il rumore non cambia (la lettura avviene, comunque, una sola volta), quindi il S/N cresce linearmente con il tempo di esposizione. Viceversa, se prevale il *dark noise*, esso cresce come la radice del tempo di posa, quindi S/N cresce proporzionalmente a \sqrt{t} e non a t .

Tutto ciò risulta vero solo se il segnale è molto debole e dunque anche il rumore corpuscolare è talmente piccolo da poter essere trascurato. Al contrario, per segnali molto intensi, a dominare è proprio quest'ultimo ed il S/N sarà sempre proporzionale a \sqrt{t} .

1.2 Tecniche all'infrarosso: perché?

Le osservazioni astronomiche a lunghezze d'onda nell'infrarosso effettuate da telescopi terrestri possono essere fatte solo attraverso un numero limitato di

finestre atmosferiche (finestre in lunghezza d'onda; le bande dove l'assorbimento è piccolo) (Thomas & Duncan 1993).

Il problema principale da affrontare è l'estrazione del segnale astronomico debole dal flusso del *background* ampio e velocemente variabile. Infatti l'atmosfera assorbe e ri-irradia una frazione di energia proveniente dallo spazio e specialmente dalla terra. In prima approssimazione, l'atmosfera può essere vista come un *corpo grigio* irradiante (vedi §1.1) così che il flusso di fotoni emesso è enorme se confrontato con il naturale *background* cosmico. Inoltre il telescopio stesso aggiunge un importante contributo al flusso del *background* non essendo mai completamente freddo.

Nello spazio ci sono molti oggetti che non possono essere visti da telescopi ottici in quanto troppo freddi per emettere energia con lunghezza d'onda nello *spettro visibile*. Inoltre molte sorgenti luminose vengono attenuate in quanto immerse in nubi di polveri stellari e gas. I raggi infrarossi, avendo lunghezza d'onda maggiore della *luce visibile*, riescono ad attraversare tali nubi cosmiche e ad arrivare al suolo.

Ciò significa che si possono osservare nell'infrarosso oggetti apparentemente non rilevabili in *luce visibile*, come ad esempio le stelle in fase di formazione.

Le stelle vengono formate dal collasso di nuvole e polveri; quando le nuvole collassano la loro densità e temperatura aumentano, in particolar modo al centro del corpo, nel quale si forma un oggetto chiamato "*protostella*". Finché questo oggetto rimane all'interno della nuvola, risulta difficile avvisarlo, poiché la luce emessa viene assorbita dalla materia presente intorno ad esso. Solo in uno stadio successivo la temperatura aumenta in modo tale da allontanare il materiale esterno e la protostella può essere osservata in *luce visibile*; fino a questo istante essa può essere studiata solo con tecniche di osservazione ad infrarosso. Tramite questa tecnica è stato scoperto un gran

numero di stelle non rilevabili con le metodologie standard ed è stato quindi possibile seguire le fasi della nascita ed evoluzione dei corpi celesti.

1.3 Tecniche di *chopping and nodding*

Per poter osservare una sorgente a $10\mu m$ è necessario utilizzare speciali tecniche di osservazione a causa del segnale di fondo introdotto dall'atmosfera e da tutte le fonti di energia termica (come gli strumenti stessi utilizzati per l'acquisizione dei dati che, benché raffreddati con tecniche accurate, rimangono comunque delle sorgenti di calore). L'idea è quella di acquisire dati sul segnale di fondo che si somma al segnale proveniente dallo spazio e poi usare tali informazioni per ottenere il secondo mediante sottrazione.

Un sistema efficace sarebbe quello di puntare il telescopio sulla sorgente di interesse e successivamente sul cielo, in modo da stimare il segnale del *background*, e poi sottrarre la seconda acquisizione alla prima. Questo sistema, però, funziona solo in teoria. Come abbiamo detto basta una piccola fonte di calore per disturbare la ricezione del segnale; purtroppo l'emissione di calore varia notevolmente in funzione del tempo e quindi il *background* sottratto puntando il telescopio altrove è molto diverso da quello effettivamente presente nella prima finestra di cielo osservata; è cambiato il tempo: il movimento del telescopio non è infatti immediato ma richiede alcuni secondi (nell'ordine dei 5 secondi). La tecnica usata, quindi, prevede di sottrarre il "segnale del cielo" muovendosi il più velocemente possibile e quindi di poco rispetto alla sorgente brillante. Tale spostamento è effettuato in due modi: spostando il solo specchio secondario del telescopio, più piccolo e maneggevole, e spostando l'intero telescopio. Nel primo di questi due movimenti lo specchio secondario viene fatto oscillare rapidamente tra due posizioni, corrisponden-

ti rispettivamente alla sorgente e al cielo. Per ogni posizione si acquisisce un'immagine di breve durata (*shot*): pertanto due immagini consecutive corrispondono all'incirca allo stesso *background*, se la frequenza delle oscillazioni corrisponde al tempo proprio delle fluttuazioni atmosferiche (dell'ordine di 1 millisecondo). Tale tecnica è detta *chopping*. Per ognuna delle due posizioni del secondario vengono sommati i vari frames ed i due risultati vengono sottratti tra di loro. Tuttavia ciò non fornisce una sottrazione completa del *background* dato che esiste una differenza di *background* tra le due diverse configurazioni del telescopio (denominata Δa_{AB}).

Per ottenere una sottrazione completa, si ripete l'operazione dopo aver spostato l'intero telescopio (movimento chiamato *nodding*) in direzione nord-sud. L'insieme di questi due spostamenti produce un'immagine finale in cui l'oggetto brillante osservato è finalmente visibile. Vedremo ora questa tecnica più in dettaglio, partendo dal solo *chopping* e aggiungendo poi il *nodding*.

L'immagine astronomica risulta immersa in un fondo variabile, come già detto in precedenza, denominato *background*, che indicheremo con a nel seguito. Il segnale s_P che arriva dalla direzione di coordinate (x, y) , al tempo t , nel punto P del piano immagine, è dato da:

$$s_P = T_P \times [f(x, y) + a(x, y, t)] \quad (1.3)$$

dove T_P rappresenta la funzione di trasferimento del sistema, $f(x, y)$ è il segnale proveniente dalla sorgente cosmica e $a(x, y, t)$ è il termine di *background*.

Il problema che ci si pone è quello di valutare la distribuzione f e questo risulta possibile solo se si conosce effettivamente il *background* a . Tramite osservazione con la sola tecnica di *chopping* si arriva ad una possibile soluzione:

puntando il telescopio verso una porzione di cielo senza segnale tramite spostamento di Δ arcosecondi (quantità denominata *distanza di chopping*) nella direzione y , si ottiene infatti:

$$s'_P = T_P \times [f(x, y + \Delta) + a(x, y + \Delta, t')] \quad (1.4)$$

dove t' corrisponde ad un tempo di osservazione vicino a t .

Sfortunatamente tale tecnica ha due svantaggi:

- Le due immagini ottenute muovendo lo specchio secondario possono essere affette da variazioni residue di *background*, dovute alle differenze termiche tra le due configurazioni del telescopio. In altre parole, la tecnica di *chopping* è equivalente ad una rapida traslazione tra due differenti telescopi: (A) per la sorgente e (B) per il cielo.

Denoteremo con Δa_{AB} la differenza residua tra i corrispondenti sfondi.

- Per ragioni ottiche e meccaniche l'ampiezza di *chopping* è solitamente inferiore a 60 arcosecondi, cioè non è possibile osservare una porzione di cielo troppo lontano dalla sorgente di luce. Se il telescopio è molto sensibile, o la sorgente ha dimensioni elevate, nel suo intorno si rileverà una percentuale di luminosità molto alta, ovvero risulterà:

$$f(x, y + \Delta) \neq 0.$$

In base a queste considerazioni la differenza $s_P - s'_P$, che chiameremo Δs_A , sarà dipendente dal termine Δa_{AB} ; per eliminare tale fattore viene utilizzata la tecnica chiamata *nodding*: il telescopio viene puntato verso una regione differente del cielo, in modo tale che la sorgente sia osservata con il

telescopio (B); cioè risulta equivalente ad una traslazione di $-\Delta$. Ripetendo l'intera sequenza, nel punto P si ottiene una nuova espressione del segnale che denoteremo Δs_B . Sottraendo Δs_B da Δs_A si ottiene la cosiddetta “*chopped and nodded image*” (in notazione: $g(x, y)$). Tale immagine è indipendente dal fondo atmosferico e dal modello termico del telescopio. Se la distribuzione di luminosità della sorgente è compatta, cioè $f(x, y - \Delta) = f(x, y + \Delta) = 0$, allora il problema della ricostruzione di $f(x, y)$ è risolto.

In generale, i telescopi giganti richiedono dimensioni di pixel molto piccole e utilizzano basse ampiezze di chopping, quindi si deduce che il caso in cui $f(x, y - \Delta) = f(x, y + \Delta) = 0$ non è un caso standard.

1.4 Risultati ottenuti con tali tecniche

Il frame ottenuto con la tecnica del *chopping and nodding* conterrà la stella con luminosità doppia e le sue controparti negative (se il massimo della stella è in coordinate (x_s, y_s) i massimi negativi delle controparti saranno in $(x_s, y_s + \Delta)$ e $(x_s, y_s - \Delta)$). Per rendere meglio comprensibile il reale funzionamento della tecnica del *chopping and nodding* osserviamo il procedimento nel dettaglio.

Le immagini seguenti rappresentano le fasi principali di tale tecnica: in figura 1.3 possiamo osservare il risultato concreto dei singoli passi della tecnica di *chopping and nodding* che descriveremo nuovamente ponendo l'accento sull'impatto visivo piuttosto che su formalismi matematici.

- Puntando il telescopio sulla stella di interesse otteniamo un'immagine che contiene il segnale del corpo celeste sommato al segnale del *background* in modo tale da rendere irriconoscibile il primo (fig.1.3a).

- Per poter vedere qualcosa bisogna eseguire il *chopping* di tale immagine con quella ottenuta muovendo il solo specchio secondario (fig.1.3b), ovvero si sottraggono le due immagini (ottenendo un'immagine *chopped*).

In effetti il procedimento di *chopping* non viene effettuato su immagini acquisite singolarmente (dette *shot*): dopo pochi microsecondi di “posa” sull’obiettivo scelto (0.02007 secondi nel nostro caso), viene caricato in memoria uno *shot*, quindi si muove lo specchio secondario e si ripete l’operazione di lettura del segnale acquisendo un secondo *shot*. Ripetendo tale operazione per un certo numero di volte fissato dall’osservatore (1000 per la maggior parte delle nostre immagini) in base a diversi parametri (condizioni atmosferiche, visibilità, stato del rivelatore, caratteristiche del target, etc.).

Successivamente vengono salvati due soli frame contenenti la somma dei due gruppi di *shot*, quelli relativi al telescopio allo stato iniziale e quelli acquisiti muovendo lo specchio secondario. L’immagine *chopped* è il risultato della sottrazione di questi due frame.

- Il risultato ottenuto è un’immagine con ancora residui del segnale di fondo (fig.1.3e).
- Per eliminare anche questi ultimi bisogna acquisire ulteriori informazioni sul *background* muovendo, questa volta, l’intero telescopio (*nodding*) e ripetendo l’operazione di sottrazione (l’immagine risultante è in fig.1.3f) sulle due nuove immagini memorizzate (fig.1.3c e fig.1.3d).
- Quindi si procede nell’associazione dei dati sottraendo al frame di fig.1.3e quello in fig.1.3f.

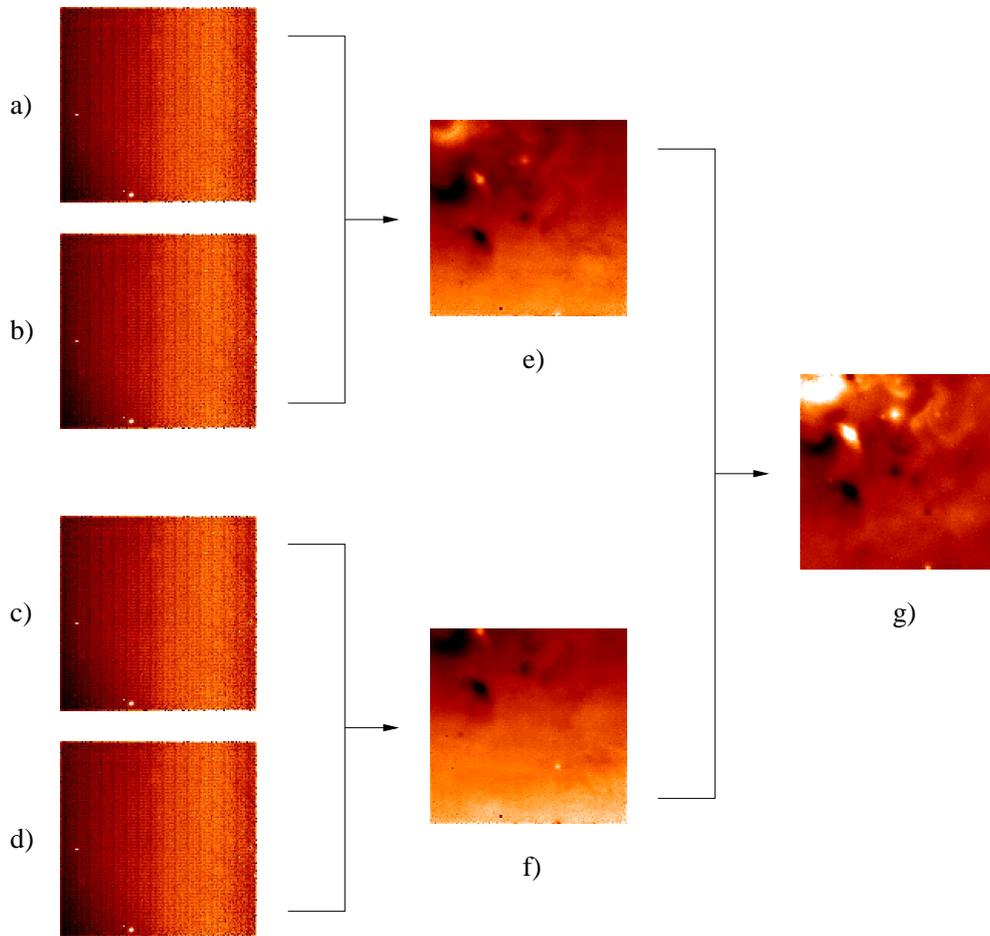


Figura 1.3: a) Immagine ottenuta puntando il telescopio sulla sorgente. b) Immagine ottenuta muovendo il solo specchio secondario. c) Immagine ottenuta spostando il telescopio (*nodded*). d) Immagine ottenuta muovendo lo specchio secondario del telescopio spostato (*nodded*). e) Immagine ottenuta sottraendo a) e b) (*chopped*). f) Immagine ottenuta sottraendo c) e d) (*chopped*). g) Immagine ottenuta sottraendo e) e f) (*chopped and nodded*).

