

Asiago Monografie  
vol. 1

# Introduzione all'estrazione di spettri con IRAF<sup>1</sup>

**Tomaž Zwitter**

*Dipartimento di Fisica, Università di Ljubljana, Slovenia*

**Ulisse Munari**

*Osservatori Astronomici di Padova e Asiago, Italia*

*Traduzione di Gian Luigi Righetti dall'originale pubblicato in inglese  
nell'anno 2000, ed aggiornamento alle versioni più recenti di IRAF da  
parte di Paolo Valisa.*

*A cura di ANS Collaboration.*

---

<sup>1</sup> IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) è distribuito da NOAO (Osservatori Nazionali di Astronomia Ottica, USA) che sono gestiti da AURA (Associazione delle Università per la Ricerca in Astronomia), in cooperazione con NSF (Fondazione Nazionale delle Scienze).

## Indice

<b>1 Introduzione.....</b>	<b>4</b>
1.1 Spettri dimostrativi.....	4
<b>2 Filosofia e pratica di IRAF.....</b>	<b>5</b>
2.1 Comandi, pacchetti e processi.....	8
2.2 Iniziare e terminare IRAF.....	9
2.3 Ottenere aiuto.....	10
2.4 Ricordare, trovare e abilitare comandi.....	11
2.5 Utilizzare comandi del sistema operativo.....	12
2.6 Editare comandi.....	13
2.7 Parametri dei comandi.....	13
2.8 Calcolatrice.....	15
<b>3 Setup di IRAF.....</b>	<b>15</b>
3.1 Finestre.....	16
3.2 Mostrare immagini.....	18
<b>4 Leggere, scrivere e stampare dati.....</b>	<b>19</b>
4.1 Utilizzare elenchi di files.....	20
4.2 Leggere files FITS nel formato IRAF.....	21
4.3 Scrivere files IRAF in formato FITS.....	21
4.4 Cambiare i nomi per un elenco di files.....	22
4.5 Cancellare files e immagini.....	23
4.6 Regolare i bits in modo appropriato.....	23
4.7 Stampare testo, grafici o immagine.....	24
<b>5 Flat, Bias e Dark frames.....</b>	<b>25</b>
5.1 Sottrazione del bias.....	25

5.2	Sottrazione del dark.....	26
5.3	Ritagliare le immagini.....	27
5.4	Preparare il master flat.....	27
5.5	Correzione per il flat field delle immagini scientifiche.....	28
5.6	Rimuovere i raggi cosmici.....	31
<b>6</b>	<b>Estrazione dell'apertura.....</b>	<b>32</b>
6.1	Il processo <i>apall</i> .....	32
<b>7</b>	<b>Calibrazione in lunghezza d'onda.....</b>	<b>37</b>
7.1	Trovare la soluzione in lunghezza d'onda del primo spettro di calibrazione....	40
7.2	Identificare altre esposizioni di calibrazione.....	42
7.3	Applicare la calibrazione in lunghezza d'onda a dati scientifici.....	44
<b>8</b>	<b>Calibrazione in flusso.....</b>	<b>46</b>
8.1	Il processo standard.....	47
8.2	Il processo <i>sensfunc</i> .....	51
8.3	Il processo <i>calibrate</i> .....	54
8.4	Calibrare il flusso senza spettri di stelle standard.....	55
<b>9</b>	<b>Correzioni aggiuntive.....</b>	<b>55</b>
9.1	Correzione eliocentrica.....	56
9.2	Rimuovere l'arrossamento.....	56
9.3	Rimuovere le righe dell'atmosfera.....	56
<b>10</b>	<b>Tracciare, misurare ed esportare gli spettri ridotti.....</b>	<b>57</b>
<b>11</b>	<b>Sommario dei Comandi Più Comuni.....</b>	<b>58</b>
11.1	Opzioni sulla linea di comando.....	58
11.2	Comandi in una finestra grafica qualsiasi.....	59
11.3	Comandi aggiuntive durante l'interpolazione di una funzione.....	59
11.4	Sequenza di comandi dopo la correzione per flat.....	60
11.4.1	<i>apall</i> .....	60
11.4.2	<i>identify</i> .....	60
11.4.3	<i>reidentify</i> .....	61
11.4.4	<i>tell the reference spectrum</i> .....	61
11.4.5	<i>dispcor</i> .....	61
11.4.6	<i>airmass and exptime definition</i> .....	61
11.4.7	<i>standard</i> .....	62
11.4.8	<i>sensfunc</i> .....	62
11.4.9	<i>calibrate</i> .....	62
11.4.10	<i>splot</i> .....	63
11.4.11	<i>listpix</i> .....	63



# 1 Introduzione

Questa è semplicemente la trascrizione di una serie di note raccolte durante le nostre lezioni agli studenti di Padova e Ljubijana negli anni 90. Per nessun motivo queste note possono essere considerate come un manuale sistematico e/o esauriente. Questo è già stato scritto da Massey, Valdes & Barnes: "A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF". Cercate lì per maggiori informazioni e ulteriori referenze bibliografiche. Un altro modo di raccogliere informazioni essenziali su IRAF è di andare sul sito Web IRAF all'indirizzo

<http://iraf.noao.edu/>

dove potrete trovare tutte le ultime novità, istruzioni e manuali da scaricare (incluso quello di Massey, Valdes & Barnes).

I comandi IRAF saranno stampati in queste note come *rfits @list() \*list1*, mentre i comandi del sistema operativo appariranno come *ls -la\*.fts*.

IRAF è ideato per non dipendere dal tipo di computer che state usando (è disponibile per i sistemi operativi Linux e Mac OS X, mentre per i sistemi Windows è possibile utilizzare l'emulatore Linux Cygwin ).

Queste note sono scritte pensando ad un utilizzatore di sistema basato su Linux (Linux è un sistema operativo di tipo Unix sviluppato originariamente per i PC ed ora esportato a tutte le maggiori workstation). Ciò dovrebbe essere l'ideale per la maggior parte della comunità astronomica. Per maggiori dettagli su Linux si veda

<http://www.linux.org/>

## 1.1 Spettri per esercitarsi

Allegati a queste note sono presenti alcuni spettri ottenuti realmente con lo spettroscopio B&C sui quali potrete far pratica e seguire passo passo le procedure qui descritte (ci riferiremo direttamente a questi casi reali quando tratteremo esempi specifici). I files sono stati ottenuti nel 1996 con lo spettrografo B&C+CCD del telescopio ESO da 1.52 m a La Silla (Cile) nel corso di osservazioni di binarie cataclismiche, stelle simbiotiche e novae. Per informazioni sul telescopio e sullo spettrografo si veda

<http://www.la.silla.eso.org/lasilla/Telescopes/2p2T/E1p5M/>

Gli spettri e questa guida in Italiano e in formato pdf possono essere scaricati da

<http://www.ans-collaboration.org/tutorials/?lang=it>

mentre gli originali in inglese del testo e degli spettri si possono ottenere come tar.gz da entrambi i seguenti siti:

[http://ulisse.pd.astro.it/Astro/AsMon/Vol\\_1/](http://ulisse.pd.astro.it/Astro/AsMon/Vol_1/)

[http://astro.ago.uni-lj.si/astro/as\\_mon\\_1/iraf.html](http://astro.ago.uni-lj.si/astro/as_mon_1/iraf.html)

Una lista dei files è presentata in Tabella 1. Iniziamo con alcune notazioni generali su IRAF. Successivamente abbiamo una descrizione dei comandi generali utili nella valutazione e riduzione degli spettri stellari ottenuti con lo spettrografo Boller & Chivens (cioè modalità dispersione di ordine singolo, fenditura lunga). In seguito viene trattata la descrizione di specifiche procedure utilizzate per la riduzione degli spettri. Concludiamo con un rapido sommario dei comandi usati per ottenere spettri calibrati in flusso e lunghezza d'onda.

## 2 Filosofia e pratica di IRAF

Nessuno conosce tutto, e questo è particolarmente vero per IRAF. Sicché queste pagine hanno un modesto obiettivo: darvi abbastanza fiducia da provare voi stessi e possibilmente preservarvi dall'affogare nelle profondità dei meandri di IRAF. Ma osservare qualche esperto nuotatore è sempre utile. Se qualche esperto vi permette di sedere vicino a lui per qualche ora e prendere nota mentre sta riducendo dati imparerete le cose essenziali: IRAF può essere grande e difficile da imparare nel suo complesso ma ha una sua filosofia molto chiara che è costantemente implementata in tutti i suoi comandi.

Iniziamo con una descrizione di alcune basi. Se già conoscete alcune informazioni di base su IRAF passate direttamente alla sezione 5. La presente sezione assume che le vostre finestre X-term e display d'immagine siano già predisposte. Ciò è attuato normalmente in molte aule didattiche. Se siete seduti a casa e vi chiedete da dove far partire IRAF andate prima alla sezione 3 e imparate come predisporre un ambiente di lavoro amichevole per l'utilizzatore.

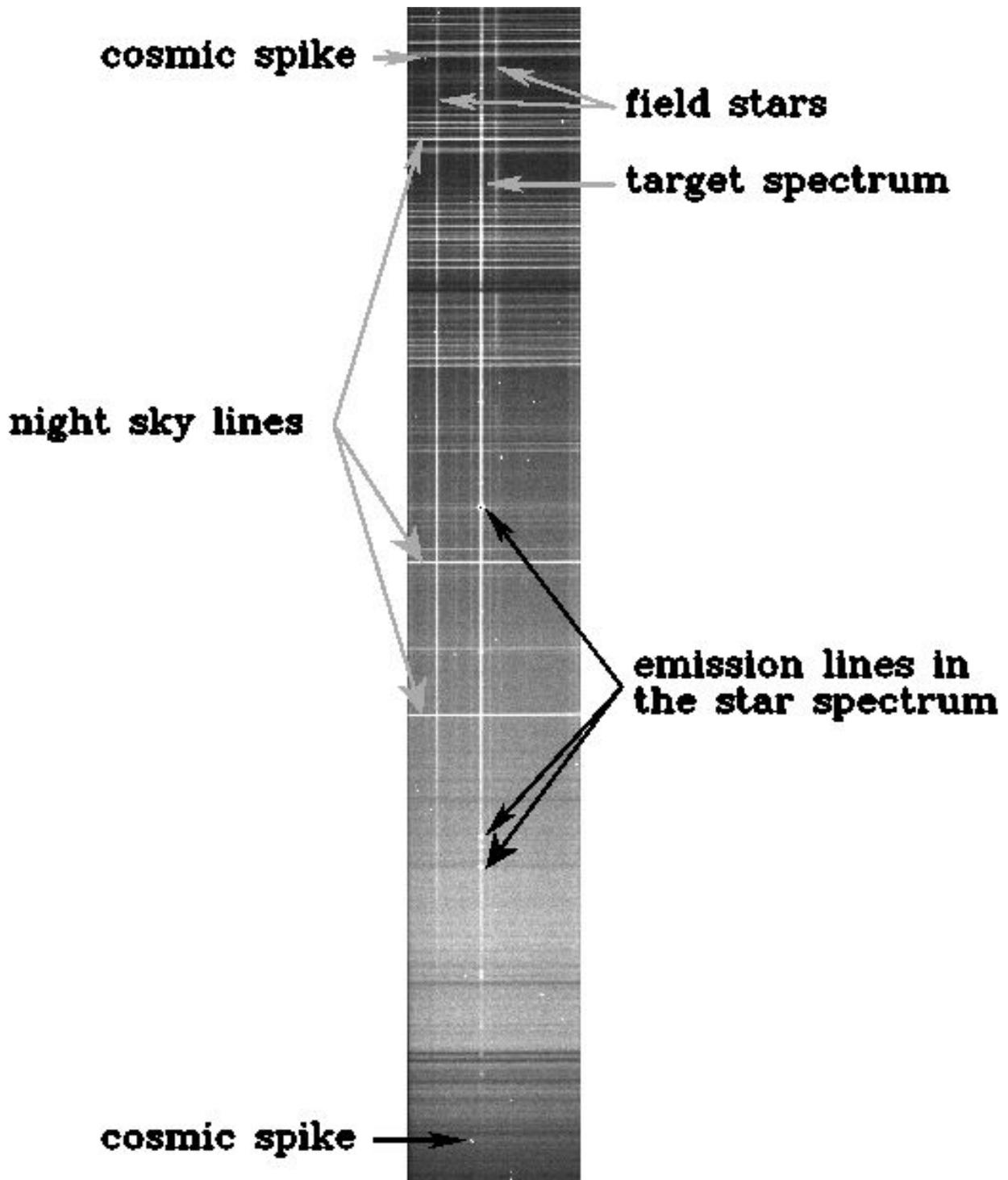
IRAF è più di un pacchetto software ideato allo scopo esclusivo di estrarre e calibrare immagini CCD. Esplorandolo in maggior numero di dettagli (molti di più di quelli realmente necessari in queste note introduttive), troverete che dentro IRAF

avete a disposizione – per esempio – eccellenti pacchetti per tracciare le immagini (nessuna ulteriore necessità di esportare files in tabelle ASCII e usare pacchetti matematico/grafici SMONGO o WIP), un mucchio di strumenti per calcolo astronomico generale, ecc. Per esempio all'interno del pacchetto *noao.astutil* avete le procedure elencate in Tabella 2.

Tabella 1: *Elenco dei files dimostrativi con note come nel log book originale dell'1.52 m ESO. Per ciascun oggetto è stata ottenuta una esposizione lunga con possibile saturazione della riga Ha con lo scopo di avere un continuo stellare meglio esposto. P. A. è l'angolo parallattico. Tutte le osservazioni sono state ottenute durante la notte del 28/29 Maggio 1996*

file	name	size (pixels)	image type	UT start	expt	zenith dist. (°)	P.A. (°)	notes
a0001	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0002	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0003	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0004	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0005	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0006	FLAT 4SEC	317 x 2060						
a0007	BIAS	317 x 2060						
a0008	BIAS	317 x 2060						
a0009	BIAS	317 x 2060						
a0010	V704 CEN 1MIN	317 x 2060	objc	23 37 43	1m	39.4	+50	
a0011	V704 CEN 10MIN	317 x 2060		23 43 37	10m	38.6	+50	
a0012	V704 CEN 20MIN	317 x 2060		23 58 13	20m	37.0	+50	
a0013	V704 CEN CAL	317 x 2060						
a0014	FEIGE 67 STD	317 x 2060	stand	00 47 26	15s	46.8	+00	
a0015	FEIGE 67 STD CAL	317 x 2060						
a0016	RS OPH 1MIN	317 x 2060	objc	05 03 24	1m	26.9	-30	
a0017	RS OPH 8MIN	317 x 2060		05 05 08	8m	26.2	-30	H $\alpha$ sat.
a0018	RS OPH CAL	317 x 2060						
a0019	AS338	317 x 2060	objc	07 01 24	1m	45.9	-10	
a0020	AS338 10MIN	317 x 2060		07 04 49	10m	45.8	-10	H $\alpha$ sat.
a0021	AS338 CAL	317 x 2060						
a0022	AS296 30SEC	317 x 2060	objc	08 17 00	30s	38.5	+40	
a0023	AS296 15SEC	317 x 2060		08 21 17	15s	39.4	+40	
a0024	AS296 3MIN	317 x 2060		08 23 49	3m	39.9	+40	
a0025	AS296 CAL	317 x 2060						
a0026	V1329 CYG 2MIN	317 x 2060	objc	08 49 25	2m	64.9	+00	
a0027	V1329 CYG 30SE	317 x 2060		08 54 00	30s	64.9	+00	
a0028	V1329 CYG 7MIN	317 x 2060		08 56 54	7m	64.9	+00	H $\alpha$ sat.
a0029	V1329 CYG CAL	317 x 2060						
a0030	AG PEG 30SEC	317 x 2060	objc	09 15 10	30s	43.6	-20	saturated
a0031	AG PEG 10SEC	317 x 2060		09 18 24	10s	43.4	-20	H $\alpha$ sat.
a0032	AG PEG 3SEC	317 x 2060		09 21 52	3s	43.4	-20	
a0033	AG PEG CAL	317 x 2060						
a0034	BD28 4211 STD	317 x 2060	stand	09 33 10	15m	58.6	+00	saturated
a0035	BD284211STD 5MIN	317 x 2060		09 50 40	5m	58.4	+00	
a0036	BD284211STD CAL	317 x 2060						
a0037	LT19239 STD	317 x 2060	stand	?	10m	16.6	+00	
a0038	LT19239 STD CAL	317 x 2060						
a0039	DARK	317 x 2060		18 00 10	20m			
a0040	DARK	317 x 2060		18 22 00	20m			
a0041	DARK	317 x 2060		18 44 30	20m			
a0042	DARK	317 x 2060		19 06 10	20m			
a0043	DARK	317 x 2060		19 30 15	20m			

Figura 1: Uno degli spettri di stella simbiotica incluso nell'insieme delle immagini dimostrative (questa è l'immagine a0012 della Tabella 1). Sono identificate le principali caratteristiche (Cortesia T. Tomow per elaborazione grafica WIP)



airmass:	Calcola la massa d'aria a una data altezza sopra l'orizzonte
asttimes:	Calcola UT, Giorno Giuliano, epoca e tempo siderale
ccdtime:	Calcola tempo, magnitudine e rapporto segnale-rumore per i CCD
galactic:	Converte RA, DEC in coordinate galattiche
pdm:	Trova periodi nelle curve di luce mediante la Minimizzazione della Dispersione di Fase
precess:	Calcola la precessione per un elenco di coordinate astronomiche
rvcorrect:	Calcola la correzione eliocentrica alle velocità radiali

Tabella 2: *Alcune delle procedure disponibili nel pacchetto astutil*

## 2.1 Comandi, pacchetti e processi

IRAF contiene un grande numero di comandi. Per ragioni di spazio e trasparenza d'uso essi sono raggruppati assieme in parti che sono chiamate pacchetti. Per esempio tutti i comandi che riguardano la manipolazione degli spettri ottenuti con spettrografi a fenditura sono nel pacchetto *onedspec* (il nome viene da *one-dimensional spectroscopy*, spettroscopia unidimensionale). I pacchetti sono ulteriormente connessi assieme in una struttura ad albero. Quando IRAF parte, solo un numero limitato di comandi è disponibile. Altri possono essere abilitati digitando il nome del pacchetto cui appartengono.

I comandi possono essere concepiti come istruzioni note al vostro sistema operativo. Essi sono usati per intraprendere una specifica operazione in modalità non interattiva (ad esempio sottrazione dei valori di pixel in due immagini). Ma IRAF è in larga parte un software interattivo che vi permette di intervenire e influenzare il risultato di una specifica manipolazione mentre è operativa. Chiameremo tali manipolazioni processi. Quando fate partire un processo entrate in un sottoprogramma, o anche un ambiente grafico specifico, che tipicamente vi mostrerà grafici o risultati di passi di riduzione consecutivi e vi permetterà di intervenire e migliorare il risultato interattivamente.

Mentre state eseguendo il processo potete inviare comandi in due modi:

- i. attivando singoli tasti (non premete il tasto ENTER per eseguire il comando): per esempio `q` normalmente produce l'uscita dal processo e `?` mostra una lista dei comandi disponibili;

- ii. inserendo i due punti : seguito da qualche ulteriore lettera (ad esempio il testo di una istruzione) che *devono* terminare col tasto ENTER. Per esempio, per cambiare a 5 l'ordine di una funzione di interpolazione dovete premere : o SPACE 5 ENTER

Non premete tasti a caso! Se siete nei guai sedetevi e uscite come descritto nella prossima sezione.