Nella figura successiva osserviamo che la sola tecnica del *chopping* non è sufficiente ad eliminare completamente la presenza del *background* e deve

perció essere affiancata da quella del *nodding*:

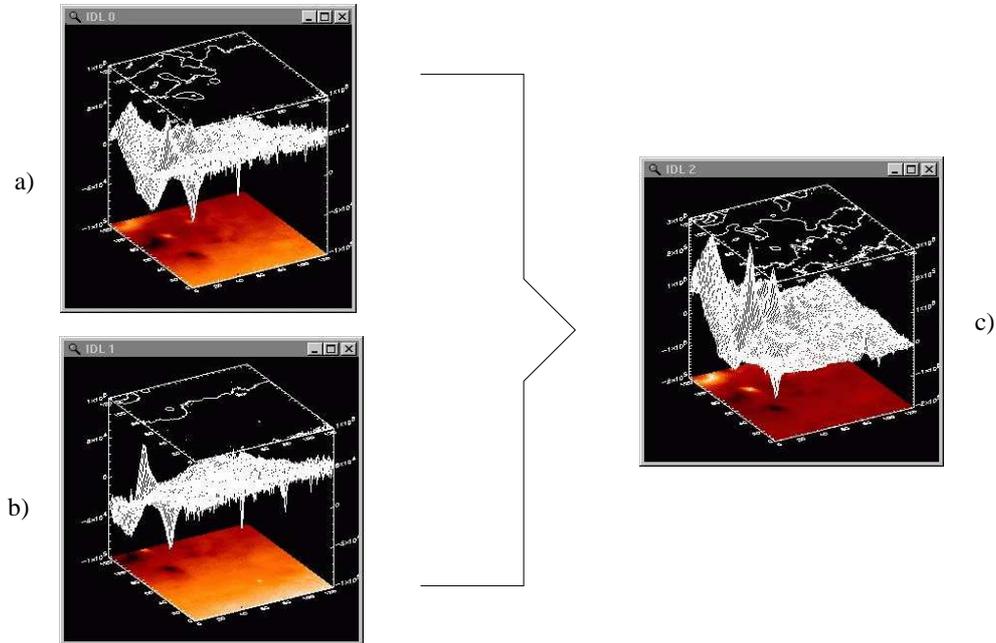


Figura 1.4: a) Immagine chopped. b) Immagine *chopped* ottenuta dopo lo spostamento del telescopio. c) Immagine *chopped and nodded*, ovvero la sottrazione delle precedenti.

Con l'uso della tecnica del *chopping and nodding* si è potuto quindi ottenere un'immagine abbastanza nitida delle sorgenti osservate. Nell'immagine c) si vede come il residuo gradiente di segnale di fondo presente in a) e b) venga eliminato nella sottrazione (fig.1.4c).

1.5 Problemi da affrontare

Il frame ottenuto a seguito del *chopping and nodding* ha introdotto le controparti negative del segnale. Di conseguenza ogni sorgente luminosa osservata con questa tecnica si porterà dietro dei duplicati negativi di se stessa a

distanza $(0, +\Delta)$ e $(0, -\Delta)$. Questo tipo di artefatto è risolto dall'algoritmo di inversione descritto nel capitolo 2 ([5]). Il set di immagini ha inoltre altri tipi di problemi, la maggior parte dei quali introdotti dall'elettronica del sistema di acquisizione. Vediamo i più significativi:

- *cosmic ray*: la caratteristica di questo problema è un singolo pixel di intensità luminosa molto alta (in valore assoluto) rispetto ai pixel circostanti (vedo un punto bianco su fondo scuro o un punto nero su fondo chiaro).

Posso trovare *cosmic rays* in qualunque tipo di immagini e a volte anche dopo la loro rimozione possono essere re-introdotti dall'applicazione di alcune operazioni di filtraggio (come l'algoritmo di inversione che vedremo nel prossimo capitolo).

L'origine di tali artefatti è la presenza nello spazio di sorgenti che emettono particelle di energia estremamente elevata. Tali segnali cosmici impressionano il rivelatore lasciando tracce simili a bruciature dovute al tempo di esposizione relativamente lungo (0.02 sec. per *shot*, cioè per singolo frame acquisito dal telescopio) del CCD (*Charge Coupled Device*, cioè la matrice fotosensibile che fa le veci della pellicola di una macchina fotografica)(fig.1.6).

- *bad columns and rows*: questo artefatto si presenta come una sorta di "pettine": lungo le colonne (o le righe) dell'immagine ci sono delle righe scure e leggermente sbiadite che alterano la variazione media dell'intensità luminosa del frame. Il modo migliore per eliminarle è di ricorrere a filtri mediani o a medie robuste applicate a tutte le colonne (o righe) affette dal problema. In seguito vedremo più dettagliatamente gli algoritmi ideati a tale scopo.

La causa dell'artefatto è il *rumore di lettura* più alto in alcuni gruppi di pixel del rivelatore e affligge, quindi, tutte le immagini che contengano delle sorgenti abbastanza luminose da rendere visibile la differenza di risposta dei pixel del CCD (fig.1.6).

- *bad deep columns and rows*: si parla di “strisciate” (altrimenti dette *bad deep columns* o *bad deep rows* a seconda che riguardino le colonne o le righe rispettivamente) quando nell'immagine siano visibili delle righe più scure lungo tutto o parte del frame. Tali strisce hanno una periodicità dovuta all'elettronica del sistema di acquisizione; si ripresentano, cioè, ogni D righe (o colonne) della stessa immagine, dove D è un numero costante legato alla struttura del rivelatore (nel nostro caso $D = 8$).

Questo tipo di artefatto si trova in immagini che contengono oggetti particolarmente brillanti ed è spesso associato al problema dei *bad channels* descritto più avanti.

L'origine delle *bad deep columns and rows* è da ricercarsi nell'hardware del rivelatore: come spiegherò meglio più sotto, infatti, il sovraccarico di fotoni acquisito rende momentaneamente “ciechi” alcuni pixel finché l'effetto non si smorza e si annulla al proseguire del tempo. Questo problema differisce dal successivo in quanto si verifica anche con fonti luminose di minore intensità ed ha un effetto visivo molto diverso (fig.1.7).

- *bad channels*: questo tipo di artefatto, che si presenta come una serie di pixel alternati di luminosità (in modulo) di gran lunga superiore a quella dei pixel circostanti, è uno dei più ostici da rimuovere, spesso ci si accontenta di una “pulizia” parziale dell'immagine. Questi *bad*

pixels affliggono le righe o le colonne dell'immagine a seconda che si consideri il frame originale così come è stato salvato all'acquisizione oppure la sua rotazione di 90° utile ad allineare tutte le immagini in modo conforme all'orientamento standard.

I *bad channels* compaiono su tutti i frame che interessano aree con sorgenti molto luminose (nel nostro caso il problema si verificava solo con *Becklin-Neugebauer* (*BN*): vedremo in seguito a quale stella ci stiamo riferendo).

La causa di tale artefatto è il sovraccarico del rivelatore: il fenomeno è lo stesso di quando osserviamo il sole in pieno giorno ad occhio nudo; dopo pochi secondi la nostra retina rimane impressa dalla luce solare e impiega alcuni minuti per tornare allo stato normale e poter nuovamente acquisire immagini non affette da aloni (fase di scarica). Lo stesso avviene con il sistema di acquisizione del telescopio a infrarosso: le stelle troppo brillanti sovraccaricano i pixel che restano come accecati e non riescono a leggere altri dati se non dopo un certo tempo (proporzionale alla luminosità della stella) (fig.1.7).

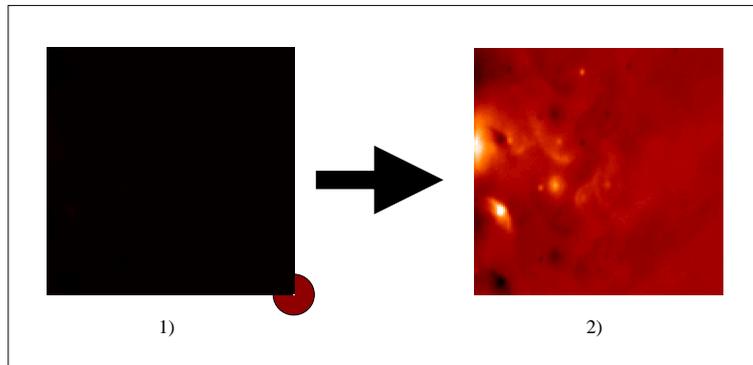


Figura 1.5: Questi due frame mostrano un caso particolare di *cosmic ray*: in 1) il disco rosso evidenzia il *bad pixel* che impedisce la visualizzazione corretta dell'immagine. In 2) vediamo come la rimozione tramite apposito filtro di tale pixel ci permetta di recuperare tutti i dati.

In figura 1.5 vediamo un caso in cui un singolo pixel affetto dal problema definito come *cosmic ray* rende il resto del frame invisibile (tutto nero) e basta rimuoverlo con un apposito filtro per recuperare tutte le informazioni sull'immagine.

Le seguenti figure rappresentano un esempio di *bad columns* e *cosmic ray*: in alcuni casi i *cosmic ray* affliggono in maniera più evidente le immagini (come abbiamo visto in figura 1.5).

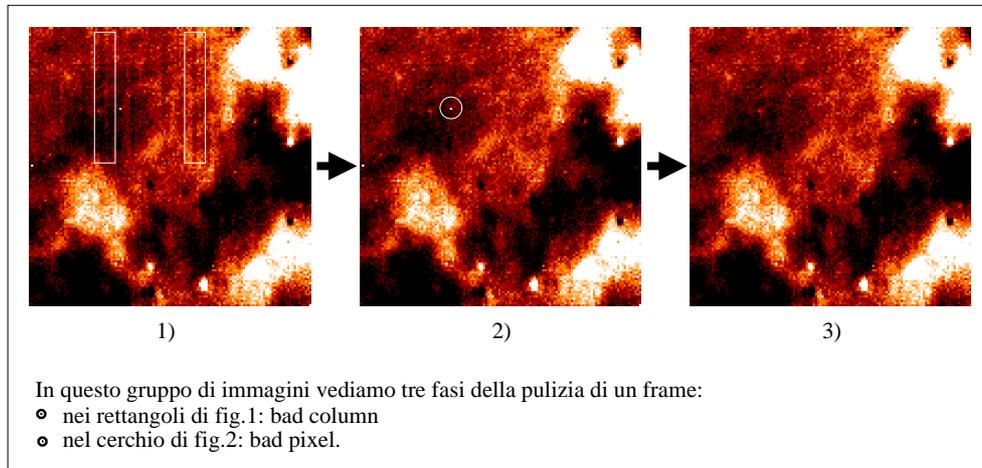


Figura 1.6: Queste tre immagini rappresentano un esempio di artefatti e della loro rimozione: In 1) possiamo notare le *bad columns* messe in evidenza dai riquadri bianchi e comunque presenti sull'intera porzione superiore del frame. In 2) vediamo un caso di *cosmic ray*, cioè il punto bianco racchiuso nel cerchio bianco. In questo frame sono già state eliminate le *bad columns*. In 3) abbiamo un primo esempio di come si può migliorare la cosmesi di un'immagine senza alterare i dati.

Le seguenti immagini mostrano un esempio di due diversi tipi di problema da cui possono essere affette le immagini che rappresentano oggetti particolarmente brillanti.

Come vedremo in seguito questi artefatti sono particolarmente difficili da eliminare anche perché lasciano spesso dei residui nella colonna centrale dell'immagine, una sorta di "colonna vertebrale" composta da gruppi di *bad pixel*, di pixel, cioè, di intensità molto al di sopra della media.

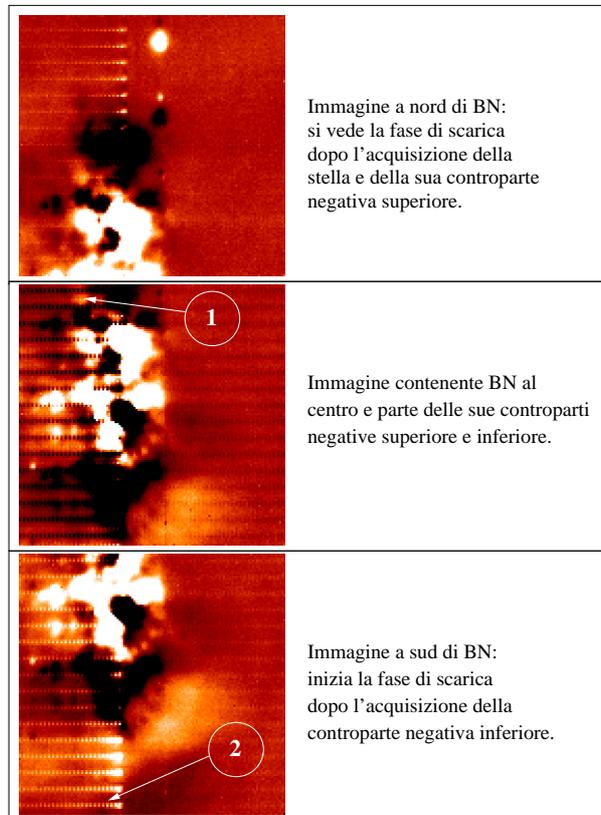


Figura 1.7: In questo gruppo di figure osserviamo una sequenza di immagini che interessano la stessa area (*BN*) dove è possibile notare l'effetto dei *bad channels* e delle *bad deep rows*. In (1) possiamo notare i *bad channels*: cioè le righe composte di quadretti neri alternati. In (2) vediamo le *bad deep rows*, ovvero le righe più chiare subito sotto il *bad channel*.

Vedremo poi in dettaglio le tecniche adottate per risolvere questi problemi in §3.2. Nel corso dell'elaborazione dei dati acquisiti, inoltre, si sono incontrati altri problemi risolti a seconda del tipo di immagine trattato, vedremo i dettagli in seguito.

Capitolo 2

Impostazione matematica del problema e implementazione dell'algoritmo

Nelle osservazioni compiute da telescopi terrestri nelle lunghezze d'onda dell'infrarosso termico è necessario risolvere il problema dell'estrazione del segnale astronomico dal flusso del background. La strategia di osservazione più comunemente usata è la cosiddetta tecnica differenziale di "chopping and nodding" (descritta in §1.3). Tale strategia produce ottimi risultati unicamente nel caso di sorgenti compatte e isolate; sorgenti estese e complesse possono essere facilmente distorte dalle loro controparti negative.

2.1 Introduzione all'algoritmo

Il metodo di ricostruzione che verrà esposto di seguito ci permetterà di rimuovere la distorsione dovuta alle controparti negative e di ridurre il *noise*. La

ricostruzione potrà essere tuttavia affetta da artefatti per la cui riduzione verranno proposte procedure adeguate.

Più avanti riprenderemo la descrizione della tecnica di *chopping and nodding* già vista in §1.3 per poter descrivere l'algoritmo di inversione usando una notazione consistente a quella di tutto il lavoro.

Come già detto nel capitolo precedente, l'immagine astronomica risulta immersa in un fondo variabile, denominato *background*, che chiameremo a nel seguito.

Il segnale s_P che arriva dalla direzione di coordinate (x, y) , al tempo t , nel punto P del piano immagine, è dato da:

$$s_P = T_P \times [f(x, y) + a(x, y, t)] \quad (2.1)$$

dove T_P rappresenta la funzione di trasferimento del sistema, $f(x, y)$ è il segnale proveniente dalla sorgente cosmica e $a(x, y, t)$ è il termine di *background*.

Il problema che ci si pone è quello di valutare la distribuzione f e questo risulta possibile solo se si conosce effettivamente il *background* a .

Tramite osservazione con la tecnica di *chopping*, precedentemente discussa, si era arrivati ad una possibile soluzione: facendo puntare il telescopio verso una porzione di cielo senza segnale tramite spostamento di Δ arcosecondi nella direzione y , si poteva ottenere:

$$s'_P = T_P \times [f(x, y + \Delta) + a(x, y + \Delta, t')] \quad (2.2)$$

dove t' corrisponde ad un tempo di osservazione vicino a t .

Sfortunatamente tale tecnica ha due svantaggi:

- Le due immagini ottenute muovendo lo specchio secondario possono essere affette da variazioni residue di *background*, dovute alle differenze termiche tra le due configurazioni del telescopio. In altre parole, la tecnica di *chopping* è equivalente ad una rapida traslazione tra due differenti telescopi: (A) per la sorgente e (B) per il cielo.