IRAF è un software libero che vi permette di scrivere i vostri comandi, processi e pacchetti. Un interprete simile a un basic strutturato è pronto a vostra disposizione. Ciò può essere molto utile nel caso di task ripetitive, poiché potete utilizzare qualunque comando o procedura IRAF come parte del vostro codice per scrivere macro. Se non siete soddisfatti della velocità dell'interprete il programma può essere tradotto e persino incluso in qualsiasi codice Fortran. L'ultima versione di IRAF include PyRAF che consente di automatizzare IRAF utilizzando il popolare linguaggio Python. E' utile ad un certo punto imparare tutto questo. Ma sicuramente non ora. Se siete interessati consultate "An Introductory User's Guide to IRAF Scripts" di Ed Anderson e Rob Seaman.

Al livello di queste note introduttive è importante avere installato una versione di IRAF successiva alla V2.13 poiché nelle versioni precedenti i files immagine venivano separati in due files distinti, per l'header e per il contenuto dei pixel. Nelle versioni 2.13 e 2.14 sono invece utilizzati i files di formato fits per tutte le operazioni. Il breve script *eso.set* descritto nella Sezione 8 e in Tabella 7, è scritto per Iraf V2.10, ma può essere sostituito da una sequenza appropriata di comandi nelle versioni successive. Abbiamo mantenuto lo script perché rende più trasparenti per il lettore le prestazioni delle operazioni per le quali è stato pensato.

## 2.2 Iniziare e terminare IRAF

IRAF dovrebbe essere fatto partire da una finestra **xgterm** digitando

```
cl
```

Non c'è nulla di più deprimente che dimenticare come uscire dal programma. La parola magica in IRAF è *logout*. Se la vostra macchina resta in attesa (non un fatto eccezionale se avete premuto due tasti sbagliati) provate con Ctrl + C o Ctrl + Y. Se siete ancora in situazione disperata, chiudere la finestra aiuta sempre. Dopo questa soluzione "meccanica" potreste volere digitare

```
flpr
```

dal prompt IRAF. Questo comando scarica (rimuove) qualsiasi variazione accidentale di parametri che fosse sopravvissuta.

Si esce dai singoli processi digitando `q`. Dentro un comando non premete tasti a caso, neanche il tasto ENTER o il tasto del mouse. IRAF prova a interpretarle come istruzioni, così in questo modo è facile perdersi nei meandri delle sottoprocedure di IRAF. Gli unici tasti che non dovrebbero fare danni sono `?` (per ottenere aiuto) e possibilmente `q` (per terminare un comando). Non chiudete MAI una finestra grafica prima di aver terminato la task con il comando `q`.

## 2.3 Ottenere aiuto

Dall'interno di IRAF, digitare

*help command-name*

e verrete forniti di un aiuto approfondito (purché il comando esista). Se le linee scorrono troppo rapidamente usate

*stty nlines=24*

per definire una finestra con display a 24 linee. La pressione di `SPACE` fa scorrere lo schermo intero, la pressione di `d` fa scorrere solo metà schermo e `q` fa uscire dalla videata di aiuto.

L'aiuto può essere scritto su file utilizzando

*help command-name>file-name*

L'ultima parte del comando dice a IRAF di scrivere l'output su un file e non sullo schermo. Infatti OGNI comando seguito da `> file-name` scrive il suo output su un NUOVO file col nome *file-name*. Per SCRIVERE DI SEGUITO a un file esistente utilizzare invece `>>file-name`.

Per vedere una descrizione su una linea di ciascun comando nel pacchetto digitare

*help package-name*

Provate con *help noao* che mostra il significato di vari sotto-pacchetti entro **noao**; otterrete qualcosa di simile alla Tabella 3.

artdata	Pacchetto per la generazione di dati artificiali
astrometry	Pacchetto per l'astrometria
astutil	Pacchetto per strumenti astronomici
digiphot	Pacchetto per fotometria stellare digitale
focas	Pacchetto per la classificazione e l'analisi di oggetti deboli
imred	Pacchetto per la riduzione dei dati
mtlocal	Magtape i/o per formato speciale NOAO dei nastri
nobsolete	Processi obsoleti da accantonare in un futuro rilascio di versione
nproto	Processi prototipo (temporanei, con contributi)
observatory	Esamina e definisce i parametri dell'osservatorio
onedspec	Pacchetto per la riduzione e l'analisi spettrale unidimensionale
rv	Pacchetto per l'analisi della velocità radiale
surfphot	Pacchetto per l'analisi galattica isofotale
twodspec	Pacchetto per la riduzione e l'analisi spettrale bidimensionale

Tabella 3 *Alcuni dei sottopacchetti disponibili sotto il pacchetto noao*

## 2.4 Ricordare, trovare e abilitare comandi

Se non riuscite a ricordare il nome di un comando, provate con

?

che mostra i nomi dei comandi presenti nel pacchetto corrente. Similmente, il doppio punto interrogativo

??

mostra i nomi dei comandi in tutti i pacchetti aperti.

Può anche capitare di conoscere il nome del comando ma di essersi dimenticati in quale pacchetto si trovi. Se questo pacchetto non è uno di quelli aperti con i quali state lavorando, IRAF non riconosce il comando. Cosicché dovete conoscere il nome del pacchetto che supponete di aprire prima di poter usare i comandi presenti in esso. Il trucco più semplice è quello di usare

*help command-name*

Il nome del pacchetto apparirà in alto nella videata di aiuto. Così *help display* rivela che *display* è parte del pacchetto *images.tv*. Se il comando *display* non è stato recepito, digitando

*images.tv*

si aprirà il pacchetto corrispondente rendendo accessibile il comando. Da notare che l'aiuto è sempre disponibile, anche per comandi che non appartengono a pacchetti aperti.

Se non avete idea del nome del comando che state cercando, ci sono due strade:

- i. cercare righe di titolo di tutti i files di aiuto per una specifica parola. Per esempio, per elencare comandi che mostrano qualcosa digitare

*help \* | match display*

- ii. intraprendere una ricerca più completa ma più lunga con

*references display*

## 2.5 Utilizzare comandi del sistema operativo

Per eseguire un comando del sistema operativo antepone un punto esclamativo (!) davanti ad esso. Se usate IRAF sotto Linux stampate i contenuti del file *file-name* con la stampante predefinita digitando

*!lpr file-name*

Molti comandi di sistema sono riconosciuti da IRAF. Un elenco di essi è scritto nel file login.cl che è presente nella directory dalla quale fate partire IRAF. Cercate i

cosiddetti processi “esterni”. Troverete tra gli altri il comando di sistema time. Usatelo direttamente dal prompt IRAF per mostrare ora/data/anno/...

*time*

## 2.6 Editare comandi

I comandi precedenti possono essere richiamati premendo ripetutamente il tasto freccia su ↑. Potete editare il comando richiamato prima dell'esecuzione cancellando e inserendo lettere nel modo usuale. Sotto Linux è utile sapere che Crlt + F cancella un carattere alla destra del cursore, mentre Delete cancella un carattere alla sinistra. Il tasto ENTER esegue il comando.

L'ultimo comando che inizia con *hel* è richiamato digitando

*e hel*

Il comando *history* mostra una lista degli ultimi comandi digitati. Il comando numero 15 viene ripetuto digitando

*^ 15*

## 2.7 Parametri dei comandi

Ciascun comando in IRAF ha il proprio insieme di parametri che determina la sua esecuzione. I parametri sono di due tipi: *richiesti* e *nascosti*. I valori dei parametri richiesti dovrebbero essere forniti ogni volta che si usa il comando. Se dimenticate di farlo vi saranno chiesti i valori prima che il comando venga eseguito. IRAF non richiede i valori dei parametri nascosti ma utilizza i loro valori correnti. Potete cambiare i valori dei parametri in due modi:

- a) **cambio temporaneo**: aggiungete i valori desiderati per i parametri facendoli seguire sulla linea di comando immediatamente dopo il nome del comando, come nel seguente esempio:

*display image-name zrange=no zscale- z1=100 z2=300*

Ciò mostrerà l'immagine col nome *image-nome.fits* (questo è un parametro richiesto dalla procedura *display*) colorando i pixel con valori tra 100 e 300 e disabilitando l'algoritmo che determina in modo automatico il range e il fattore di scala (“=no” è lo stesso che “-“, e “=yes” è lo stesso che “+”);

b) **cambio permanente**: cambiate i valori dei parametri nel file parametri. Il file parametri viene cambiato digitando *epar command-name*, ad esempio

*epar display*

I parametri nascosti sono stampati in parentesi. Dopo aver digitato i cambiamenti usate Ctrl +D per uscire dall'editor e salvare i cambiamenti.

I valori dei parametri possono essere visualizzati col comando *lpar*, ad es.

*lpar display*

Se avete provato a turno i valori senza alcun risultato potete tornare ai valori di default col comando *unlearn*, ad es.

*unlearn display*

I valori dei parametri per ciascun comando sono immagazzinati in un file speciale. Tutti questi files sono salvati in una directory (**uparm**) che è specificata nel file *login.cl* situato nella directory dalla quale fate partire IRAF (cercate qualcosa come *set uparm = "home\$uparm/"*).

IRAF intraprende la seguente sequenza per determinare quali valori dovrebbero essere usati:

- ≡ legge i valori di default dei parametri (immagazzinati nel sistema IRAF)
- ≡ li sostituisce con i valori provenienti dal file parametri dell'utilizzatore (nella directory *uparm*)
- ≡ li sostituisce con i valori introdotti dalla linea di comando
- ≡ richiede i valori dei parametri richiesti che non sono stati forniti dalla riga di comando.

Questa filosofia fornisce ampio spazio per la personalizzazione del sistema che state usando. E tutti i cambiamenti ai files dei parametri saranno immagazzinati in

memoria anche dopo che sarete usciti da IRAF. Perciò definite i parametri dei comandi come volete. Potete anche desiderare di far partire IRAF da una differente directory per ciascun tipo di riduzione e specificare directories uparm differenti nei files login.cl corrispondenti. Comunque state attenti: troppa libertà può essere rischiosa.

## 2.8 Calcolatrice

IRAF possiede una propria calcolatrice . Digitate semplicemente

$$=180/3.14159$$

per calcolare l'equivalente in gradi di un radiante. Potete usare parentesi, funzioni trigonometriche<sup>2</sup> e riferimenti a variabili. Per esempio

$$= \text{display.z2} - \text{display.z1}$$

dà l'intervallo di livelli di grigio quando si mostrano immagini col comando *display*.

## 3 Setup di IRAF

IRAF lavora su finestre xgterm, perciò dovrete essere in grado di utilizzare questo tipo di finestre sul vostro display prima di far partire IRAF.<sup>3</sup>

Per visualizzare le immagini 2D è disponibile il programma ds9 che può essere lanciato da terminale o dal prompt di IRAF con il comando ds9 &.

2 Le funzioni trigonometriche hanno l'argomento in radianti. Ciò è differente rispetto a quanto presente nel comando *hedit*, dove le espressioni dovrebbero avere argomenti di funzioni trigonometriche in gradi. Nell'aiuto del comando *hedit* è menzionato un insieme piuttosto completo di funzioni definite.

3 IRAF è molto semplice da installare, avete solo bisogno di ottenere i files dalla rete o dal CD, ma state attenti a seguire scrupolosamente le istruzioni della guida d'installazione. Verrà installato anche il programma di visualizzazione 2D delle immagini ds9. Avrete bisogno di conoscere la password radice anche solo per una delle istruzioni durante il setup di IRAF. Per i files sorgenti e gli eseguibili IRAF sono necessari circa 100MB di spazio. E' richiesto spazio ulteriore per le immagini astronomiche [come indicazione considerate che una immagine da 1024x1024 pixel richiede 2.5 MB e una da 512x512 pixel circa 600 KB. Durante una notte di osservazione con lo spettrografo Echelle+CCD di Asiago (CCD da 1024x1024 pixels), potete raccogliere fino a 100 immagini (distribuite tra flat, bias, dark, spettri di confronto e spettri degli oggetti) - equivalenti a 250 MB- e probabilmente vorrete avere tutti questi files accessibili allo stesso tempo sul vostro computer.] L'utilizzo diffuso di unità disco esterno USB sta alleviando ultimamente la pesante domanda di spazio di memoria su disco. Considerate che su molte stazioni di lavoro pubbliche disponibili per la riduzione delle immagini sotto IRAF dovrete poter accedere come utilizzatore con username *iraf* ed entrerete immediatamente nell'ambiente grafico X appropriato con il prompt *cl*>.

IRAF interagisce con l'utente attraverso la finestra di terminale. E' molto importante utilizzare IRAF da una finestra **xgterm**. Questa è una variante personalizzata di **xterm**, ma molto più stabile, con colori migliori e una gestione più sicura dei comandi dell'utente. Xgterm è incluso in IRAF, cosicché dovrete poterla utilizzare. Potete far partire xgterm da xterm digitando

```
xgterm &
```

Prima di richiamare IRAF digitando `cl` da un `xgterm`, controllate che nella directory locale ci sia il file `login.cl` e la directory `uparm` (`login.cl` è il file di configurazione IRAF, `uparm` è la directory dove sono immagazzinati i files dei parametri di tutti i comandi). Se mancano, li potete creare digitando

```
mkiraf
```

Editate il file `login.cl` (solo se realmente necessario) per cambiare qualunque cosa nel set-up (per esempio in che posizione immagazzinare i files). Quando IRAF parte, prima di tutto apprende cosa è scritto nel file `login.cl`. Di conseguenza, una volta che avete iniziato potete cambiare directories a piacimento, perché IRAF non controllerà mai nuovamente quanto scritto nel file `login.cl` durante questa sessione. Notate anche che potete utilizzare `mkiraf` in differenti directories e adattare i contenuti del file `login.cl` e la directory `uparm` per ottimizzare la configurazione per differenti tipi di riduzioni (per esempio quando lavorate su spettri Echelle probabilmente vorrete avere una configurazione IRAF diversa da quella ottimizzata per gli spettri in singola dispersione: per evitare di dover riconfigurare ogni volta il vostro ambiente IRAF è meglio usare differenti directories [e di conseguenza differenti `login.cl` e `uparm`] per le riduzioni di spettri Echelle e in singola dispersione ).

### 3.1 Finestre

Aprirete due finestre `xgterm` e fate partire IRAF con `cl` in entrambe. La prima finestra verrà usata per mostrare immagini, la seconda per editare i parametri dei comandi. Un'altra finestra `xterm` può essere utile per operazioni col testo. Per avere la barra di scorrimento in ciascuna finestra premete assieme il tasto `Ctrl` e il tasto destro del mouse e selezionate "scrollbar". Una valida configurazione è presentata in Figura 2.



## 3.2 Mostrare immagini

IRAF utilizza il programma *ds9* per mostrare immagini CCD bidimensionali in falsi colori (come alternativa potete usare il vecchio programma *ximtool* o *saoimage*). E' possibile aprire più di una finestra *ds9*. In *ds9* è possibile caricare numerose immagini simultaneamente, effettuare zoom, rotazioni, rappresentazioni in falsi colori, blinking e visualizzare l'header dei file FITS. Per iniziare *ds9* digitare

*! ds9 &*

Si aprirà una finestra 512x512. Se la vostra immagine ha un maggior numero di pixels avete due possibilità per mostrarla a piena risoluzione: allargare la finestra di *ds9* trascinando i suoi bordi o visualizzare volta per volta una porzione limitata dell'immagine.

Il piccolo rettangolo nell'angolo superiore destro della finestra *ds9* è il panner: per muoversi in una immagine troppo grande per essere mostrata da *ximtool* nella sua interezza, cliccate sul corrispondente rettangolo e trascinatelo.

Per ingrandire una porzione dell'immagine definite la porzione di finestra da ingrandire nel panner ed agite quindi sulla rotella centrale del mouse. Tenendo invece premuto il tasto destro del mouse e muovendovi nell'immagine (col cursore nella finestra) ne cambierete luminosità e contrasto. L'immagine viene ripristinata alle dimensioni originali scegliendo il comando Zoom 1 del menu Zoom. Nel menu View è possibile visualizzare rapidamente dei profili verticali o orizzontali dell'immagine. L'opzione save vi permette di salvare l'intera immagine (o una sua porzione visualizzata) nei formati GIF, JPEG, TIFF, FITS ed MPEG (per sequenza di immagini). Si può accedere a un pannello di controllo grafico dal menu a comparsa *Option* nella finestra *ximtool*. Premendo il tasto HELP nella finestra *ds9* si accede al manuale completo delle opzioni di *ds9*.

La finestra grafica *ds9* deve essere aperta prima di eseguire il comando *imedit* che è utile per rimuovere manualmente raggi cosmici o difetti locali delle immagini.

Ci sono alcuni altri comandi interessanti per mostrare ed esaminare immagini 2-D.

*imexamine image-name*

fa entrare nella modalità interattiva dopo esservi assicurati che il nome della vostra immagine sia visualizzato. Spingendo il tasto s nella finestra *ximtool* vi fornisce la rappresentazione in prospettiva della regione attorno al cursore. Ciò potrebbe essere utile per decidere se una certa striscia luminosa è un raggio cosmico oppure no. Ci

sono molti altri utili comandi in *imexamine*. Premete ? per vedere un breve aiuto (si esce dall'aiuto con q e ENTER). Come al solito si esce dalla procedura *imexamine* premendo q

Un altro utile comando per tracciare immagini 2-D è

*implot imagine-name*

Il comando riproduce porzioni trasversali dell'immagine. Premendo l o c viene prodotta una sezione lungo la linea o la colonna col numero uguale alla posizione y del vostro cursore così come riportato sul margine destro della parte riprodotta. Nuovamente utilizzate ? all'interno della procedura o digitate *help implot* per avere più informazioni.

## 4 Leggere, scrivere e stampare dati

IRAF utilizza il formato FITS (Flexible Image Transfer System) a 32 bit. Per essere gestito in modo appropriato in IRAF ogni file FITS contiene oltre ai pixel dell'immagine anche informazioni del log-book, ad esempio come, dove e quando è stata memorizzata l'immagine CCD. Nell'header sono contenute parole chiave convenzionali. Ad esempio

```
DATE-OBS= '2015-07-01T21:31:14.000' / GMT START OF EXPOSURE
```

è il formato prescritto per scrivere nell'header FITS la data di inizio della posa.

La strada usuale per immagazzinare e trasferire files di immagini è averli in formato FITS. Nelle versioni più vecchie di IRAF, può essere utile sapere che i files venivano utilizzati in un formato particolare, con estensione '.imh', reso obsoleto dalla disponibilità di memoria dei moderni calcolatori. Le istruzioni per passare dal formato FITS a IMH e viceversa si possono ancora trovare nella libreria *dataio* (ad esempio il comando *rfits* legge dal formato *fits* e converte al formato *imh* mentre *wfits* passa dal formato *imh* al formato *fits*).

### 4.1 Utilizzare elenchi di files

Molti comandi IRAF possono lavorare su files singoli oppure possono eseguire uno specifico processo su molti files in successione. Perciò è molto utile produrre un file a singola colonna con un elenco di nomi. La strada più semplice è quella di usare il comando *files*. Per esempio

```
files a* > list_a
```

scrive nel file *list\_a* una lista di tutti i files che iniziano con *a*. Lo stesso comando può essere reso più sofisticato:

```
files cat*.%fits%fit %> log.txt
```

che scriverà la lista di tutti i files che iniziano con “cat” e hanno estensione “.fits” nel file *log.txt* ma con le loro estensioni “.fits” riscritte come “.fit”. Il comando *file* non sovrascrive mai un file di output esistente.