Denoteremo con Δa_{AB} la differenza residua tra i corrispondenti sfondi.

- Per ragioni ottiche e meccaniche l'ampiezza di *chopping* è solitamente inferiore a 60 arcosecondi, cioè non è possibile osservare una porzione di cielo troppo lontano dalla sorgente di luce. Se il telescopio è molto sensibile, o la sorgente ha dimensioni elevate, nel suo intorno si rileverà una percentuale di luminosità molto alta, ovvero risulterà:

$$f(x, y + \Delta) \neq 0.$$

In base a queste considerazioni la differenza $s_P - s'_P$ sarà data, in generale, da:

$$\Delta s_A = (s_P - s'_P) = T_P \times [f(x, y) - f(x, y + \Delta) + \Delta a_{AB}] \quad (2.3)$$

dove con Δs_A si indica che la sorgente è stata osservata con il telescopio (A).

Per eliminare il fattore Δa_{AB} , viene utilizzata una tecnica particolare chiamata *nodding*: il telescopio viene puntato verso una regione differente del cielo, in modo tale che la sorgente sia osservata con il telescopio (B); cioè risulta equivalente ad una traslazione di $-\Delta$ nella coordinata y .

In questo modo, nel punto P si ottiene il segnale s''_P e, ripetendo l'intera sequenza, il risultato è:

$$\Delta s_B = (s''_P - s_P) = T_P \times [f(x, y - \Delta) - f(x, y) + \Delta a_{AB}] \quad (2.4)$$

dove con Δs_B si indica che l'oggetto è stato osservato con il telescopio (B).

s''_P rappresenta il segnale ottenuto con la tecnica descritta sopra.

Sottraendo l'equazione (2.4) dalla (2.3) si ottiene la cosiddetta "*chopped and nodded image*":

$$g_\Delta(x, y) = \Delta s_A - \Delta s_B = T_P \times [-f(x, y - \Delta) + 2f(x, y) - f(x, y + \Delta)] \quad (2.5)$$

Tale immagine è indipendente dal fondo atmosferico e dal modello termico del telescopio. Se la distribuzione di luminosità della sorgente è compatta, cioè $f(x, y - \Delta) = f(x, y + \Delta) = 0$, allora il problema della ricostruzione di $f(x, y)$ è risolto, altrimenti è necessario un metodo di ricostruzione di $f(x, y)$ dall'immagine $g(x, y)$.

In generale, i telescopi giganti richiedono scale di pixel molto piccole e uti-

lizzano basse ampiezze di chopping, quindi si deduce che il caso in cui

$$f(x, y - \Delta) = f(x, y + \Delta) = 0 \text{ non è un caso standard.}$$

2.2 Modellizzazione matematica

Per semplicità si pone $T_P = 1$ nell'equazione (2.5). Se si calcola la trasformata di Fourier di ambo i membri, si ottiene:

$$g_{\Delta}(\omega_x, \omega_y) = 4 \sin^2 \frac{1}{2} \Delta \omega_y \hat{f}(\omega_x, \omega_y) \quad (2.6)$$

dove ω_x, ω_y sono le frequenze associate alle variabili spaziali x, y .

Come già osservò Beckers [1], l'equazione (2.6) evidenzia che l'immagine *chopped and noddled*, così come l'immagine *chopped*, non contiene informazioni sulla trasformata di Fourier $\hat{f}(\omega_x, \omega_y)$ alle frequenze $\omega_{y,k} = 2\pi k/\Delta$ (con $k = 0, \pm 1, \pm 2, \dots$), anche se $g_{\Delta}(\omega_x, \omega_y)$ è diversa da zero in tali frequenze a causa del noise che contamina la $g_{\Delta}(x, y)$.

Per questo motivo la ricostruzione di $\hat{f}(\omega_x, \omega_y)$ non può essere ottenuta dividendo l'equazione (2.6) per il fattore $\sin^2(\Delta\omega_y/2)$; in effetti calcolare l'immagine $f(x, y)$, partendo dall'acquisizione $g_{\Delta}(x, y)$ risulta un problema "mal posto".

Per ovviare a questo inconveniente si possono utilizzare metodi di regolarizzazione [2]. In generale questi non possono far ricorso a metodi di Fourier, poiché f e g sono definite su domini diversi. Infatti, se la regione da prendere in considerazione corrisponde all'intervallo $[0, Y]$ nella variabile y , $g_{\Delta}(x, y)$ è ivi definita (per x fissato) ma, come si può dedurre dall'equazione (2.5), essa riceve contributi dai valori di $f(x, y)$ nell'intervallo $[-\Delta, Y + \Delta]$, che è molto

più ampio di $[0, Y]$. Un metodo che ricostruisca $f(x, y)$ in questo intervallo porterà un aumento del *range*. Di questo fatto si deve tenere conto quando si discretizza il problema.

Assumiamo che il piano del detector sia suddiviso in $N \times N$ pixels ciascuno con dimensione $\delta \times \delta$, etichettati con indice j , corrispondente alla colonna (variabile x) e con indice m corrispondente alla riga (variabile y) dell'array. Inoltre supponiamo che la direzione del movimento di chopping sia parallela alle colonne e che l'ampiezza di chopping Δ sia un multiplo della distanza di campionamento δ ($\Delta = K\delta$). Spesso consideriamo la maggior parte delle immagini delle 128×128 con K tipicamente (ma non necessariamente) fra 30 e 50.

Se $g_{j,m}$ e $f_{j,m}$ sono rispettivamente i campioni di $g(x, y)$ e $f(x, y)$, per ogni indice j , i valori $g_{j,m}$ (con $m = 1, \dots, N$) formano un vettore di lunghezza N che denoteremo con \mathbf{g}_j . Esso riceve contributi dagli $N + 2K$ valori di $f_{j,m}$ ($m = 1, \dots, N + 2K$) il quale forma un vettore \mathbf{f}_j di lunghezza $N + 2K$. Le componenti di \mathbf{f}_j con $m = K + 1, \dots, K + N$ corrispondono ai punti di campionamento nella regione di interesse, che chiameremo *regione d'osservazione*. Con le notazioni sopra citate, l'equazione (2.5) viene modificata, in termini discreti, nella relazione:

$$g_{j,m} = -f_{j,m} + 2f_{j,m+K} - f_{j,m+2K}. \quad (2.7)$$

Introduciamo ora la matrice di *imaging* $[A]$ definita come:

$$[A]_{m,n} = -\delta_{m,n} + 2\delta_{m+K,n} - \delta_{m+2K,n} \quad (2.8)$$

dove $m = 1, 2, \dots, N$ e $n = 1, 2, \dots, N + 2K$ ed inoltre vale:

$$\delta_{m,n} = \begin{cases} 0 & \text{se } m = n \\ 1 & \text{se } m \neq n \end{cases} \quad (2.9)$$

In notazione matriciale l'equazione (2.7) diventa:

$$\mathbf{g}_j = [A]\mathbf{f}_j. \quad (2.10)$$

$[A]$ è una matrice rettangolare con N righe e $N + 2K$ colonne. Ne segue che il sistema lineare dell'equazione (2.10) è sottodeterminato e, per ogni \mathbf{g}_j , ci sono almeno $2K$ soluzioni linearmente indipendenti.

Dato che la matrice di *imaging* non dipende dall'indice j , il problema di ricostruzione di immagini si riduce al problema di risolvere l'equazione (2.10) per ogni colonna dell'immagine.

Poiché la matrice $[A]$ risulta mal condizionata, la soluzione è numericamente instabile e di ciò occorrerà tenere conto. Utilizzando il modello descritto dall'equazione (2.10), però, si commettono diversi tipi di errori:

- Il primo errore è dovuto al *noise* che consiste soprattutto in *read-out noise* e *background Poisson noise* (cioè *rumore gaussiano bianco*). Dal momento che nel caso di grande *background* il secondo prevale, l'immagine reale può essere rappresentata nel seguente modo:

$$\mathbf{g}_j = [A]\mathbf{f}_j + \mathbf{w}_j \quad (2.11)$$

dove \mathbf{w}_j è una realizzazione di un processo gaussiano. Quando si approssima l'equazione (2.11) con la (2.10) si commette un errore che viene riprodotto e può essere amplificato dal metodo di ricostruzione a causa del mal condizionamento della matrice $[A]$. Per eliminare questo problema si fa uso di metodi che regolarizzano la soluzione, cioè che permettono di ottenere soluzioni approssimate e numericamente stabili.

- Il secondo errore può essere causato dal fatto che l'ampiezza di chopping Δ non è un multiplo intero della dimensione δ dei pixels.

In questo caso l'espressione semplice che usiamo per la matrice $[A]$ dovrà essere sostituita da una più complicata.

Da simulazioni numeriche si è notato che, se il valore Δ/δ è piuttosto grande, come accade in pratica, questo problema perde importanza.

Si può ottenere lo stesso risultato utilizzando, come valore di K , l'intero più vicino a Δ/δ .

- Il terzo tipo di errore che si può commettere è causato dal non allineamento del detector array con la direzione di chopping e nodding. Si tratta dell'errore più serio tra quelli esposti poiché viola un'assunzione fondamentale, cioè che la ricostruzione dell'immagine possa essere effettuata colonna per colonna. Se si verifica tale situazione è necessario correggerla mediante una rotazione dell'immagine acquisita.

2.3 Il metodo d'inversione

La matrice di *imaging* $[A]$ è rettangolare, con N righe e $N + 2K$ colonne. Da un'analisi completa delle proprietà matematiche di tale matrice ([6]) si può vedere che non esiste un'unica soluzione all'equazione (2.10). Si utilizzano, perciò, criteri per trovare una possibile approssimazione dell'immagine originale, come, ad esempio, la *soluzione generalizzata* che è la soluzione ai minimi quadrati avente norma minima.

Chiameremo con \mathbf{f}_j^\dagger la soluzione generalizzata corrispondente a \mathbf{g}_j e con \mathbf{f}^\dagger l'immagine $(N + 2K) \times N$ le cui colonne sono fornite dal vettore \mathbf{f}_j^\dagger . La soluzione si ottiene moltiplicando il vettore \mathbf{g}_j per $[A]^\dagger$, la matrice inversa di A , detta anche di *Moore-Penrose*.

La matrice A risulta mal condizionata; di conseguenza la soluzione generalizzata perde significato poiché altamente corrotta dalla propagazione del *noise*.

Per risolvere il problema, come già visto, si cercano delle approssimazioni della soluzione ideale che si discostino dalla stessa entro una tolleranza fissata.

La soluzione più efficace per questo tipo di problema è quella fornita dal *Metodo di Landweber* con vincolo di positività.

2.3.1 Metodo di Landweber con positività

Questo metodo risulta molto efficace per il suo effetto di "regolarizzazione" della soluzione. Ad ogni passo viene trovata un'approssimazione che si avvicina sempre più a quella ideale.

Il processo iterativo è composto dai seguenti passi:

$$\begin{cases} \mathbf{f}_j^{(0)} = 0 \\ \mathbf{f}_j^{(k+1)} = P_+[\mathbf{f}_j^{(k)} + \tau([A]^T g - [A]^T[A]\mathbf{f}_j^{(k)})] \end{cases} \quad (2.12)$$

dove:

- $[A]^T$ è la trasposta della matrice $[A]$
- P_+ è l'operatore che garantisce il vincolo di positività, cioè la proiezione convessa nello spazio chiuso e convesso di vettori non-negativi definito da:

$$(P_+\mathbf{f})_n = \begin{cases} f_n & \text{se } f_n > 0 \\ 0 & \text{se } f_n \leq 0 \end{cases} \quad (2.13)$$

- τ è il *parametro di rilassamento* che varia tra i valori:

$$0 < \tau < \frac{2}{\sigma_1^2} \quad (2.14)$$

dove σ_1 è il più grande *valore singolare* della matrice A (Appendice A). Per il nostro tipo di problema deve essere minore di 0.125 (nel codice si pone $\tau = 0.1125$).

2.3.2 Proprietà del metodo

- Partendo dalla condizione iniziale $f_j^{(0)}$, si verifica che $f_j^{(k)}$ converge, per $k \rightarrow \infty$, ad una soluzione non negativa dell'equazione (2.10).
Se prendiamo $f_j^{(0)} = 0$, è ragionevole supporre che $f_j^{(k)}$ converga alla soluzione non negativa di minima norma Euclidea.
- Come già detto, il metodo ha la proprietà regolarizzante denominata *semiconvergenza*: $f_j^{(k)}$, inizialmente, approssima la distribuzione di luce

ma, aumentando le iterazioni, si ottiene l'effetto contrario, ovvero tende ad una soluzione altamente contaminata da noise, che risulta priva di significato.

2.3.3 Criteri di stop

Sotto queste ipotesi, risulta molto importante avere un criterio per interrompere le iterazioni, nel momento in cui si ottiene la migliore approssimazione. Proponiamo due criteri di stop basati sul così detto *principio della discrepanza* (Bertero & Boccacci 1998). Il primo si applica colonna per colonna. Definiamo la *discrepanza* $\varepsilon_j^{(k)}$ fra la j -esima colonna dei dati misurati e la j -esima colonna dei dati ottenuti dalla k -esima iterazione come *scarto quadratico medio* (r.m.s. dall'inglese *root mean square error*) del vettore $[A]\mathbf{f}_j^{(k)} - \mathbf{g}_j$:

$$\varepsilon_j^{(k)} = \|[A]\mathbf{f}_j^{(k)} - \mathbf{g}_j\| = \left(\frac{1}{N} \sum_{n=1}^N |([A]\mathbf{f}_j^{(k)})_n - g_{j,n}|^2 \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (2.15)$$

Dai risultati generali sul metodo di Landwaber proiettato (Eicke 1992), è noto che $\varepsilon_j^{(k)}$ è una funzione decrescente di k , tende a zero per $k \rightarrow \infty$. Quindi, in accordo col principio della discrepanza, le iterazioni si possono fermare quando $\varepsilon_j^{(k)}$ diventa più piccolo di una stima ε_j dello scarto quadratico medio di $\|\mathbf{w}_j\|$. Nel caso di *noise* bianco con varianza σ^2 , una stima abbastanza naturale è $\|\mathbf{w}_j\| \simeq \sigma$, perciò si possono fermare le iterazioni quando $\varepsilon_j^{(k)} \leq \sigma$. Applicare questo criterio significa che non si sta cercando un fit accurato dei dati perché, in questo caso, si cercherebbe una soluzione che modelli non solo

il segnale ma anche il *noise*.

Anche se si usasse lo stesso valore ε_j per tutte le colonne, il numero delle iterazioni generalmente cambierà da colonna a colonna: il numero delle iterazioni è piccolo se la colonna è caratterizzata da un valore basso di S/N (*signal to noise ratio*, vedi §1.1.1) ed è grande se il rapporto segnale-rumore è alto. Se non ci si aspetta che il rapporto S/N cambi drammaticamente da colonna a colonna può essere più conveniente usare il secondo criterio di stop che prevede lo stesso numero di iterazioni per tutte le colonne. A questo scopo definiamo la *discrepanza relativa media* come:

$$\varepsilon^{(k)} = \left(\frac{\sum_{j=1}^{N'} \| [A] \mathbf{f}_j^{(k)} - g_j \|^2}{\sum_{j=1}^{N'} \| g_j \|^2} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (2.16)$$

dove N' è il numero delle colonne da ricostruire. Si possono fermare le iterazioni quando $\varepsilon^{(k)}$ è più piccolo di una stima ε dell'errore r.m.s relativo che affligge l'immagine. Tipicamente usiamo un valore di ε corrispondente a un errore percentuale piccolo. Se abbiamo una stima di σ , possiamo ottenere una stima di ε sostituendo ogni termine nel numeratore dell'equazione 2.16 con $\| \mathbf{w}_j \|^2 \simeq \sigma^2$. Perciò, se abbiamo due immagini dello stesso oggetto con differenti livelli di *noise*, possiamo usare un valore di ε grande, quindi un numero di iterazioni piccolo, per quella affetta da una maggiore quantità di *noise*.