Un messaggio del tipo “*ERROR: cannot open log.txt for writing*” significa che un file esistente *log.txt* dovrebbe prima essere cancellato col comando *delete log.txt*.

Quasi tutti i comandi IRAF accettano tre tipi di input:

1. nomi di files singoli, ad es. *a0001.fits*
2. sequenze di nomi di files separati da virgole, ad es. *a.0001.fit, a0002.fit, a0003.fit*
3. elenchi, ad es. *@list-a*. In questo caso il carattere *@* dice a IRAF di aprire il file *list-a* e utilizzare la sua prima, seconda, terza,... riga per l’input.

## 4.2 Cambiare i nomi per un elenco di files

Non è strettamente una operazione IRAF, ma vale la pena menzionarla qui perché di volta in volta potreste trovare conveniente cambiare i nomi di un elenco di files troppo lungo per poterlo fare manualmente col normale comando Unix *mv*. Questa operazione lavora con ogni tipo di file, non solamente con quelli FITS. Dapprima create un elenco dei vostri files (per esempio tutti quelli il cui nome inizia col carattere *a*)

```
ls a* > log.list
```

Cancellate dall’elenco ciò che non volete cambiare. Supponiamo che il file *log.list* abbia le prime linee così

```
a0001  
a0006  
...
```

Editate il file ASCII `log.list` con un editor di testo e modificate ciascuna riga come nell'esempio:

```
mv a0001 ESO-28may96-0001.original-2D.fts
mv a0001 ESO-28may96-0006.original-2D.fts
...
```

(si può fare questo facilmente negli editor Linux che vi consentono di editare per colonna, come *joe*, *gedit* o *nano*). Adesso cambiate l'attribuzione del file `log.list` per renderlo eseguibile

```
chmod +x log.list
```

e divertitevi con la magia digitando

```
log.list
```

Una alternativa è saltare il passo *chmod* e digitare semplicemente

```
cl < log.list
```

il quale ordina a IRAF di leggere l'input dal file *log.list* e di eseguirlo riga per riga (il comando Unix `mv` viene compreso da IRAF).

### 4.3 Cancellare files e immagini

I files normali vengono rimossi col comando *delete*, ad es.:

```
delete log*.lst
```

Ma questo non produrrà effetti sulle immagini IRAF, poiché esse sono protette contro la cancellazione accidentale. Per cancellare immagini IRAF usate *imdelete*.

## 4.6 Regolare i bits in modo appropriato

Può accadere che le vostre immagini appaiano composte da pixels con valori di conteggio negativi (!). Ciò è generalmente dovuto a inversione di bit e differente rappresentazione di numeri interi durante l'operazione di lettura/scrittura da un sistema operativo a un altro. Per esempio, nelle immagini dimostrative (con i conteggi attuali estesi da 0 a 65536, equivalenti e  $2^{16}$  livelli) i conteggi vanno da -32768 a +32768 (sono stati scritti sotto MIDAS all'ESO). Per ristabilire la scala originale da 0 a 65536, aggiungete 32768 conteggi a tutti i pixels delle immagini (elencate nella lista di nomi di files di input *list\_a*)

```
imarith @list_a +32768 @list_b calctype=real pixtype=real
```

Le immagini con i bit corretti avranno i nomi elencati nel file *list\_b*.

## 4.7 Stampare testo, grafici o immagine

Questa sezione potrebbe comparire più avanti, poiché non abbiamo ancora incontrato dati da rappresentare graficamente o immagini. Tuttavia, è essenziale mettere su carta i risultati dei passi intermedi durante la riduzione per riferirsi a questi successivamente. Perciò riassumiamo la procedura di stampa in IRAF prima di partire con l'esame della riduzione.

Una breve guida è la seguente:

- Il **testo** può essere stampato direttamente

```
lprint file_name
```

o mediante reindirizzamento

```
help astutil | lprint
```

- **Grafici a linea** (cioè una finestra grafica di *apall*, *splot*, *identify*, ecc.) possono essere copiati su una stampante premendo il tasto = . Queste schermate possono essere anche salvate come file postscript digitando

`:.snap epsfl ENTER`

Questo crea un file encapsulated postscript col nome *sgi???.eps* dove ??? è un numero a tre cifre. Naturalmente potete rinominare il file all'occorrenza.

Ci sono due possibili orientamenti: *epsfl* produce stampe in formato panoramico e *epsf* in formato ritratto.

Nel processo *imexamine* dovrete premere `g` per abilitare il cursore grafico prima di digitare il comando `:.snap` e `i` per ritornare al cursore dell'immagine.

- Stampare **grafici a mezzitoni** in *ximtool* è autoesplicativo: vedere il menu a discesa *File*.

## 5 Flat, Bias e Dark frames

La costruzione del flat-field per i frames ottenuti con CCD che riprendono direttamente l'immagine è semplice perché tutti i pixels sono illuminati da luce nello stesso intervallo di lunghezze d'onda. In spettroscopia la situazione è più complicata: per esempio ciascuna riga di uno spettro ottenuto col Boller & Chivens è illuminata da luce di diversa lunghezza d'onda e dalla base alla sommità di uno spettro a bassa risoluzione la lunghezza d'onda può variare anche di 6000Å.

La costruzione del flat-field è utilizzata nella ripresa diretta per correggere *sia* le variazioni di alta frequenza spaziale da pixel a pixel *sia* per la risposta a bassa frequenza su tutto il frame.

In spettroscopia, la costruzione del flat-field è usata unicamente per correggere le variazioni ad alta frequenza da pixel a pixel nella direzione perpendicolare alla dispersione. Le stelle standard sono utilizzate sia per correggere per la funzione di risposta alle differenti lunghezze d'onda (basse frequenze spaziali), così come per definire lo zero nella scala dei flussi.

Lo scopo della costruzione del flat-field in spettroscopia è dunque ottenere un flat con un valore medio di 1000 su tutto il frame. L'intensità dei pixel individuali fornisce la sua sensibilità confrontata con quella dei pixel adiacenti (che sono illuminati da radiazione di simile lunghezza d'onda). La correzione per il flat, di conseguenza, consisterà nella divisione del frame scientifico per questo *masterflat*, con lo scopo di rimuovere l'effetto della sensibilità variabile dei pixels adiacenti.

Nel seguito useremo valori numerici di dimensioni dei frames, valori di bias, RON, ADU, gain, ecc. appropriati per le immagini CCD reali allegate a scopo dimostrativo a queste note (cf. Sez. 1.1).

Prima di utilizzare la correzione per flat-field, bisogna rimuovere in modo appropriato i frames bias e dark dalle immagini. Iniziamo con questi.

## 5.1 Sottrazione del bias

Prima di tutto bisogna sottrarre il bias da tutte le immagini. Supponiamo che il file *list\_b* contenga l'elenco dei nomi dei files di input e *list\_c* sia il file con l'elenco dei nomi dei files di output (nel nostro caso i files di output saranno numerati come c0001, ecc.)

$$\textit{imarith} @\textit{list}_b - 176.3 @\textit{list}_c \textit{calctype}=\textit{real} \textit{pixtype}=\textit{real}$$

Gli ultimi due parametri garantiscono che il calcolo interno e l'output siano effettuati con numeri reali. Potete ovviamente scriverlo nel file dei parametri mediante il comando *epar imarith*. Abbiamo assunto che il bias abbia il valore 176.3 (un valore costante su tutto il frame è caratteristico di buone camere CCD ed elettroniche associate. Nel caso di CATTIVE caratteristiche del bias della vostra camera, dovete sottrarre le immagini di bias. Esse sono ottenute come mediana filtrata di parecchie esposizioni di bias oppure sono immagini di bias artificiali costruite dalla regione di overscan - quando disponibile). Per indagare su alcune semplici statistiche di una immagine (per esempio un bias) digitate

$$\textit{imstat} \textit{file-name}$$

## 5.2 Sottrazione del dark

Tutti gli elettroni conteggiati durante la lettura del CCD non sono prodotti dalla luce incidente. Il moto termico degli atomi nel reticolo di silicio è causa di produzione di ulteriori elettroni liberi. Dobbiamo sottrarre questi conteggi dovuti alla corrente di buio (dark current) dai frames che contengono informazione scientifica. Sui CCD moderni ad alta qualità il numero di elettroni di buio prodotti per ciascun pixel in un'ora in un CCD raffreddato ad N<sub>2</sub> liquido è molto basso, generalmente simile al rumore di lettura. Su esposizioni che durano fino a 10-15 minuti l'effetto della corrente di buio è quasi non rilevabile. Nel caso delle immagini dimostrative (da a0039 a a0043 in Tabella 1) la corrente di buio ammonta a soli 10 elettroni per pixel per ora.

La corrente di buio aumenta in modo piuttosto consistente in misura lineare col tempo. Perciò se in una sessione osservativa notturna tutte le esposizioni di immagini scientifiche sono state più brevi di – diciamo – 20 minuti, sarà sufficiente provvedere a circa 5 dark frames di 20 minuti ciascuno di integrazione (con le luci della cupola

spente, fenditura e tende della cupola chiuse, portellone chiuso). Il livello di bias stimato dalla regione di overscan sarà sottratto da ciascuno di essi. Infine, essi saranno combinati in un frame mediano che rappresenta la corrente liberata pixel per pixel in 20 minuti. Questo frame mediano, che chiameremo **masterdark**, sarà poi sottratto dalle esposizioni scientifiche da 20 minuti per correggerle per la corrente di buio. Notate che la mediana elimina gli effetti dei raggi cosmici e del rumore di lettura nei dark frames individuali. Per correggere un frame scientifico da 5 minuti il *masterdark* da 20 minuti verrà diviso per quattro prima di sottrarlo da esso.<sup>4</sup>

### 5.3 Ritagliare le immagini

Dopo la sottrazione del bias la regione di overscan ha ora un valore medio di 0.0000 e non è più necessario altro. Negli spettri inclusi la regione di overscan si estende tra le righe 2049 e 2060. Di più, le prime poche righe sembrano avere qualche problema e ci sarà poca perdita di informazione cancellandole. Tagliamo la prima e le ultime righe di queste immagini mediante il comando

```
imcopy @list_d @list_e
```

dove *list\_d* è l'elenco dei nomi di file di input (assumiamo che i nomi dei files siano c0001, c0001, ...) con linee scritte come

```
c0001[* ,10:2040]
c0002[* ,10:2040]
...
```

e *list\_e* è l'elenco dei nomi di file di output

```
e0001
e0002
...
```

Notate che tutte le immagini, cioè esposizioni scientifiche, calibrazioni da lampade, come pure esposizioni di flat field, dovrebbero essere ritagliate nello stesso modo. Generalmente è una buona idea tagliare anche la prima e l'ultima colonna nel caso esse siano di basso interesse scientifico o siano influenzate da problemi di lettura ai bordi.

---

4 Si veda anche la discussione sulla correzione per dark frame nel file *help* del comando *ccdproc*

## 5.4 Preparare il master flat

Ora prendiamo tutti i flat frames (con uguale tempo di posa) e produciamo l'immagine mediana **medflat** (l'uso della mediana farà da filtro a segnali sporadici di raggi cosmici e misurazioni che si discostano) con

```
imcombine e0001, e0002, ..., e0006 medflat combine=median
```

Un esempio di *medflat* è in Figura 3<sup>a</sup>. Successivamente formiamo il master flat, il quale riflette solo differenze locali di sensibilità tra pixels<sup>5</sup>. Ciò significa che dovremmo filtrare la forte e generale dipendenza dalla lunghezza d'onda della sensibilità del CCD e la risposta di spettrografo+telescopio+... Per l'immagine da 317x2060 pixel ora ridotta a 317x2031 utilizzate:

```
blkavg medflat[20:310,*] avcol_in 291 1
```

Abbiamo mediato sulle colonne da 20 a 310 (cioè 291 colonne) e creato lo spettro a singola linea **avcol\_in** che ha dimensioni 1x2031 pixels. Le colonne ai bordi sono state ignorate nella preparazione di *avcol\_in* per evitare ogni possibile problema di lettura del CCD nelle prime o ultime colonne. Ora, digitando

```
blkrep avcol_in avcol_out 317 1
```

la singola colonna di *avcol\_in* viene espansa, ritornando al formato immagine 317x2031 pixels, sistemando 317 immagini *avcol\_in* una di fianco all'altra e salvandola come **avcol\_out**. Il risultato è mostrato in Fig. 3b. Infine, dividendo il *medflat* per questo *avcol\_out*, otteniamo il **masterflat**

```
imarith medflat / avcol_out masterflat calctype=real pixtype=real
```

Ciascuna riga del *masterflat* ha un valore medio di 1.000, con deviazioni locali dovute a differenze nella sensibilità da pixel a pixel.

Un'altra possibilità è di filtrare il *medflat* con un *boxcar* di dimensione opportuna per lisciare i difetti ad alta frequenza (tipicamente 50x50 pixel)

```
boxcar medflat.fit avcol_out.fit 50 50
```

---

5 Rigorosamente parlando si dovrebbe anche sottrarre un dark frame con lo stesso tempo di posa dai flats. Comunque nel caso delle immagini di prova allegate l'esposizione dei flats è stata così breve (4 sec, si veda la Tabella1) che il contributo della corrente di buio è da ritenersi trascurabile.

ed ottenere come precedentemente il **masterflat**. In questo modo si correggono difetti in alta frequenza in entrambe le direzioni (ad esempio sia il fringing lungo la dispersione che le disomogeneità della fenditura)

## 5.5 Correzione per il flat field delle immagini scientifiche

Create un elenco *list\_e* di tutte le immagini scientifiche ritagliate e anche corrette per il bias e il dark e dividetele per il flat con

```
imarith @list_e / masterflat @list_g calctype=real pixtype=real
```

dove *list\_g* è come al solito l'elenco dei nomi files di output (supponete che siano del tipo g0001, ...)

Alternativamente usate il comando **ccdproc** (dal pacchetto imred.ccdred) per effettuare allo stesso tempo il ritaglio + la correzione per bias e dark + la divisione per il flat. Se la regione di overscan è nelle righe dalla 2049 alla 2060, usate i parametri in Tabella 4. Potete usare una funzione di spline del terzo ordine per interpolare l'overscan.

Tabella 4: Esempio di parametri per il comando **ccdproc**

overscan = yes	flatcor = yes
trim = yes	column direction = (right value)
zero level = no	overscan strip = [* ,2049:2060]
darkcor = yes	trim section = [* ,10:2040]
fix bad lines = no	flat = masterflat
illum = no	dark = masterdark
interactive = yes	

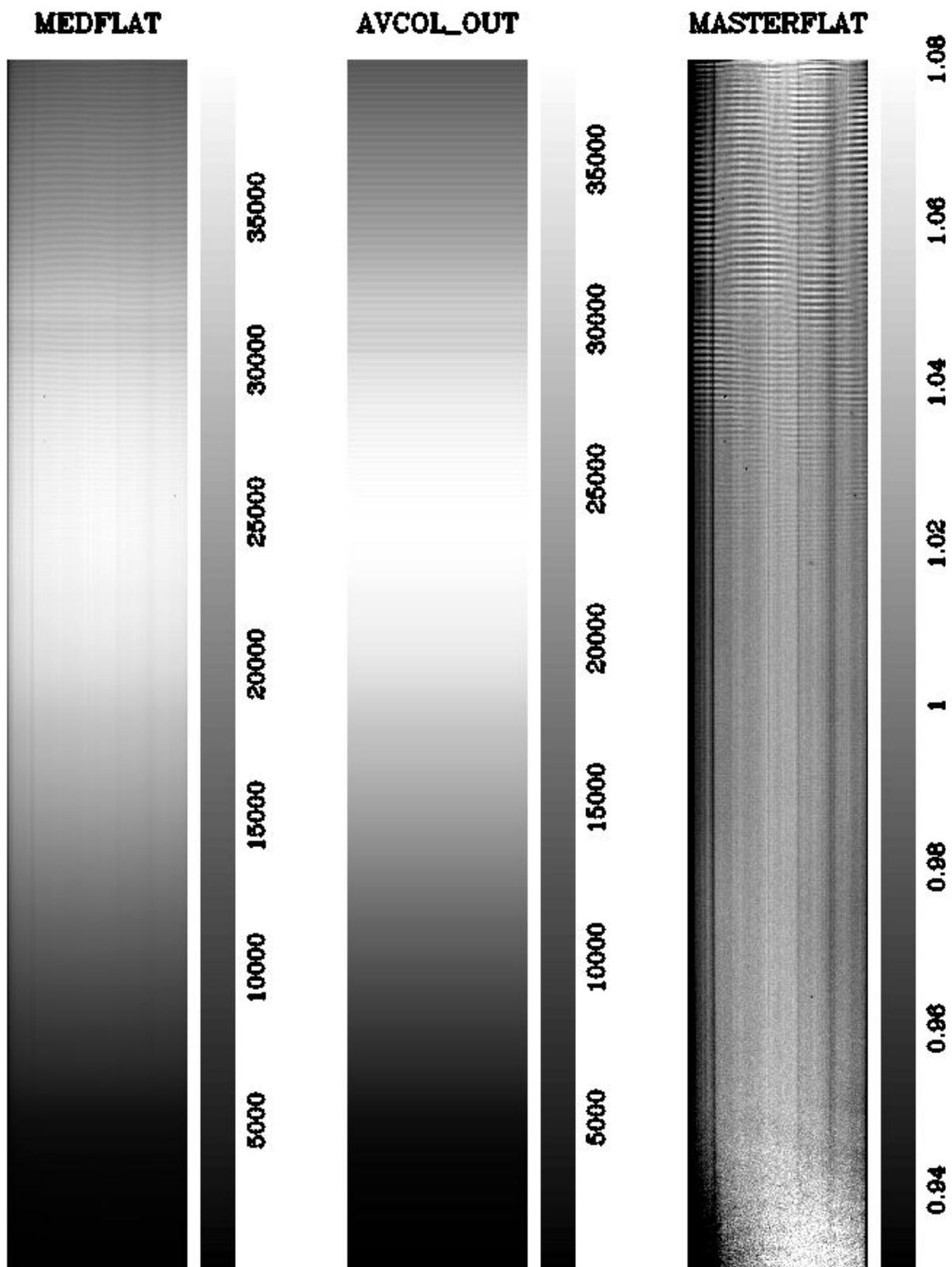


Figura 3: Da sinistra a destra: [a] *medflat*, [b] *avcol\_out*, [c] *masterflat* (cortesia T. Tomow elaborazione grafica WIP)