Comunque, nel caso di immagini particolarmente rumorose è importante osservare che, se si usa il valore di ε sopra definito, il criterio di stop ferma

le iterazioni troppo presto. Questo effetto è dovuto ad una proprietà del principio della discrepanza scoperto empiricamente e ben documentato in letteratura (Bertero & Boccacci 1998). Il criterio può essere corretto usando un valore di ε più piccolo di quello sopra definito (per esempio di un fattore due).

Capitolo 3

Applicazione al caso della Nebulosa di Orione

Nelle prossime sezioni analizzeremo in dettaglio l'insieme dei dati su cui si è lavorato e i vari passi compiuti nell'elaborazione della mappa finale. Le immagini originali provenienti dal telescopio a infrarosso UKIRT sono state analizzate e "pulite" da ogni tipo di artefatto. Una volta ottenute le migliori immagini possibili le si è correlate fino a formarne dei mosaici più o meno estesi e da questi ultimi è stato successivamente formato un mosaico unico più grande. I dati finali sono stati poi invertiti con l'algoritmo descritto nel capitolo precedente e ulteriormente combinati insieme. Per seguire meglio il processo di elaborazione si è pensato di approfondire il lavoro svolto solo su alcune immagini prese a campione anche perché i problemi incontrati e le soluzioni adottate si sono ripetuti per più immagini.

3.1 Presentazione dei dati

L'oggetto dei nostri studi, la nebulosa di Orione, è composto da stelle di diversa età. Orione è una fra le regioni dove si registra il maggior numero di nascite di corpi celesti ed è per questo soggetto di numerosi studi. Come abbiamo già detto, se interessa osservare oggetti che emettono energia a basse frequenze (come le protostelle), è necessario servirsi di particolari tecniche di acquisizione (vedi §1.3). Le aree più rilevanti per i nostri studi sono il *Trapezio* (che abbrevieremo con la sigla **TR**) e *Becklin-Neugebauer*, usualmente denominata più semplicemente **BN**.

In figura 3.1 osserviamo la disposizione delle stelle che prenderemo poi in analisi; vediamo il significato delle etichette poste sull'immagine:

- In (1) e in (3) vediamo le controparti negative inferiore e superiore di *BN*. Si noti come effettivamente le controparti negative ricalchino la forma di *BN*.
- In (2) è evidenziata *BN*. Questa è una stella diffusa, caratterizzata da una struttura complessa. Proprio a causa della sua forma e delle sue dimensioni è stato difficile ricostruire l'immagine originale (priva delle controparti negative). Il problema più grande è stato l'eliminazione degli artefatti introdotti dall'algoritmo di inversione descritto in §2. Vedremo in seguito come sono stati rimossi questi "ghost".
- In (4) e in (6) possiamo osservare le controparti negative superiore ed inferiore della regione denominata *TR*.
- In (5) segnaliamo l'area del *Trapezio*. A questa lunghezza d'onda non è possibile vedere la reale forma di questo gruppo di stelle (che è appunto

trapezoidale). Più avanti avremo modo di apprezzare tale caratteristica nel confronto con immagini della stessa regione ad altre lunghezze d'onda.

- In (7) notiamo una stella molto nota (una delle quattro formanti il *Trapezio*) denominata $\theta 1C$ (evidenziata dal cerchio nero che la circonda).

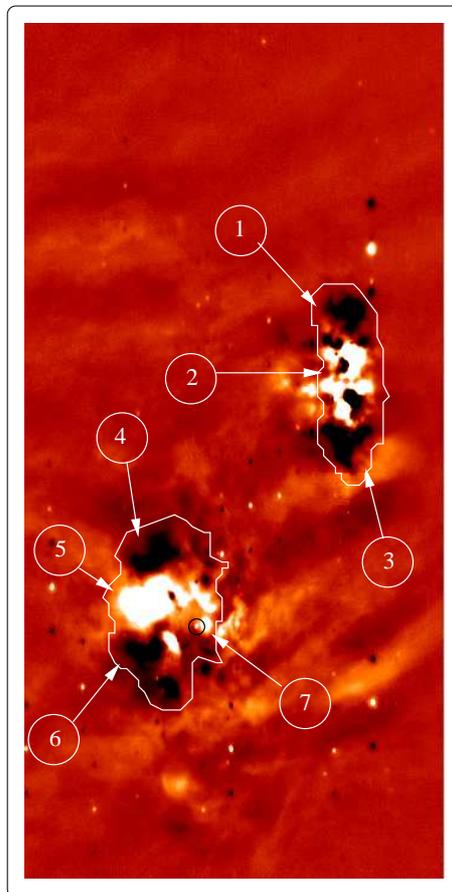


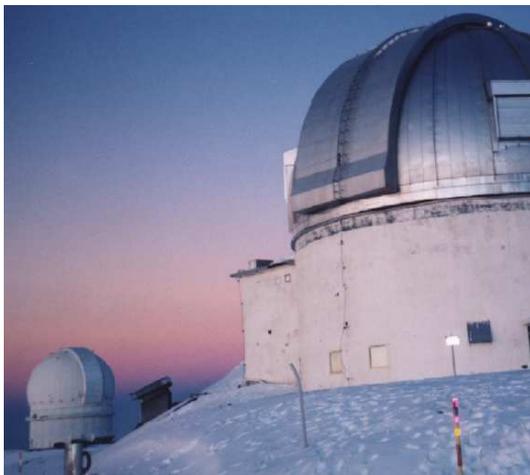
Figura 3.1: Immagine che rappresenta le stelle più interessanti tra quelle studiate. L'immagine è stata ottenuta come il risultato di un processo di mosaicing sulle immagini originali *chopped and nodded* del 27 Novembre 1998.

3.2 Osservazioni

Le osservazioni sono state fatte al UKIRT (United Kingdom Infra Red Telescope) nei periodi di Novembre 1998 (notti del 27 e del 28), Ottobre 1997 (notti del 17 e del 22) e Febbraio 1997 (notte del 7).

Il rivelatore utilizzato per tali acquisizioni, denominato MAX (acronimo per Mid infrared Array eXpandable)(Massimo Robberto e Herbst, 1998), si trova attualmente “in prestito” al UKIRT per concessione del Max Planck Institut für Astronomie (MPIA) di Heidelberg (Germania).

Lo UKIRT è un telescopio all’infrarosso di costruzione inglese posto sul vulcano di Mauna Kea (4194 mt.) sulla cosiddetta “Big Island” nell’arcipelago delle Hawai’i. Esso è stato messo al servizio di altre nazioni nell’intento di migliorarne le prestazioni.



a)



b)

Figura 3.2: a) Questa foto mostra il telescopio UKIRT in pieno giorno. Quando il telescopio non è attivo è possibile aprire la cupola, altrimenti si rischia di comprometterne la strumentazione. b) Immagine di UKIRT dal punto di vista dell’*outdoor camera*; si noti che a questa altitudine il segnale è più nitido anche grazie alla bassissima temperatura.

Ogni anno viene concessa una serie di notti a ogni gruppo di ricerca che abbia da proporre un programma scientifico di particolare interesse (ad eccezione dell'istituto MPIA che ha avuto a disposizione un centinaio di notti per quattro anni come ricompensa dell'aiuto prestato per ammodernare le attrezzature del UKIRT stesso). Durante questa finestra temporale ogni *équipe* mette a punto gli strumenti di acquisizione che intende usare e, se le condizioni atmosferiche lo permettono, osserva i suoi target.

Il telescopio inglese è fornito di quattro strumenti diversi, montati in direzione dei quattro punti cardinali: UFTI (rivelatore a $1 - 2.5\mu m$), TUFTI (rivelatore a $1 - 5\mu m$), CGS4 (spettrometro da $1 - 5\mu m$ utilizzato per la spettroscopia dei segnali spaziali) e infine MAX (da $4\mu m$ a $27\mu m$). La preparazione degli strumenti che si intendono usare richiede almeno un giorno di lavoro e le norme di sicurezza imposte data l'altitudine a cui è posto il telescopio non permettono di stare a lungo a lavorare su Mauna Kea. Nel preparare MAX si è posta cura nel raffreddamento della camera interna dello strumento utilizzando raffinate tecniche di criogenesi.

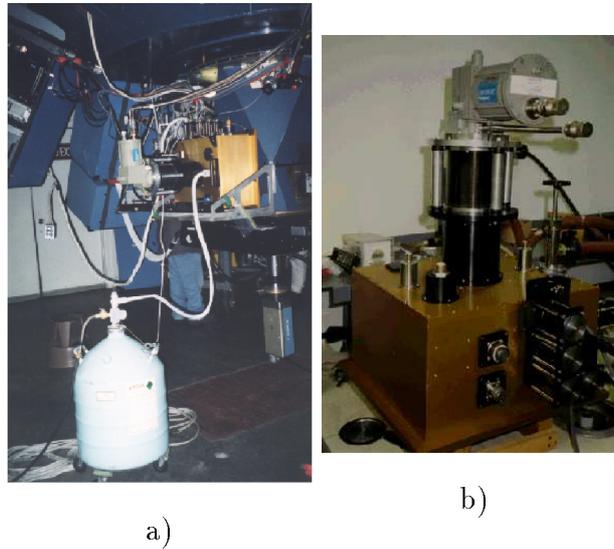


Figura 3.3: a) Foto della camera MAX come appare una volta montata sul telescopio UKIRT. b) Immagine di MAX prima dell'installazione: la "scatola" dorata in basso è la parte più importante del rivelatore.



Figura 3.4: c) Immagine raffigurante il "cuore" di UKIRT; in corrispondenza dei quattro punti cardinali sono montati i quattro strumenti a disposizione: UFTI, TUFTI, MAX e CGS4.

Una volta preparata la parte hardware degli strumenti lavorando a bassis-

sime temperature nella cupola del telescopio, si passa alla calibrazione degli strumenti lavorando nell'adiacente sala di controllo con la supervisione e l'aiuto di un telescope operator designato dal JAC (Joint Astronomy Centre, l'unità coordinatrice di un certo numero di telescopi posti su Mauna Kea). In questa seconda parte è essenziale mettere a punto gli strumenti usando vari campioni: l'idea è quella di stimare le condizioni di osservazione (massa d'aria, segnale di fondo, presenza di vento, grado di trasparenza dell'aria, umidità dell'aria, etc..) dando al telescopio dei target noti: cupola chiusa (assenza di segnale dal cielo: stimo così il *noise* introdotto dal calore della strumentazione), cielo senza stelle particolarmente brillanti (stima del *background*) e infine varie stelle note di diversa luminosità (stima dell'errore di misura commesso dallo strumento, individuazione delle opportune maschere (cioè filtri) da usare per eliminare i *bad pixel* del CCD (cioè quei pixel che sono parzialmente o completamente insensibili ai fotoni) e acquisizione di dati sulle condizioni atmosferiche: temperatura, massa d'aria, umidità, venti, nuvolosità...).

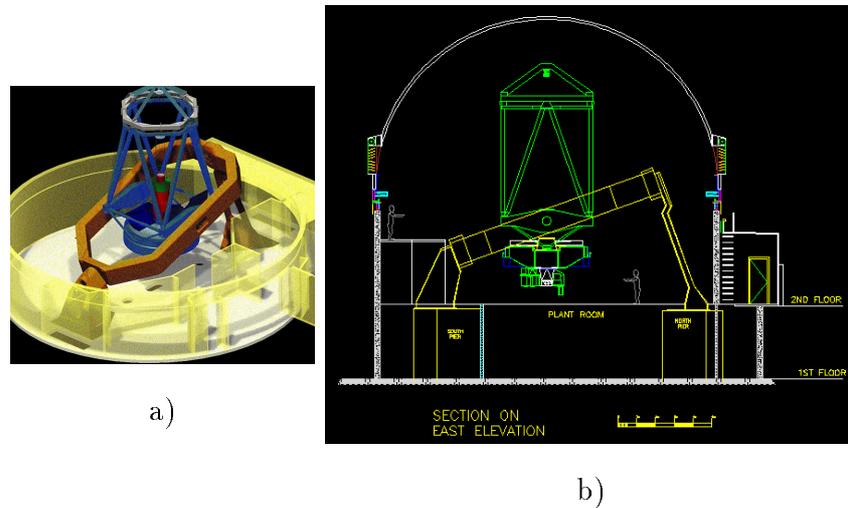


Figura 3.5: a) Immagine della struttura di UKIRT, si notino in particolare gli specchi, il cui movimento è fondamentale per la tecnica di *chopping and nodding*. b) Struttura della cupola di UKIRT.

Per ogni notte, infine, si fissano i parametri di osservazione: tempo di integrazione (cioè il tempo di “esposizione della pellicola” se immaginiamo che il CCD sia una pellicola e la camera in cui è montato una macchina fotografica), *distanza di chopping* (vedi §1.3) e il cammino che il telescopio dovrà compiere nel cielo non dimenticando di puntarlo alcune volte per notte su obiettivi noti in modo da calibrare nuovamente lo strumento in base alla variazione delle condizioni del cielo.

3.3 Pre-processing dei dati

Le immagini ottenute da queste osservazioni sono state accuratamente vagliate e scremate di tutti i frame che non avevano per obiettivo oggetti della nebulosa di Orione. Una volta selezionate quelle interessanti le abbiamo analizzate singolarmente isolando alcuni problemi.

In §1.5 abbiamo dato una rapida panoramica di alcuni degli artefatti più ricorrenti nel set di immagini usato; ora analizzeremo le metodologie usate per eliminarli:

- *cosmic ray*: per rimuovere tutti i *bad pixel* generati dal fenomeno dei raggi cosmici si è utilizzato un apposito filtro (`sigma_filter`) incluso nella libreria astronomica di IDL. Esso si basa sulla *varianza* del *noise*: confrontando il valore di un pixel con quello dei suoi limitrofi verifico che il suo valore non si discosti troppo dagli altri valori (la soglia di variazione consentita è quella della varianza) e se questo avviene sostituisco tale pixel con la media di quelli che lo circondano.
- *bad columns and rows*: abbiamo eliminato tale problema filtrando l'immagine con un filtro mediano (cioè che sostituisce il valore dei pixel che superano il valore mediano con la mediana stessa). Poiché questo tipo di artefatto affligge le righe o le colonne (e a volte entrambe) dell'immagine, si è pensato di scrivere apposite routine a seconda della porzione di frame da pulire; la differenza tra tutti questi codici è semplicemente una rotazione iniziale e finale dell'immagine. Infatti, basta avere un algoritmo che elimina le *bad columns* presenti nella sola metà superiore dell'immagine e adattare l'input di conseguenza: per esempio, se l'immagine ha sia *bad columns* che *bad rows*, sarà sufficiente applicare l'algoritmo quattro volte in modo che l'input di ogni passo sia l'output ottenuto al passo precedente ruotato di novanta gradi.
- *bad deep columns and rows*: il procedimento usato per eliminare questo problema prevede di sostituire alle linee "cattive" della matrice immagine le stesse sommate al fattore di correzione calcolato nel modo seguente: alla media di tutte le linee artefatte si sottrae la media delle

coppie di linee “buone” adiacenti alle linee “cattive” di tutta l’immagine e infine si applica la media robusta di tutti i vettori così ottenuti.