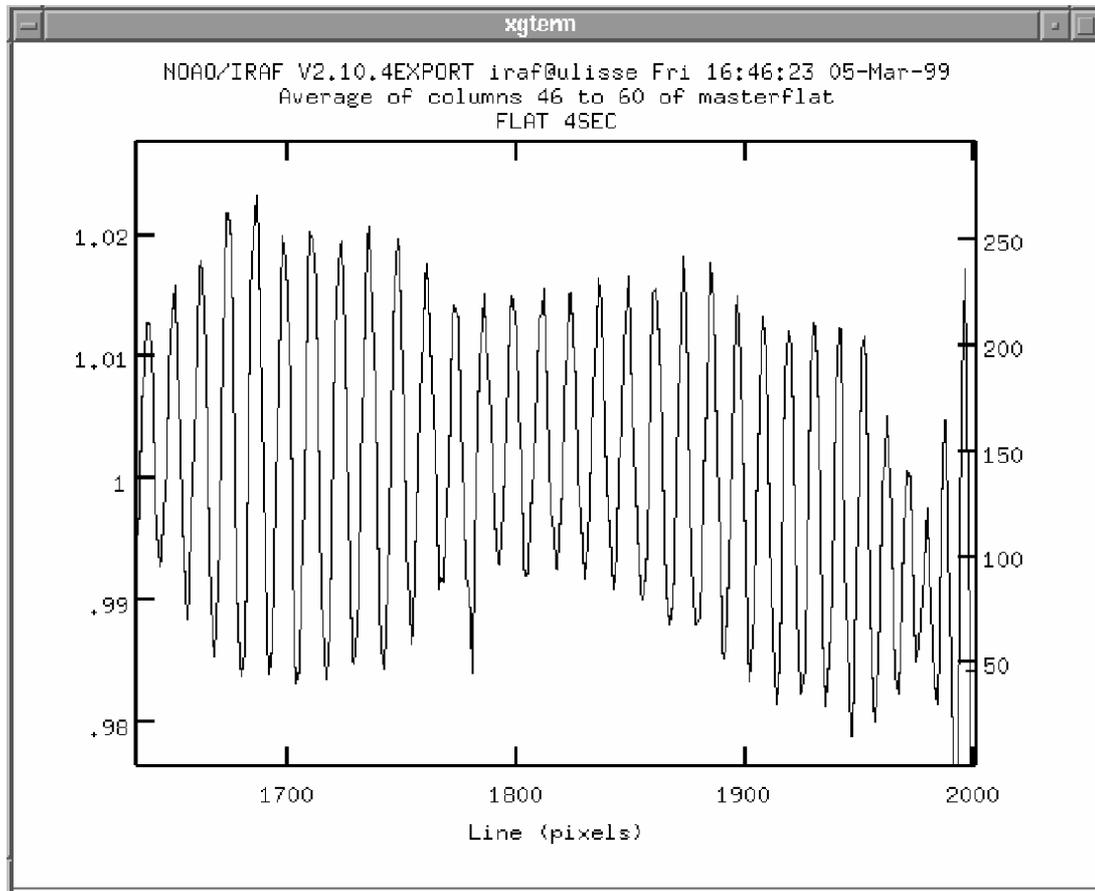


Figura 5: Una sezione ingrandita attraverso il **masterflat** (Figura 3c per confronto) parallela alla direzione di dispersione. Questi pixels sono illuminati con luce nel vicino infrarosso. Le evidenti frange di interferenza in questo grafico sono dovute alle riflessioni interne del CCD sottile.

## 5.6 Rimuovere i raggi cosmici

Per rimuovere i raggi cosmici in regioni lontane dal tracciato dello spettro potete usare il processo *imedit*. Comunque è preferibile non rimuovere i raggi cosmici in questo modo. Il processo *apall* lo fa bene (e rapidamente! si veda la prossima sezione) se sono predisposti adeguatamente i suoi parametri RON e  $e^-/ADU$  così come è predisposta adeguatamente l'estrazione tramite mediana di una zona sufficientemente ampia di fondo. Supponiamo che stiate stimando il fondo cielo da 20 colonne su un lato dello spettro. Prendere il loro valore mediano rimuove in modo automatico ogni raggio cosmico che può' modificare il valore di uno o due pixels del fondo cielo. Nei casi particolarmente sgraditi quando un raggio cosmico colpisce

direttamente sullo spettro preferiamo rimuoverlo a mano nella fase finale dell'elaborazione, editando lo spettro finale estratto.

In alcuni casi (particolarmente quando il fondo cielo cambia su pochi pixels come nel caso di una supernova sovrapposta a una galassia) è preferibile lavorare con fondo cielo libero da raggi cosmici. Per farlo usate il comando

*imedit file-name radius=2*

Posizionate il cursore immagine sul raggio cosmico e premete `b`, che lo rimpiazza con un fondo opportunamente mediato su un raggio di 2 pixels. In parecchi casi è preferibile lavorare pixel per pixel e in questo caso la sostituzione *radius=1* è più adatta. Altre utili tasti sono `c` e `l` che sostituiscono un raggio cosmico mediante la media di pixels nella direzione della colonna o linea. Usateli quando lavorate sulla pendenza del profilo stellare o vicino a righe provenienti dal cielo.

## 6 Estrazione dell'apertura

Utilizzate *apall* (pacchetto `noao.twodspec.apextract`) che è in realtà una raccolta di molti processi. Dopo aver determinato l'apertura (la parte del profilo relativa all'oggetto) e il fondo (quali regioni del cielo verranno utilizzate per l'estrazione) il processo traccia lo spettro (trova il suo andamento nella direzione della dispersione) e lo riassume in una riga monodimensionale.

*Apall* compie così tante operazioni che non dovrebbe destare sorpresa avere un vasto numero di opzioni. Alcune linee guida sono fornite di seguito. Riferitevi anche al file contenente un elenco commentato dei suoi parametri.

### 6.1 Il processo *apall*

Capire il significato di tutti i parametri di *apall* significa comprendere in pieno i fondamenti della manipolazione di uno spettro CCD. Ciò richiede lavoro, molto al di là degli scopi e dei limiti della presente breve introduzione. Raccomandiamo vivamente il lettore di leggere attentamente il file di aiuto allegato ad *apall*

*help apall*

e di prendersi tempo e sperimentare con i suoi vari parametri. Ciò che segue è appena una breve visione d'insieme. Ricordate che con

*unlearn apall*

potete resettare i valori di tutti i parametri ai loro valori di default (che in parecchi casi sono scelte piuttosto buone).

Tutte le opzioni interattive (eccetto review extractions) dovrebbero essere settate su *yes*. La sottrazione del fondo dovrebbe essere sì, con una funzione di interpolazione appropriata (un valore *b\_order*=1 è di solito adeguato). La regione del fondo viene selezionata relativamente al centro dell'apertura: un intervallo -30:-10, 10:30 indica che lo sfondo è stimato su 21 pixels che si estendono dal pixel 10 al pixel 30 a sinistra dello spettro e similmente per il lato destro. Utilizzate una media moderata del fondo, la cosa migliore è usare la mediana di 3 punti: così usate *b\_naver* = -3. Gli altri importanti parametri sono (usate i valori appropriati per il vostro spettro):

*lower*= -4.0

*upper*= 4.0 (o qualcosa di ragionevole)

*llimit*=-5.0 (approssimativamente la metà larghezza a intensità zero)

*ulimit*= 5.0 (n.b.: non lasciatelo INDEF!)

*backgro*= *fit* (sottraiamo il fondocielo)

*weights*=*variance*<sup>6</sup>.

Non dimenticate di settare i valori RON ed  $e^-/ADU$  (4.2 e 1.2 rispettivamente nel caso delle immagini dimostrative). Controllate l'estrazione di ogni singolo spettro.

Il processo inizia chiedendo quali sono i nomi dei files e quanti profili stellari volete estrarre da ciascuna immagine. Rispondete *yes* a tutte le domande se la riduzione dovesse essere interattiva. Ora arriva il primo passo interattivo: decidere la *posizione della stella*. Vi viene mostrato un grafico simile a quello in Fig. 6 [se la sezione trasversale appare essere nella direzione sbagliata (parallela anziché perpendicolare alla direzione di dispersione) settate il parametro *dispaxis* del pacchetto *noao.twodspec.apextract* in modo appropriato, usando *epar apextract*.] Se la posizione della stella è sbagliata potete cancellare la scelta del computer spingendo il tasto *d*. Una nuova apertura (cioè una stella) sulla posizione del cursore può essere

---

<sup>6</sup> L'estrazione della varianza produce quasi lo stesso risultato della semplice somma delle intensità (*weight=none*) per stelle luminose, ma si comporta meglio su spettri debolmente esposti.

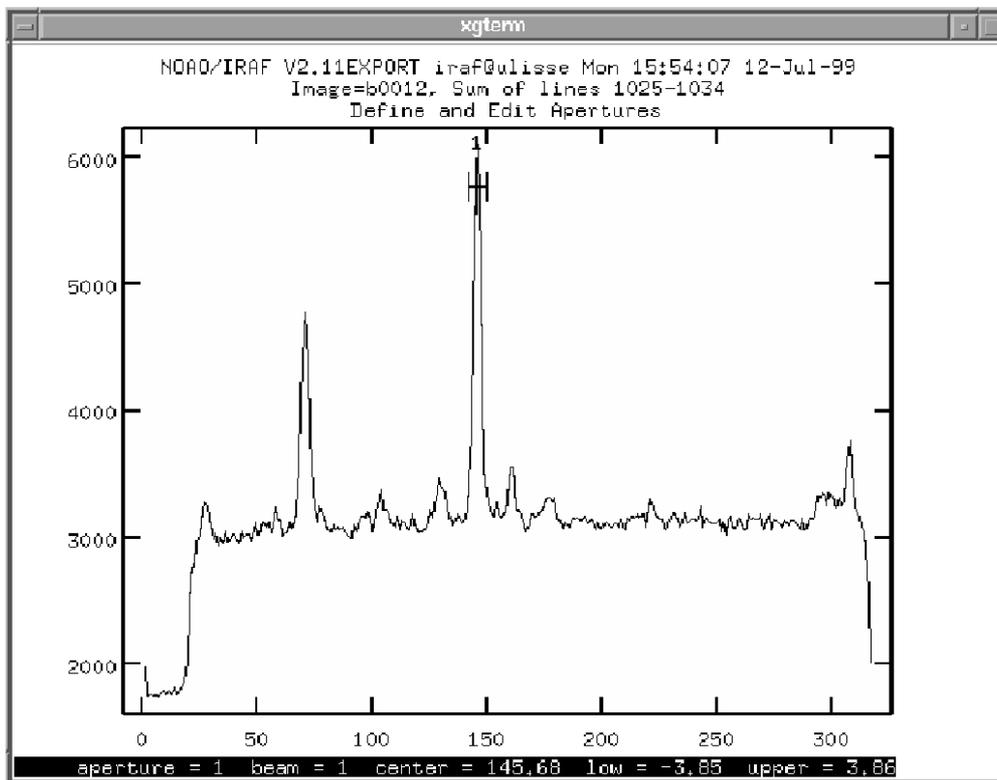


Figura 6: Identificazione dell'apertura #1 con la stella di interesse

aggiunta spingendo `n`, `o` o `m` il quale sceglie la posizione esatta di un picco nelle vicinanze. Se i limiti destro e sinistro del profilo stellare (piccole barre verticali sui bordi di una linea orizzontale sul grafico) non sono validi, cambiateli premendo `l` e `u` su sinistro e destro.