- *bad channels*: l’idea base dell’algoritmo denominato `cleanch` è quella di sostituire ai bad pixel che costituiscono la “scacchiera” dei *bad channels* la media degli otto pixel limitrofi. In alternativa alla media si può utilizzare la media robusta e a volte la mediana a seconda del tipo di distribuzione dell’artefatto.

3.4 Tecniche di mosaico

Il software utilizzato per comporre le immagini, MOSAIC, è interamente scritto in IDL (Interactive Data Language). IDL non è solo un linguaggio ma un ambiente completo per la visualizzazione e l’analisi interattiva dei dati. Data la sua flessibilità ed efficienza nella trattazione delle immagini viene largamente usato in molti ambienti di ricerca, soprattutto in campo astronomico.

La filosofia di IDL è quella di permettere all’utente di lavorare ad alto livello su immagini (memorizzate come matrici con valori in base al livello di grigio in una scala particolare), modificandole analiticamente e cambiandone agevolmente le modalità di display grafico. Questo software permette inoltre di creare in modo semplice interfacce grafiche e animazioni e di gestire file di Input e Output di differenti formati (come GIF, JPEG, BMP). In questa tesi si è lavorato su file con formato FITS poiché molto usati in astronomia. Le caratteristiche per noi più interessanti di IDL sono legate all’ampio uso delle librerie astronomiche; sono state scritte, infatti, diverse routines che consentono di analizzare dei dati astronomici: calcolo della fotometria, cal-

colo dei centroidi, utilizzo di filtri particolari, calcolo della magnitudine delle stelle, etc.

MOSAIC, invece, ci permette di visualizzare i diversi stadi della creazione di mosaici e di semplificarne il procedimento. Utilizzando un'interfaccia grafica user-friendly, è possibile decidere secondo quali criteri comporre delle immagini primitive e vedere il risultato di tale composizione (da salvare eventualmente su file).

3.4.1 Creazione di mosaici

Per creare un mosaico partendo da un set di dimensione variabile di immagini *fits* 128×128 (tale è il formato dei dati forniti dal UKIRT) è necessario seguire un tipo di procedura invariante nello schema di base:

- Come prima cosa bisogna caricare i frame in una particolare struttura dati utilizzata da MOSAIC, `raw_mosaic` (un array di immagini di dimensione costante) (fig.3.6A).
- Successivamente si può procedere alla composizione dei primi mosaici. I metodi a disposizione sono molteplici e li analizzeremo in seguito (fig.3.6B).
- Una volta salvati i mosaici ottenuti in file *fits* è necessario ruotarli di -90° in quanto normalmente le immagini acquisite dal telescopio sono ruotate rispetto all'orientamento standard. La prima fase di mosaico, quindi, compensa tale rotazione; nel nostro caso, invece, si è già provveduto ad effettuare il “raddrizzamento” dei frame in modo da poterli analizzare e poterne eliminare gli artefatti più agevolmente (fig.3.6C).

-
- A questo punto bisogna nuovamente caricare i dati sin qui ottenuti (i mosaici parziali) in una differente struttura dati: `Math mosaic`. Su di essa è possibile effettuare operazioni più sofisticate e procedere con ulteriori mosaici di dimensioni maggiori. In questo caso le tecniche di mosaico sono analoghe a quelle possibili su `raw_mosaic` (che vedremo in seguito) (fig.3.7).
 - Infine occorre combinare i mosaici ottenuti: in linea teorica è possibile saltare questo passo costruendo un unico mosaico in un solo passo dai dati caricati in `Math mosaic`, ma date le dimensioni dei dati da gestire è conveniente dividere il procedimento in più passi incrementando di volta in volta la dimensione dell'output fino a ottenere un unico mosaico finale (fig.3.7).

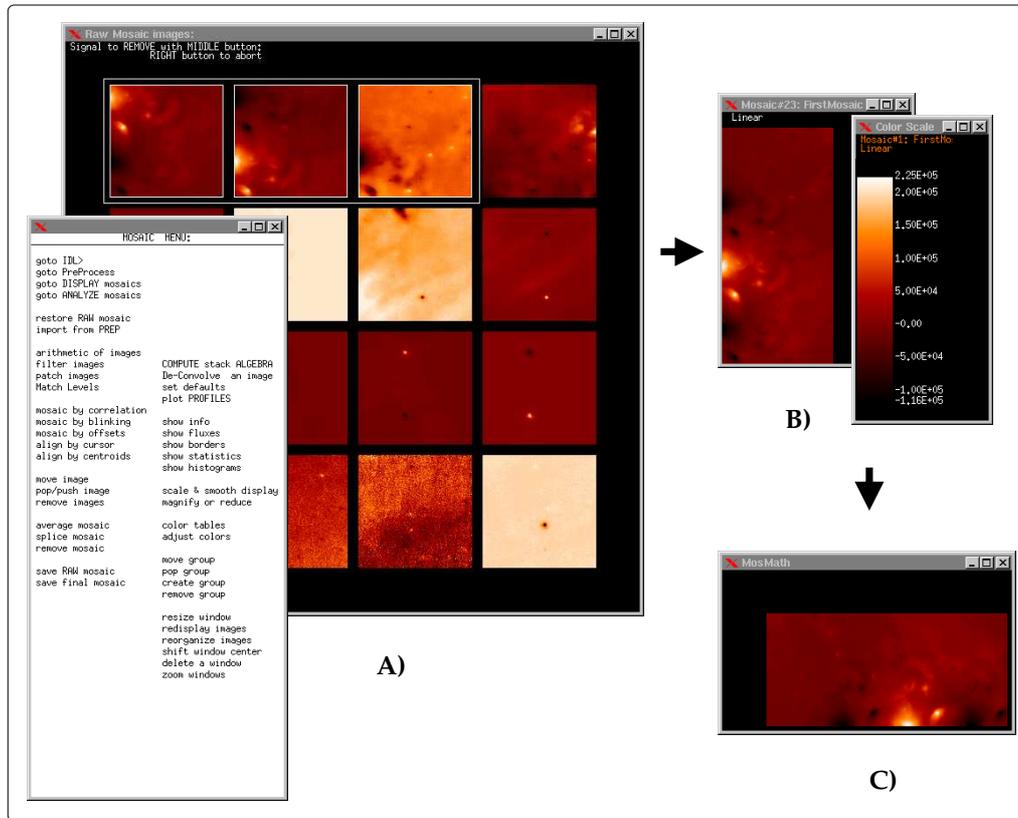


Figura 3.6: In A) vediamo il display delle immagini originali *fits* e la finestra di dialogo di MOSAIC. B) rappresenta un esempio di primo mosaico composto dalle tre immagini contornate di bianco nell'immagine di sinistra, accanto ad essa si può vedere la scala di colori utilizzata nel combinare i frame posti nel mosaico. La tecnica di mosaico usata in questo caso è “mosaic by correlation” che descriveremo più avanti. Infine, in C) vediamo come il mosaico salvato sia stato effettivamente ruotato.

L'immagine seguente mostra una sequenza di iterazioni fatte per produrre un unico mosaico finale. Partendo dalle immagini originali 128×128 si arriva alla creazione di alcuni piccoli mosaici e da questi ad altri di dimensioni maggiori e così via.

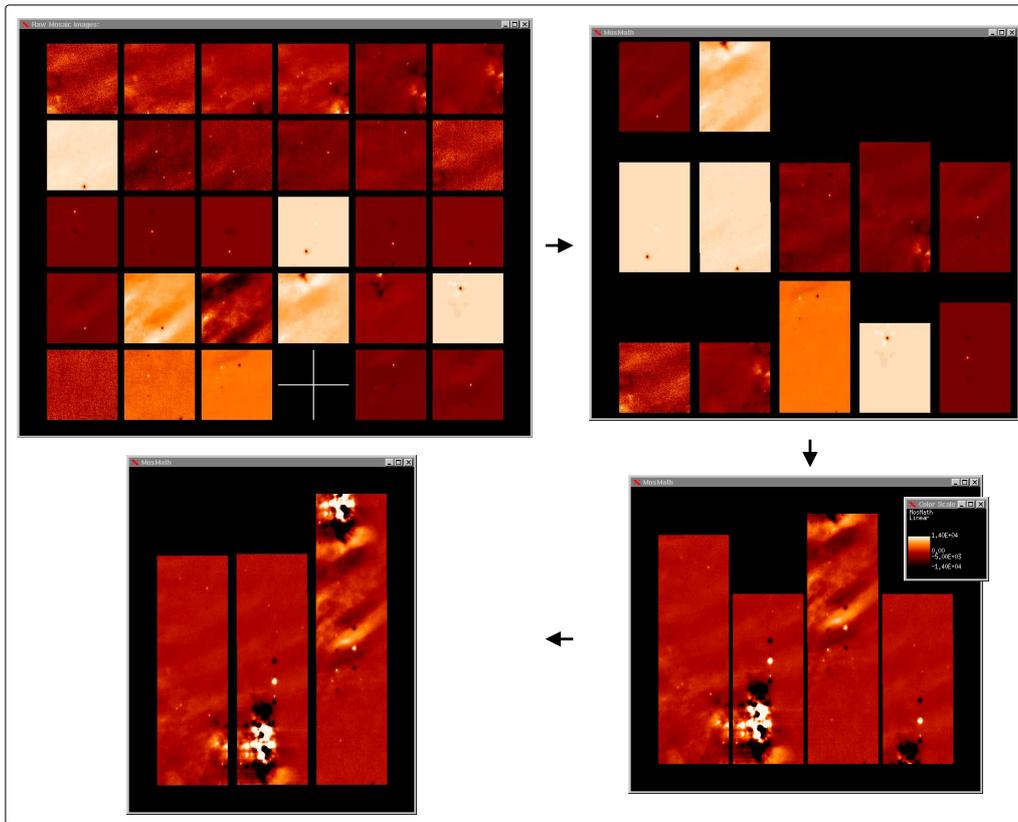


Figura 3.7: Alcune delle fasi cruciali nel processo di creazione di un mosaico.

3.4.2 Metodologie di mosaico

I metodi utilizzati nel comporre più immagini in una sola sono essenzialmente tre:

- *CORRELATION*: questa tecnica si basa sulle caratteristiche salienti delle immagini messe a confronto. In genere si usa quando si vuole mettere in relazione figure che non hanno stelle particolarmente brillanti in comune ma la stessa struttura di fondo. In questo caso, infatti, la

routine di correlazione riconosce gli oggetti comuni e allinea le immagini esaminate.

- *CENTROID*: con *mosaic by centroid* si intende la creazione di un mosaico che allinei le immagini prese in esame su un particolare centroide (cioè sul centro di massa di un oggetto luminoso e abbastanza compatto, dove per massa qui si intende l'intensità luminosa). Un mosaico ottenuto con tale tecnica, quindi, è piuttosto preciso in un intorno del centroide e perde in precisione man mano che ci allontaniamo da esso. È consigliabile utilizzare i centroidi quando lavoriamo su immagini con stelle piccole e abbastanza brillanti.
- *OFFSET*: questo metodo di mosaicing è stato utilizzato in un secondo tempo. L'idea della tecnica dell'offset è di allineare le immagini in input con uno sfasamento in x o y di un certo numero di secondi d'arco fissati dall'utente. I vantaggi sono ovvi: è possibile controllare le dimensioni del mosaico finale con la precisione del pixel e di ottenere uniformità di trattamento per tutti i set di immagini. Il "prezzo" da pagare, però, è alto: nonostante il supporto dei file di log (ovvero delle relazioni sulle osservazioni fatte al UKIRT dove si annotano i dati relativi alle condizioni di osservazione, ai target e agli spostamenti del telescopio), lo sfasamento tra le immagini calcolato in secondi d'arco non corrisponde precisamente a quello calcolato in pixel dalla routine di MOSAIC e l'errore di approssimazione aumenta per ogni immagine aggiunta al mosaico così effettuato fino a raggiungere le dimensioni del pixel. Perciò, anche se questo metodo elimina l'errore casuale che si può fare allineando singoli frame con tecniche diverse, ne introduce uno sistematico. La conseguenza più grave di questa imprecisione nel

mosaico è l'errore prodotto sulla ricostruzione: l'algoritmo usato, infatti, deve trovare la stella e le sue controparti negative perfettamente allineate per poter eliminare completamente queste ultime.

In effetti molte volte si è ricorso a questa tecnica nonostante le sue “controindicazioni” perché con alcuni set di immagini non era possibile fare altrimenti; l'alternativa sarebbe stata quella di introdurre errori di allineamento più sporadici ma più evidenti. Un esempio è stato il gruppo di immagini del 17 Ottobre '97: la *distanza di chopping* scelta in questo caso, infatti, era troppo grande per permetterci di confrontare immagini successive in quanto il movimento del telescopio intercorso fra di esse era stato molto ampio lasciando pochi punti di riferimento comuni, a volte non lasciandone affatto.

3.5 Inversione

Una volta ottenute queste immagini estese si è proceduto all'inversione. Il procedimento non è stato immediato e si sono dovuti risolvere diversi problemi legati principalmente alla complicata struttura di *BN*. L'inversione diretta delle immagini relative a tale stella ha prodotto artefatti di tipo A ([5]), ovvero immagini “ghost” multiple, spaziate di K , della stella brillante; essi possono apparire come immagini scure su sfondo chiaro o immagini brillanti su fondo scuro. Queste immagini multiple sono l'effetto residuo delle frequenze perse di cui si è parlato in precedenza (vedi l'equazione (2.6)). La loro presenza significa che il metodo di ricostruzione non fornisce un'interpolazione completa delle frequenze perse, cioè le componenti di Fourier dell'oggetto sconosciuto corrispondente a queste frequenze non vengono com-

pletamente ricostruite. Poiché le frequenze perse dipendono dalla *distanza di chopping* K , il modo più semplice per superare questo problema è di usare altre immagini con diversa *distanza di chopping*. Questo procedimento solleva la questione della combinazione di due (o più) immagini con differente *ampiezza di chopping* per evitare gli zeri nell'equazione (2.6) alle frequenze $\omega_{y,k} = \pm 2\pi k/\Delta$. Il risultato ottenuto mediante questa tecnica è stato ancora modificato per eliminare dei *bad pixel* residui così da migliorarne la cosmesi.

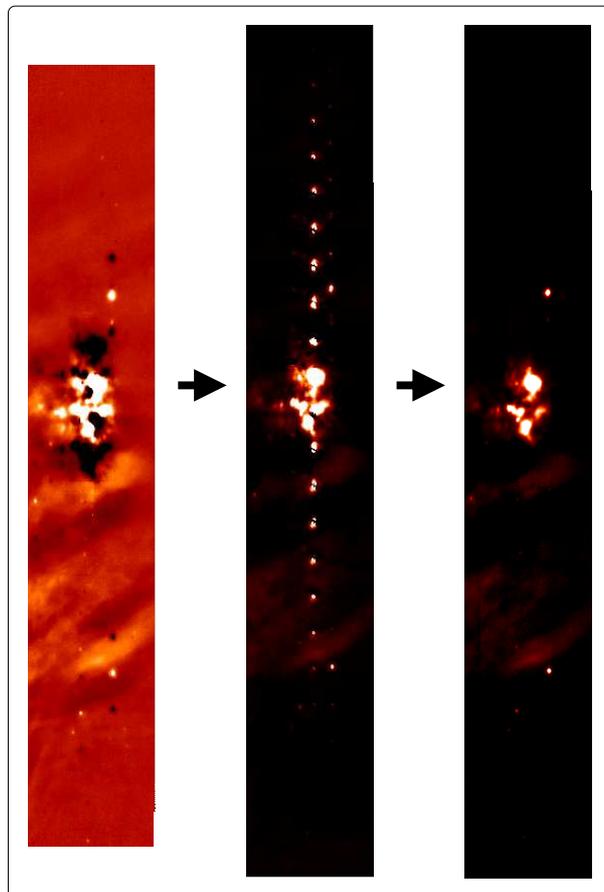


Figura 3.8: In questa immagine vediamo l'evoluzione della colonna di *BN* da *chopped and noded image* a immagine ricostruita dopo la rimozione degli artefatti di tipo A introdotti dall'algoritmo di ricostruzione.

3.6 Combinazione dei dati

Abbiamo visto alcune delle difficoltà incontrate nel ricostruire il mosaico finale ottenuto dalle immagini originali 128×128 . L'inversione del mosaico, perciò, è stata effettuata a pezzi, scomponendo il mosaico e ricomponendolo dopo la ricostruzione.

Una volta ottenuto un unico mosaico privo delle controparti negative si è dovuto fronteggiare un altro problema: alcune stelle avevano subito una deformazione rispetto all'asse y dovuta all'allineamento operato dalla tecnica di *mosaic by offset* di MOSAIC. Per bilanciare questo sfasamento si è sovrapposto a tali stelle quelle originali (prese dai *fits* 128×128) corrispondenti ottenendo un effetto mediato di tale artefatto.

Di seguito descriverò visivamente i passi principali della fase di combinazione dei dati ottenuti in precedenza; in definitiva le parti principali da comporre sono state tre: la regione del *Trapezio* a sinistra, quella di *BN* al centro e la colonna finale a destra. In particolare, si è dovuto separare la sezione sinistra dalla centrale in fase di inversione date le caratteristiche peculiari della regione di *BN*, mentre si è introdotta la colonna finale a parte per questioni "storiche": questa striscia, infatti, è composta da immagini presenti solo nel run del 22 Ottobre '97 e perciò è stata presa in esame solo in un secondo tempo, quando era già stato fatto un primo mosaico con le immagini *chopped and noddled* del Novembre '98 (che comprendeva l'intera regione del *Trapezio* e di *BN*).

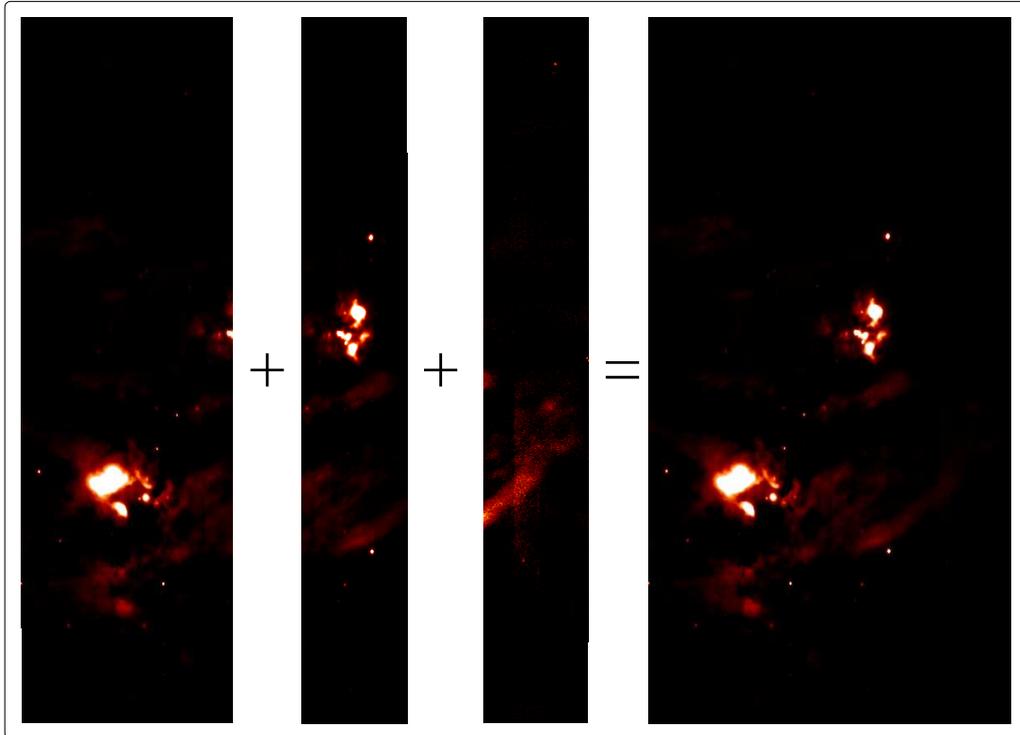


Figura 3.9: Questa figura mostra le immagini usate per la composizione del mosaico finale. Il mosaico di estrema destra è il risultato finale ottenuto: un *fits* di dimensioni 441×865 pixel.

Capitolo 4

Risultati e conclusioni

Abbiamo considerato il problema della ricostruzione di dati astronomici presi a lunghezze d'onda nell'infrarosso con la tecnica di *chopping and nodding*. Studiando le proprietà matematiche del problema, abbiamo proposto un metodo iterativo per approssimare la soluzione ai minimi quadrati che è positiva e di norma minima. Abbiamo presentato l'algoritmo e i risultati ottenuti applicandolo a diversi dati astronomici presi in vari run a UKIRT usando il rivelatore MAX. Abbiamo poi analizzato la natura degli artefatti che affliggono le immagini ricostruite e suggerito varie strategie computazionali e osservazionali per la loro riduzione. Abbiamo visto che se sorgenti estese vengono osservate con più *ampiezze di chopping* in modo che si possa avere più di un mosaico della stessa area, l'algoritmo presentato fornisce una ricostruzione attendibile della sorgente luminosa.

Vogliamo infine sottolineare come sia importante un setup accurato di tutta la strumentazione impiegata nell'acquisizione dei dati.

In base alla nostra esperienza sul rivelatore MAX possiamo indicare alcuni fattori cruciali per ottenere dati più accurati:

- operare in modo che l'*ampiezza di chopping* sia un multiplo della dimensione dei pixel dello strumento usato e della dimensione dei pixel della camera di guida/tip-tilt. Usare preferibilmente *ampiezze di chopping* più grandi di 1/6 della dimensione dell'array per la miglior ricostruzione (vedi [6]).
- allineare la direzione di *chopping* con l'orientazione del detector: si può puntare il telescopio su una stella brillante sul bordo del campo e assicurarsi che per grandi *ampiezze di chopping* le posizioni dei centroidi positivi e negativi siano il più possibile sulla stessa colonna. La direzione di *chopping* sarà in generale diversa dalla reale direzione Nord-Sud.
- allineare la direzione di *nodding* alla direzione di *chopping*. Se il software del telescopio implementa il *nodding* come un semplice "salto" del telescopio a una posizione "offset", assicurarsi che siano date correttamente l'ascensione e la declinazione (o l'ampiezza e la posizione dell'angolo). Si noti che entrambi i valori cambieranno con l'*ampiezza di chopping*.

Per ulteriori dettagli rimandiamo all'articolo [5]. C'è infine un ultimo punto che merita attenzione in quanto limite potenziale all'accuratezza del metodo: la distorsione del campo. Gli strumenti utilizzati per l'acquisizione, infatti, pur essendo particolarmente adatti a immagini nell'infrarosso, sono affetti dalla distorsione del campo; chi progetta sistemi ottici sceglie spesso di subire tale distorsione al fine di migliorare la qualità ottica finale dello strumento.

4.1 Precedenti risultati

Il nostro mosaico della nebulosa di Orione è senza alcun dubbio il più completo di quelli finora ottenuto a $10\mu m$. Precedentemente erano state studiate mappe di Orione in banda $H\alpha$ e banda K (cioè rispettivamente a $0.65\mu m$ e $2.2\mu m$). Queste mappe vengono qui riprodotte rispettivamente in figura 4.1 e figura 4.2.

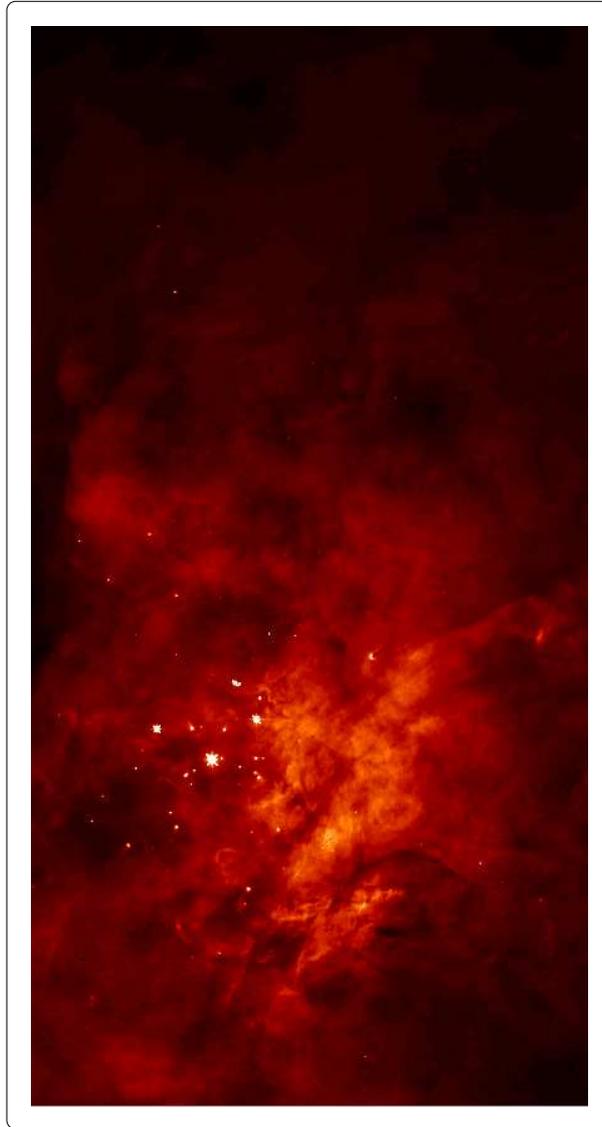


Figura 4.1: Immagine della nebulosa di Orione in banda $H\alpha$.

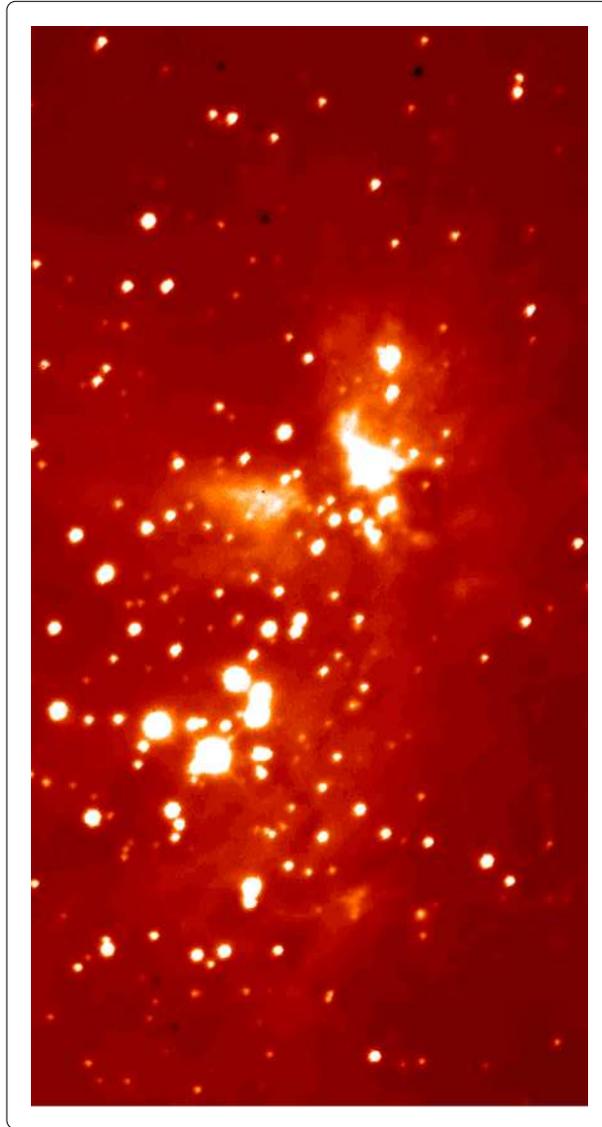


Figura 4.2: Questa figura rappresenta la nebulosa di Orione in banda *K*.

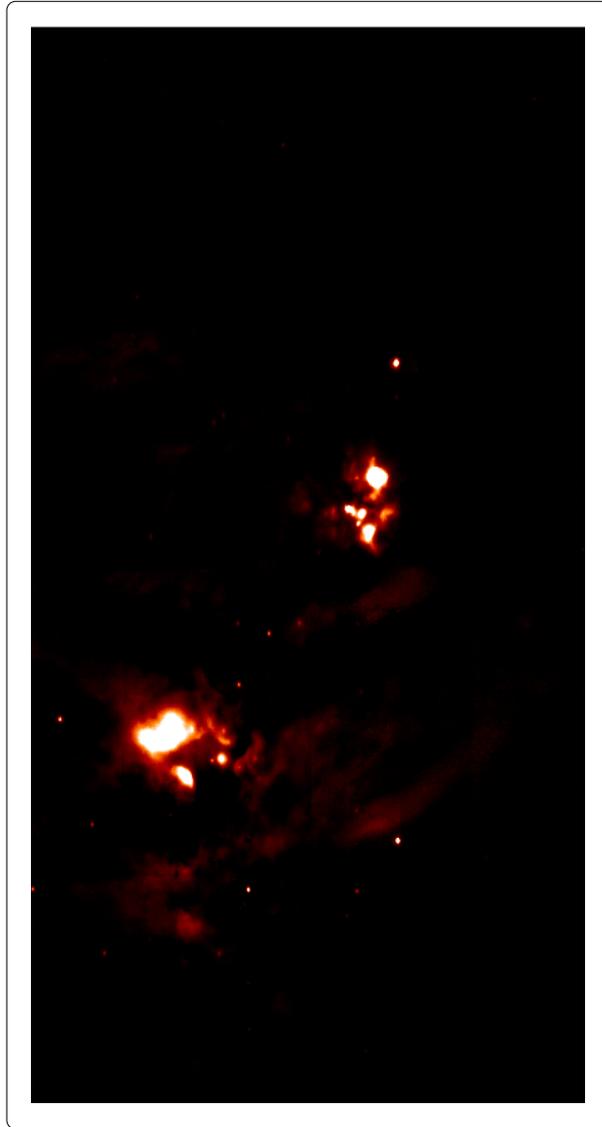


Figura 4.3: Immagine raffigurante la mappa di Orione da noi ottenuta a $10\mu m$.

Come si nota dalle immagini, le diverse “profondità” a cui si è analizzata la nebulosa di Orione consentono di vedere corpi celesti diversi. Nel mosaico da noi ottenuto, in particolare, è possibile vedere numerose formazioni stellari non apprezzabili ad altre lunghezze d’onda (basti osservare quante numerose

sono le stelle che non hanno corrispondente nelle immagini della nebulosa di Orione in banda K e $H\alpha$). In effetti dall'immagine in figura 4.3 non è possibile vedere molte stelle a causa del livello di saturazione scelto per rappresentare tale immagine (mantenuto al di sotto dei 20000 conteggi in modo da non far risaltare troppo le stelle molto più luminose delle altre).

4.2 Lezioni imparate

Durante lo svolgimento del lavoro che ha prodotto la mappa di Orione a $10\mu m$ abbiamo notato come alcuni passi del procedimento seguito necessitassero di particolare attenzione:

- nella fase iniziale di “pulizia” dei dati è necessario accertarsi che tutti i frame originali siano compatibili (stesso tempo di integrazione, rotazione del telescopio invariata). Per operare questi controlli è utile confrontare gli headers dei singoli frame (oppure dei singoli *shot*).
- al momento dell'inversione, inoltre, è cruciale scegliere correttamente il numero di passi che l'algoritmo dovrà compiere, cioè scegliere il criterio di stop. Quando sia possibile una stima affidabile della varianza del *noise*, si può determinare il numero di passi usando il criterio della discrepanza. In caso contrario è bene provare a fermare le iterazioni in punti diversi e confrontare le immagini così ottenute.
- abbiamo spesso notato quanto l'accuratezza del mosaico sia importante per ottenere una buona ricostruzione dell'immagine. In particolare bisogna tenere costantemente sotto controllo gli errori commessi dalle varie tecniche di mosaicing utilizzate (vedi §3.4.2), tutte ugualmente valide in quanto a rendering ma a volte carenti in fatto di precisione.

4.3 Principali risultati astronomici

Come è possibile notare dalle immagini fin qui proposte, osservando la nebulosa di Orione a $10\mu\text{m}$ sono state evidenziate formazioni stellari mai viste prima d'ora. Il passo successivo da compiere è quello di analizzare le scoperte fatte, cioè studiare e catalogare tutti i corpi celesti finora privi di identità. A tale scopo viene effettuata la fotometria delle stelle, ovvero il calcolo del flusso di energia emesso (e quindi l'assegnazione della giusta magnitudine).

Nella seguente tabella confrontiamo l'analisi del flusso di una singola immagine 128×128 (**A**) con quello del relativo mosaico (ottenuto con la tecnica del centroide) (**B**) e con l'immagine (**C**) ottenuta invertendo il mosaico in **B** e fermando le iterazioni quando il valore della discrepanza ha raggiunto 0.08 (cioè a 50 iterazioni); in **D** rappresentiamo la fotometria dell'inversione dello stesso mosaico in **B** in cui sono variati i parametri di stop (discrepanza a 0.1 raggiunta dopo 30 iterazioni).

File	Coordinates	Radius #	Radius pixels	Flux value	Flux error
A	79.0732, 82.1784	1	4	138502.	6237.25
B	78.2535, 81.8347	1	4	129887.	5385.98
C	78.2281, 264.763	1	4	153357.	1238.38
D	78.2281, 264.763	1	4	150195.	1225.54

In questa seconda tabella sono riportati dati analoghi alla precedente ma riferiti ad un'altra stella presente nella stessa immagine 128×128 .

File	Coordinates	Radius #	Radius pixels	Flux value	Flux error
A	103.100, 90.1894	1	4	92095.3	6052.23
B	102.305, 235.912	1	4	89670.5	5349.63
C	102.352, 272.953	1	4	186077.	1364.10
D	102.371, 272.982	1	4	187504.	1369.32

LEGENDA:

(A)	<i>File name:</i>	CLAB2.fits
	<i>File type:</i>	IMMAGINE ORIGINALE 128x128
	<i>Integration time:</i>	20.070 secs.
(B)	<i>File name:</i>	clab2_1_0_4_6_centroid.fits
	<i>File type:</i>	MOSAICO DI 5 IMMAGINI CHOPPED & NODDED
	<i>Integration time:</i>	20.070 secs.
(C)	<i>File name:</i>	clab2_1_0_4_6_centroid_chop_0p08_50stp.fits
	<i>File type:</i>	IMMAGINE RICOSTRUITA DAL MOSAICO
	<i>Integration time:</i>	20.070 secs.
(D)	<i>File name:</i>	clab2_1_0_4_6_centroid_chop_0p1_30stp.fits
	<i>File type:</i>	IMMAGINE RICOSTRUITA DAL MOSAICO
	<i>Integration time:</i>	20.070 secs.

Come è possibile notare dai dati riportati in tabella, il valore del flusso non varia in modo significativo in nessuno dei vari passi effettuati. I conteggi dei fotoni subiscono una lieve diminuzione nel mosaico a causa delle differenze di flusso dei singoli frame che partecipano al mosaico e tornano a

salire al momento dell'inversione. Da notare che nel calcolo della fotometria delle immagini ricostruite si è provveduto a porre il valore del cielo pari a zero in quanto in prima approssimazione l'algoritmo di ricostruzione lo pone effettivamente a zero ad eccezione dei casi in cui siamo in presenza di nubi luminose sullo sfondo. In questo caso, però, l'algoritmo che calcola la fotometria ha dei problemi a trattare aree con cielo non uniforme ed è quindi indispensabile uniformare il valore del cielo ovunque a zero.

Capitolo 5

Prospettive per il futuro

5.1 Premessa

Gli astronomi nella seconda metà del secolo hanno fatto numerose scoperte, espandendo la nostra conoscenza dell'Universo e aprendo la visione umana sulla porzione visibile dello spettro elettromagnetico. La nostra conoscenza su come è nato l'Universo è cresciuta esponenzialmente in poco più di ottanta anni. Nonostante queste grandi scoperte, rimangono irrisolte molte domande fondamentali. Per allargare il nostro sapere sulle origini dell'Universo a seguito del Big Bang è necessario un nuovo tipo di osservazione dello spazio quale gli attuali telescopi terrestri e spaziali non forniscono.

Le osservazioni alle lunghezze d'onda dell'infrarosso termico hanno permesso di indagare più a fondo i “segreti” dell'Universo. Data la loro importanza negli ultimi anni si è cercato di sviluppare progetti paralleli che approfondissero le tecniche della visione nell'IR fin'ora conosciute. Le ricerche più avanzate in questo senso hanno condotto alla realizzazione di NGST (Next Generation Space Telescope), il più innovativo telescopio spaziale.

5.2 Sviluppo imaging IR termico dallo spazio

Nel 2009 è previsto il lancio del nuovo telescopio spaziale (NGST) provvisto di uno specchio del diametro di 8 metri. La durata prevista per questa missione è di 5-10 anni e il costo complessivo si aggira sui 900 milioni di dollari. Il primo obiettivo dell'NGST è quello di osservare le prime stelle e galassie dell'Universo. Questo progetto intende dare una risposta ad alcune domande fondamentali che il *NASA's Space Science program* si pone da tempo: Qual'è la forma dell'Universo? Come evolvono le galassie? Come si formano e interagiscono le stelle e i sistemi planetari? Come è arrivato l'Universo all'attuale composizione elementare e chimica?

La risposta a molte di queste domande è legata a corpi celesti formati molto presto nella storia dell'Universo. Oggi tali oggetti emettono radiazioni verso il rosso e ciò significa che conviene osservarli nella porzione infrarossa dello spettro. L'NGST è in grado di leggere segnali tra $0.6\mu\text{m}$ e $28\mu\text{m}$ (con performance ottime tra $1\mu\text{m}$ e $5\mu\text{m}$) e può vedere oggetti quattrocento volte più deboli di quelli normalmente osservati dai grandi telescopi terrestri a infrarosso (come il Keck Observatory o il progetto Gemini) o dai telescopi spaziali a infrarosso della nostra generazione (ISO, NICMOS o SIRTF); in quanto a risoluzione spaziale è migliore di quella del HST (Hubble Space Telescope).

Le nostre conoscenze su come si sia formato l'Universo sono limitate alla sua struttura attuale e a come era nel "recente" passato (quando l'Universo aveva 10-15 miliardi di anni) e sono basate su osservazioni a tutte le lunghezze d'onda. Sappiamo inoltre com'era l'Universo quando era abbastanza giovane (meno di 1 milione di anni circa) basandoci sulle osservazioni delle microonde cosmiche del *background* e delle particelle fisiche ad alta energia. Il periodo

intermedio compreso tra 1 milione e pochi miliardi di anni, non è mai stato osservato. È durante questo lasso di tempo che si sono formate le prime strutture che oggi vediamo, cioè complessi di stelle e galassie.

Per risolvere alcune delle domande citate in precedenza gli astronomi hanno studiato una serie di target da osservare durante la missione del NGST.

Il programma è essenzialmente diviso in cinque aree tematiche:

1. Cosmologia e struttura dell'Universo
2. Origine ed evoluzione delle galassie
3. Storia della Via Lattea e dei suoi dintorni
4. Nascita ed evoluzione delle stelle
5. Origini ed evoluzione dei sistemi planetari.

Nelle seguenti immagini vediamo come appare l'NGST in fase di progettazione.

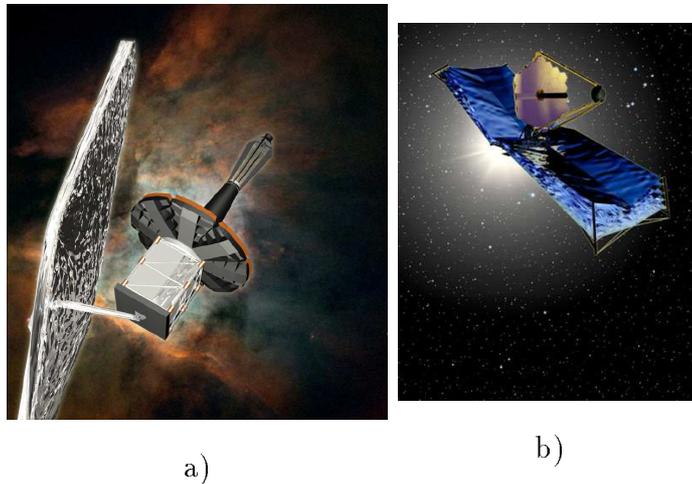


Figura 5.1: a) Immagine dell'NGST con la nebulosa di Orione come sfondo. b) L'NGST come apparirà nello spazio.

La figura seguente mostra il modello base su cui si basa la costruzione

dell'NGST.

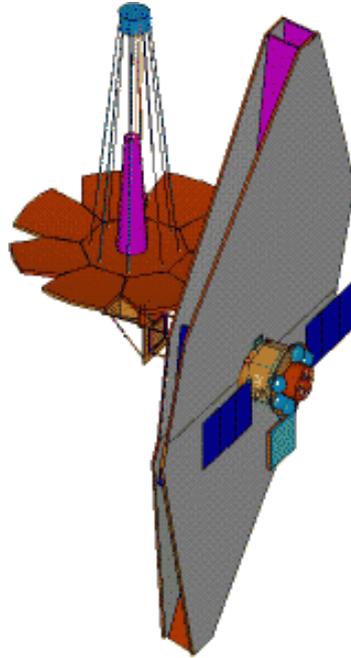


Figura 5.2: L'immagine mostra l'NGST; in questo modello è meglio distinguibile la struttura del telescopio stesso.

Appendice A

Algoritmi matematici utilizzati

A.1 Metodo iterativo di Landweber-Fridman

I metodi iterativi sono metodi per la risoluzione di problemi "mal posti" o "mal condizionati", nei quali il numero di iterazioni ha il ruolo di parametro di regolarizzazione.

Uno dei più semplici tra questi metodi è il metodo di *Landweber-Fridman*; esso viene detto anche metodo delle approssimazioni successive poichè calcola approssimazioni di soluzioni nel senso dei minimi quadrati, cioè soluzioni dell'equazione:

$$A^*Af = A^*g.$$

L'equazione può essere riscritta nella seguente forma:

$$f = f + \tau(A^*g - A^*Af)$$

dove τ è detto *parametro di rilassamento*.

Tale forma suggerisce il seguente procedimento iterativo:

$$f_{N+1} = f_N + \tau(A^*g - A^*A f_N)$$

che può essere eseguito assegnando il valore iniziale alla funzione f_0 (ad esempio $f_0=0$).

La precedente relazione di ricorrenza può anche essere scritta come segue:

$$f_{N+1} = \tau A^*g + (I - \tau A^*A)f_N.$$

Per induzione si può dimostrare che

$$f_N = \tau I + (I - \tau A^*A) + \dots + (I - \tau A^*A)^{N+1}A^*g + (I - \tau A^*A)^N f_0.$$

In molti casi può essere necessario imporre il cosiddetto *vincolo di positività*; si ottiene aggiornando la soluzione approssimata ottenuta all' k -esima iterazione sostituendola con la sua parte positiva.

Il procedimento iterativo, ponendo $f_0=0$, è il seguente:

$$f_0(n, m) = f_0^{(+)}(n, m) = 0$$

$$f_{N+1}(n, m) = \tau A^*g + (I - \tau A^*A)f_N^{(+)}(n, m)$$

$$f_{N+1}^{(+)}(n, m) = f_{N+1}(n, m) \quad \text{se } f_{N+1}(n, m) > 0$$

$$f_{N+1}^{(+)}(n, m) = 0 \quad \text{se } f_{N+1}(n, m) \leq 0.$$

Nel caso in cui l'operatore A^*A abbia un inverso continuo (solitamente avviene nei problemi discretizzati) si può dimostrare che l'algoritmo precedente converge all'unica soluzione nel senso dei minimi quadrati non-negativa, cioè all'unica soluzione del problema

$$\|Af - g\| = \text{minimo}, \quad f \geq 0.$$

Tale soluzione risulta, di solito, numericamente instabile, quindi il numero di iterazioni gioca il ruolo di parametro di regolarizzazione; ciò significa che, arrestando opportunamente il numero di iterazioni, si ottiene una soluzione regolarizzata del problema.

A.2 Decomposizione in valori singolari di una matrice

Se si considera una matrice A simmetrica, di dimensioni $N \times N$, con elementi reali tale che

$$A_{mn} = A_{nm}.$$

Allora esiste una matrice diagonale Λ e una matrice ortogonale U tali che

$$A = U\Lambda U^T.$$

Gli elementi diagonali di Λ , $(\lambda_1, \dots, \lambda_N)$, costituiscono gli autovalori di A ; le colonne di U , (u_1, \dots, u_N) , costituiscono gli autovettori di A , associati ai rispettivi autovalori, essi sono soluzioni dei problemi:

$$Au_k = \lambda_k u_k \quad k = 1, 2, \dots, N.$$

Gli autovettori sono ortonormali rispetto al prodotto scalare euclideo, ovvero:

$$(u_k, u_j)_N = \delta_{kj}$$

dove δ_{kj} è il simbolo di Kronecker.

La forma diagonale di A implica la seguente rappresentazione spettrale:

$$Af = \sum_{k=1}^N \lambda_k (f, u_k)_N u_k.$$

Se la matrice A è semidefinita positiva, cioè se

$$(Af, f)_N \geq 0$$

allora $\lambda_k \geq 0$.

Se p è il rango della matrice, si possono ordinare gli autovalori in modo tale che $\lambda_1 \geq \dots \geq \lambda_p$, $\lambda_{p+1} = \dots = \lambda_N = 0$.

Se A è positiva, cioè se

$$(Af, f)_N > 0 \quad \forall f \neq 0$$

allora $\lambda_k > 0$ (cioè $p = N$) e si possono ordinare gli autovalori in modo tale che $\lambda_1 \geq \dots \geq \lambda_N$.

Il caso più generale, però, è quello in cui la matrice A è rettangolare, di dimensioni $M \times N$, e rango p .

Se A^T è la matrice trasposta di A , si considerino le matrici $A^T A$ di dimensioni $N \times N$ con autovettori v_k e AA^T di dimensioni $M \times M$ con autovettori u_k . Si può dimostrare che tali matrici sono simmetriche e semidefinite (o definite) positive; inoltre queste matrici hanno gli stessi autovalori (che indicheremo con σ^2) positivi e con la stessa molteplicità.

Si ottengono, quindi, le seguenti rappresentazioni spettrali:

$$A^T A f = \sum_{k=1}^p \sigma_k^2 (f, v_k)_N v_k \quad (\text{A.1})$$

$$AA^T g = \sum_{k=1}^p \sigma_k^2 (g, u_k)_M u_k \quad (\text{A.2})$$

Valgono le seguenti relazioni:

$$A v_k = \sigma_k u_k \quad A^T u_k = \sigma_k v_k.$$

Si ottengono le seguenti rappresentazioni:

$$A f = \sum_{k=1}^p \sigma_k (f, v_k)_N u_k \quad (\text{A.3})$$

$$A^T g = \sum_{k=1}^p \sigma_k (g, u_k)_M v_k. \quad (\text{A.4})$$

Si ottiene, così, la *decomposizione a valori singolari* (SVD) di una matrice A arbitraria e della sua trasposta.

Sia U la matrice isometrica di dimensione $M \times p$, le cui colonne sono costituite dai vettori u_1, \dots, u_p ; sia V la matrice isometrica di dimensioni $N \times p$, le cui colonne sono i vettori v_1, \dots, v_p ; allora si può scrivere:

$$A = U\Sigma V^T \quad A^T = V\Sigma U^T \quad (\text{A.5})$$

dove Σ è la matrice diagonale di dimensioni $p \times p$, avente gli autovalori σ_k con $k = 1, \dots, p$ sulla diagonale principale.

Se si deve risolvere il seguente sistema lineare algebrico:

$$Af = g$$

dove A è una matrice di dimensione $M \times N$ di rango p , si può trovare la soluzione generalizzata f^\dagger , ovvero la soluzione ai minimi quadrati avente norma minima, tramite la SVD.

Le soluzioni ai minimi quadrati sono tutte e sole le soluzioni del seguente problema:

$$\|Af - g\|_M = \text{minimo}$$

Esse costituiscono le soluzioni dell'equazione di Eulero:

$$A^T Af = A^T g.$$

Dalle formule (A.1) e (A.4) si ottiene:

$$\sum_{k=1}^p \sigma_k^2 (f, v_k)_N v_k = \sum_{k=1}^p \sigma_k (g, u_k)_M v_k$$

e quindi eguagliando le componenti secondo i v_k si ha:

$$(f, v_k)_N = \frac{1}{\sigma_k} (g, u_k)_M.$$

Quindi la soluzione generalizzata f^\dagger è la seguente:

$$f^\dagger = \sum_{k=1}^p \frac{1}{\sigma_k} (g, u_k)_M v_k.$$

Essa può anche essere scritta nella seguente forma

$$f^\dagger = A^\dagger g$$

La matrice A^\dagger di dimensioni $N \times M$ e di rango p è detta *matrice inversa generalizzata* (o inversa di Moore-Penrose) di A .

Dall'equazione (A.5 della SVD di A si ottiene la SVD di A^\dagger :

$$A^\dagger = V \Sigma^{-1} U^T.$$

Appendice B

Codice prodotto

B.1 Procedura di cleaning per *cosmic ray*

```
pro clean_cosmic,a
on_error,2
dim=size(a)
HS=dim(1)
VS=dim(2)
frameout=fltarr(HS+2,VS+2)
frameout(1:HS,1:VS)=a
frameout(1:HS,0)=a(*,1)
frameout(1:HS,VS+1)=a(*,VS-1)
frameout(0,1:VS)=a(1,*)
frameout(VS+1,1:VS)=a(VS-1,*)
frameout=sigma_filter(frameout)
a=frameout(1:HS,1:VS)
end
```

B.2 Procedure di cleaning per *bad columns* *and rows*

```
pro cleanr,frame1,frame2,n
;frame1=immagine in input
;frame2=immagine in output
;n<=1, tanto piu' e' vicino a 1 tanto piu' e' efficace
;DEFAULT n=0.8
on_error,2
dim=size(frame1)
HS=dim(1)
VS=dim(2)
aux=fltarr(HS,VS)
for i=0,HS-1 do begin
    resistant_mean,frame1(i,VS/2:VS-1),2.5,mean,sigma,num_rej
    aux(i,VS/2:VS-1)=mean
endfor
frame2=frame1-aux*n
end

pro cleancf,in,out
;SET s=10
;SET n=0.8
on_error,2
aux=filter_image(in,SMOOTH=10,/MEDIAN,/ALL)
aux1=in-aux
```

```
cleanr,aux1,aux2,0.8
raw=aux1-aux2
out=in-raw
end
```

B.3 Procedura di cleaning per *bad deep columns and rows*

```
pro cleandeeep,inf,out
;IPOTESI: l'immagine ha le bande cattive ORIZZONTALI
;SET s=10 in cleantot
;SET n=0.8 in cleantot
on_error,2
in=rotate(inf,1)
dim=size(in)
hs=dim(1)
vs=dim(2)
d=8      ;distanza fra blocchi di bande cattive: periodicit  dei canali
         ;cattivi dovuta all'elettronica del dispositivo
k=(hs-1)/d ;numero max. di colonne da pulire (es. hs=128, d=8, k=15)
g=4      ;posto della prima colonna buona
b=5      ;posto della prima colonna cattiva
c=6      ;posto della seconda colonna cattiva
e=7      ;posto della seconda colonna buona
v=fltarr(k,vs)
medianv=fltarr(vs)
```

```

for i=0,(k-1) do begin
    v(i,*)=(in(g+i*d,*)+in(e+i*d,*)/2-(in(b+i*d,*)+in(c+i*d,*)/2
endfor
for i=0,(vs-1) do begin
    resistant_mean,v(*,i),2.5,mean,sigma,num_rej
    medianv(i)=mean
endfor
outt=in
for i=0,(k-1) do begin
    outt(b+i*d,*)=in(b+i*d,*)+medianv
    outt(c+i*d,*)=in(c+i*d,*)+medianv
endfor
out=rotate(outt,3)
end

```

B.4 Procedura di cleaning per *bad channels*

```

pro cleanch_one,inframe1,frame2
;Procedure for cleaning the values of a bad channel
;This procedure works if the frame has bad rows
on_error,2
frame1=inframe1
frame2=rotate(frame1,1)
frame=rotate(frame1,1)
xc=7    ;x coord of the second bad pixel
yc=1    ;y coord of the first bad pixel
for j=0,!VSIZE-1 do begin    ;0,30 do begin ;

```

```
for i=0,!HSIZE-1 do begin ;30,60 do begin;
  if (i MOD 8) EQ xc AND (j MOD 2) EQ yc then begin
    ;check on the borders
    ip1 = i+1
    in1 = i-1
    jp1 = j+1
    jn1 = j-1
    if ip1 GE !HSIZE then ip1 = !HSIZE-1
    if jp1 GE !VSIZE then jp1 = !VSIZE-1
    if in1 LT 0 then in1 = 0
    if jn1 LT 0 then jn1 = 0
    ;substitute with the mean of the cross values
    ;print,i,j,frame(i,j)
    vector=fltarr(6)
    vector(0)=frame(in1,jn1)
    vector(1)=frame(in1,jp1)
    vector(2)=frame(ip1,jn1)
    vector(3)=frame(ip1,jp1)
    vector(4)=frame(in1,j)
    vector(5)=frame(ip1,j)
    std=stdev(vector,m)
    if abs(frame(i,j)-m) GT std*2 then begin
      frame2(i,j)=(frame(in1,jn1)+frame(in1,jp1)+frame(ip1,jp1) $
        +frame(ip1,jn1)/4.+frame(in1,j)+frame(ip1,j))/6.
    endif
  endif
endif
endfor
```

```
endfor
frame2=rotate(frame2,3)
end
```

B.5 Procedura che implementa l'algoritmo di inversione

```
pro chop_rest,filein,fileout,filedat,k,dis,iter
;
;
;
;
;NAME:
;   CHOP_REST
;
;PURPOSE:
;   To restore chopped and noded images in infrared astronomy by means
;   of the projected Landweber method (M.Bertero, P.Boccacci,
;   F.Di Benedetto, M.Robberto, 1999, "Restoration of chopped and noded
;   images in infrared astronomy",Inverse Problems, 15, 345-372).
;
;CALLING SEQUENCE:
;   CHOP_REST,filein,fileout,filedat,k,[dis,iter]
;
;INPUT:
;   filein - file FITS containing the chopped and noded image to be
```

```
;          restored. The procedure will determine automatically the
;          dimensions of the image: N=number of rows, Nc=number of
;          columns.
;  k      - number of pixels corresponding to the chopping amplitude;
;          the procedure assumes  $k < N$ .
;  dis    - minimum value of the relative discrepancy; this value must
;          be of the order of the relative r.m.s error on the chopped
;          and noddred image; if it is not supplied, it is set equal to
;          the default value (0.08).
;  iter   - maximum number of iterations; if this value is not
;          supplied, the number of iterations is set equal to 0 and the
;          discrepancy criterion is used. If both optional parameters are
;          inserted (dis,iter), then the routine CHOP_REST stops as soon
;          as one of the two criteria is satisfied.
;
;OUTPUT:
;  fileout - file FITS containing the restored image. The size of the
;          output image  $((N+2k)*Nc)$  is determined automatically by
;          the procedure.
;  filedat - file containing information about the reconstruction: start
;          file (filein), chopping amplitude (k), maximum number of
;          iterations (iter), minimum value of the relative discrepancy
;          (dis), two columns list containing the current number of
;          iterations and the corresponding value of the relative
;          discrepancy.
;
;
```

```
;EXAMPLES:
;   CHOP_REST,'input.fits','output.fits','info.dat',k,dis,iter
;
;PROCEDURES USED:
;   FITS_READ,FITS_WRITE (astronomical library
;   http://hires.gsfc.nasa.gov/stis/docs/fitsdoc/fitsdoc.html)
;
;HISTORY:
;   Written in C by: P.Boccacci (Department of Physics, University of
;   Genova, Italy)
;   Converted to IDL V5.1 by: B.Carrara and P.Zerega (Department of
;   Computer and Information Science,
;   University of Genova, Italy) March 1999

if N_params() LT 4 then begin      ;Enough parameters supplied?
  print, $
  'Syntax - CHOPPING,filein,fileout,filedat,k,[dis,iter] '
  return
endif

;set default's parameters
if N_params() EQ 4 then begin
  iter=0
  dis=0.08
```

```
endif

if N_params() EQ 5 then begin
    iter=0
endif

td=1.
td1=1.
tau=1.8/16.
;read image to restore
fits_read,filein,img

s=size(img)
Nc=s[1]
N=s[2]

openw, 1,filedat

;write in file for information (filedat)
printf,1,"Start File: ",filein
printf,1,"Chopping Amplitude: ",k

IF (iter eq 0) THEN BEGIN
    n1=0
    td1=1
endif else begin
    printf,1,"Max number of iteration: ",iter
```

```
        n1=1
    endelse

;write on the file for information (filedat)
if(td1) then printf,1,"Value of discrepancy: ",dis

printf,1
printf,1," n. iteration    discrepancy "

M=N+2*k
A=make_array(M,N,/float,value=0.)
sol=make_array(Nc,M,/float,value=0.)
ATAF=make_array(Nc,M,/float)

for i=0,N-1 do begin
        A[i,i]=-1.
        A[i+k,i]=2.
        A[i+2*k,i]=-1.
endfor

norm2data=sqrt(total(img^2))

AT=transpose(A)
ik=0
ATg=AT##img
```

```

;Landweber loop
while (((td GT dis) OR (td1 eq 0)) AND ((ik LT iter) OR (n1 eq 0))) do begin
;columns loop

ATAF[* ,0:k-1]=sol[* ,0:k-1]-2*sol[* ,k:2*k-1]+sol[* ,2*k:3*k-1]
ATAF[* ,N+k:M-1]=sol[* ,N-k:N-1]-2*sol[* ,N:N+k-1]+sol[* ,N+k:M-1]
  if (2*k GT N) then begin
    ATAF[* ,k:N-1]= -2*sol[* ,0:N-1-k]+5*sol[* ,k:N-1] $
                  -4*sol[* ,2*k:N-1+k]+sol[* ,3*k:M-1]
    ATAF[* ,N:2*k-1]= -2*sol[* ,N-k:k-1]+4*sol[* ,N:2*k-1] $
                  -2*sol[* ,N+k:3*k-1]
    ATAF[* ,2*k:k+N-1]= sol[* ,0:N-1-k]-4*sol[* ,k:N-1]+5*sol[* ,2*k:k+N-1] $
                  -2*sol[* ,3*k:M-1]
  endif else begin
    if (2*k EQ N) then begin
      ATAF[* ,k:2*k-1]= -2*sol[* ,0:k-1]+5*sol[* ,k:2*k-1] $
                      -4*sol[* ,2*k:3*k-1]+sol[* ,3*k:4*k-1]
      ATAF[* ,N:N-1+k]= sol[* ,N-2*k:N-1-k]-4*sol[* ,N-k:N-1] $
                      +5*sol[* ,N:N-1+k]-2*sol[* ,N+k:M-1]
    endif else begin

      ATAF[* ,k:2*k-1]= -2*sol[* ,0:k-1]+5*sol[* ,k:2*k-1] $
                      -4*sol[* ,2*k:3*k-1]+sol[* ,3*k:4*k-1]
      ATAF[* ,2*k:N-1]= sol[* ,0:N-2*k-1]-4*sol[* ,k:N-k-1] $
                      +6*sol[* ,2*k:N-1]-4*sol[* ,3*k:N-1+k]+sol[* ,4*k:M-1]
      ATAF[* ,N:N-1+k]= sol[* ,N-2*k:N-1-k]-4*sol[* ,N-k:N-1] $
                      +5*sol[* ,N:N-1+k]-2*sol[* ,N+k:M-1]
    endif
  endif
endif

```

```
    endelse
  endelse

  sol=sol+tau*(ATg-ATAF)

;positivity
  for j=0,M-1 do for i=0,Nc-1 do if (sol[i,j] LT 0.) then sol[i,j]=0.

;total discrepancy
  td=sqrt(total(((A##sol)-img)^2))/norm2data

  ik=ik+1

  printf,1,ik,"          ",td
  print,ik, td

endwhile
;end of Landweber loop

close,1

;write the solution on the FITS file (fileout)
fits_write,fileout,sol

print, 'Recostruction successfully written'
end
```

Bibliografia

- [1] Beckers J. M. 1994
Instrumentation in Astronomy
VIII Crawford D L and Craine E R eds Proc. SPIE 2198 p 1432
- [2] M.Bertero, P.Boccacci, 1998
Introduction to Inverse Problems in Imaging (IOP Publishing, Bristol).
- [3] Carrara B. 1999, Tesi di laurea, Università di Genova
Elaborazione e Ricostruzione di immagini astronomiche
- [4] Genovese A. 2000, Tesi di laurea, Università di Genova
Svilupo di un sistema per la ricostruzione di immagini differenziali
- [5] Bertero M., Boccacci P. and Robberto M., 1999
Wide-field imaging at mid-infrared wavelengths: reconstruction of chopped and nodded data, in preparazione
- [6] Bertero M., Boccacci P., Di Benedetto F. & Robberto M., 1999
Restoration of chopped and nodded images in infrared astronomy,
Inverse Problem, 15, p 345
- [7] NASA's Infrared Processing and Analysis Center (IPAC):
Infrared Astronomy (www.ipac.caltech.edu/Outreach/Edu/)

- [8] Stuart M. Jefferies, Julian C. Christou 1993, October
Restoration of astronomical images by Iterative Blind Deconvolution
The Astrophysical Journal, 415:862-874

- [9] Research Systems 1998, November
IDL Interactive Data Language, Version 5.2

- [10] T. Oetiker, H. Partl, I. Hyna, E. Schlegl 1999, April
The Not So Short Introduction to Latex 2_ε, Version 3.7