IRAF richiede ora di individuare la posizione attorno alla stella dove estrarre il valore del fondo cielo. Questo fondo sarà usato per determinare l'intensità delle emissioni del cielo (cioè cosa sarebbe osservato sulla posizione della vostra stella se questa scomparisse) che saranno sottratte dai pixels appartenenti alla stella. Questo è molto importante, di conseguenza controllate *sempre* il fondo cielo per ciascuna stella che estraete.

Inviare il comando di interpolazione del fondo con `b`. Spesso il grafico non copre abbastanza pixels sulla destra e sulla sinistra, perciò utilizzate `w` o `m` per allargarlo. Il grafico dovrebbe ora essere simile a quello in Fig. 7. La situazione in Fig. 7 non è soddisfacente. I picchi nel fondo sono deboli stelle che possono rovinare il livello del fondo. Prima di tutto cancellate entrambi gli intervalli del fondo premendo `z` due volte. Poi definite un nuovo intervallo per il fondo premendo `s` col cursore sul suo bordo sinistro e destro. Potete definire tanti intervalli per il fondo quanti volete. In Figura 7 una scelta ragionevole potrebbe essere spingere `s` col

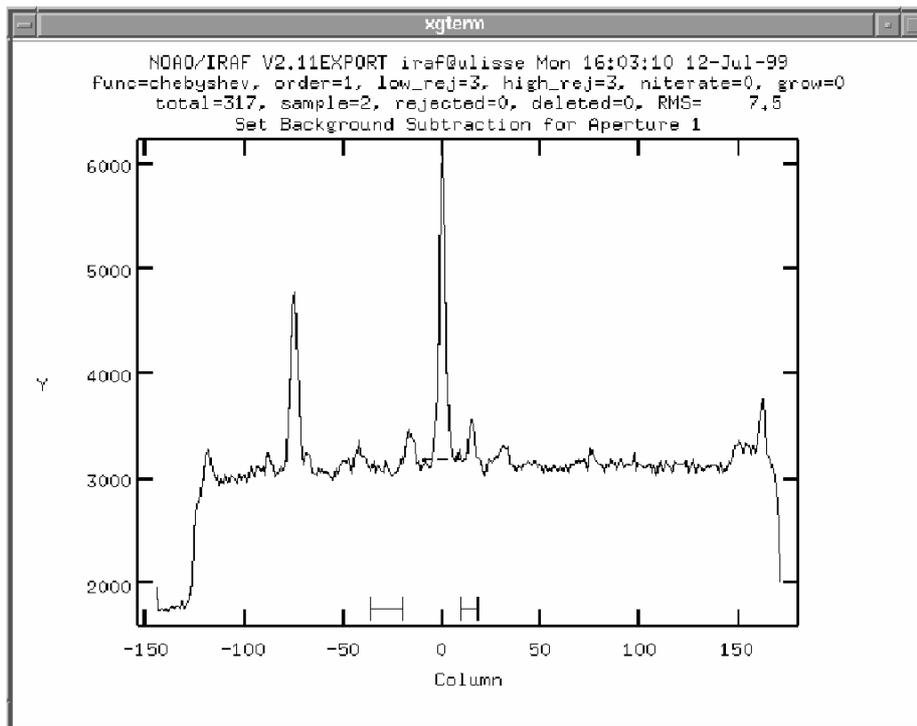


Figura 7: *Determinazione del fondo cielo (la regione a destra non è una buona scelta perché include una debole stella di sfondo, e deve essere nuovamente selezionata)*

cursore a  $x = -40, -30, 35$  e  $70$ . Infine interpolate il nuovo fondo con  $f$  e uscite dalla procedura per il fondo mediante  $q$ .

E' molto importante controllare la qualità e correttezza del profilo dell'apertura, perciò fatelo per ogni spettro. Qui  $d$  cancella il punto più vicino al cursore,  $u$  ripristina il punto cancellato e  $a$  aggiunge nuovi punti nella posizione del cursore (dopo avere chiesto quanti punti sono richiesti).  $f$  rielabora il fit,  $r$  ridisegna il grafico e  $:order\ 3$  cambia l'ordine del fitting a 3 (digitare  $:o\ 3$  è sufficiente). Uscite dallo studio del profilo premendo  $q$ . Se non riuscite a ottenere un buon risultato:

- i. controllate la direzione della dispersione;
- ii. controllate il parametro larghezza che dovrebbe essere vicino alla FWHM dello spettro;

- iii. controllate la posizione della apertura iniziale (usate *epar apall* e cambiate il valore di *line* a quello della posizione del pixel, p. es. della riga H $\alpha$ , se state considerando un oggetto con spettro in emissione;
- iv. aumentate il numero di linee che vengono sommate da IRAF per ottenere ciascun punto di tracciatura settando *t\_nsum* (e *t\_step*) in modo adeguato;
- v. aumentate il numero che manca (ad es. *t\_nlost*=5) prima che lo studio del profilo venga terminato senza successo;
- vi. prendetevi una tazza di te e meditate sul procedimento che avete usato: è corretto il nome del file? dove si blocca esattamente la procedura? ecc...
- vii. se siete ancora disperati leggete il manuale, precisamente aprite Massey et al. a pagina 20.

Il risultato di *apall* è un file monodimensionale denominato *e0001.0001* (se sono stati usati i parametri dalla Tabella 5) o *e0001.ms* (se *apall* è stato fatto partire dal pacchetto *imred.kpnocoude*). Notate anche che *apall* scrive i parametri critici che sono stati usati per l'estrazione in un file testo nella directory del database<sup>7</sup>. Per il file *e0001.fit* il file potrebbe essere *database/ape0001* dove 'ap' sta per 'definizione di apertura'. Questa osservazione potrebbe diventare comoda da utilizzare in pratica se dimenticate i valori dei parametri che sono stati usati per una particolare estrazione dello spettro.

Gli utilizzatori hanno notato che *apall* talvolta non obbedisce ai parametri impostati nel corrispondente file. Ciò è dovuto al fatto che *dopo* avere letto il file parametri viene controllato se la procedura *apall* stava già agendo sulla immagine e in caso affermativo vengono adottati i parametri salvati. Questo normalmente si rivela utile. Se non siete in accordo con tali parametri cancellate il corrispondente file nel database (si veda il paragrafo precedente).

---

<sup>7</sup> Sembra appropriato chiarire cosa è contenuto nella directory *database*: è una normale sottodirectory nella quale IRAF immagazzina i risultati delle estrazioni di apertura e soluzioni per lunghezze d'onda. Questi risultati sono immagazzinati come normali files in formato testo. I loro nomi sono nomi di immagini che iniziano con *ap* o *id* per soluzioni di apertura e lunghezza d'onda. Ciò a volte diventa maneggevole se volete copiare tali soluzioni tra immagini o cancellare una soluzione che avete scritto incidentalmente.

Tabella 5: *Sguardo rapido ai parametri della procedura **apall** (noao.twodspec.apextract).*

input =	List of input images	
(output = "")	List of output spectra	
(apertures = "")	Apertures	
(format = "multispec")	Extracted spectra format	use onedspec
(references = "")	List of aperture reference images	(a)
(profiles = "")	List of aperture profile images	(b)
(interactive = yes)	Run task interactively?	yes
(find = yes)	Find apertures?	yes
(recenter = yes)	Recenter apertures?	yes
(resize = yes)	Resize apertures?	yes
(edit = yes)	Edit apertures?	yes
(trace = yes)	Trace apertures?	yes
(fittrace = yes)	Fit the traced points interactively?	yes
(extract = yes)	Extract spectra?	yes
(extras = yes)	Extract sky, sigma, etc.?	yes
(review = yes)	Review extractions?	no
(line = INDEF)	Dispersion line	(c)
(nsum = 10)	Number of dispersion lines to sum or median	(d)
(lower = -5.)	Lower aperture limit relative to center	(e)
(upper = 5.)	Upper aperture limit relative to center	(e)
(apidtable = "")	Aperture ID table (optional)	
(b-function = "chebyshev")	Background function	
(b-order = 1)	Background function order	(f)
(b-sample = "-10:-6,6:10")	Background sample regions	(g)
(b-naverage = -3)	Background average or median	(h)
(b-niterate = 0)	Background rejection iterations	2
(b-low-reject = 3.)	Background lower rejection sigma	
(b-high-rejec = 3.)	Background upper rejection sigma	
(b-grow = 0.)	Background rejection growing radius	
(width = 5.)	Profile centering width	(i)
(radius = 10.)	Profile centering radius	(i)
(threshold = 0.)	Detection threshold for profile centering	
nfind =	Number of apertures to be found automatically	usually 1
(minsep = 5.)	Minimum separation between spectra	obsolete, if nfind=1
(maxsep = 1000.)	Maximum separation between spectra	obsolete, if nfind=1

- a: Empty (but object image if tracing the lamp)  
 b: Empty (but object image if tracing the lamp)  
 c: If continuum is weak put pixel number of some strong emission lines here  
 d: If spectrum noisy increase this to e.g. 30  
 e: Examine the spectrum with display first and decide about this  
 f: 1 means subtraction of a constant. This is usually OK.  
 g: Never trust what you put here, but always examine it interactively with **[b]**  
 h: -3 means median of 3 points in the same line: should be OK  
 i: Should be compatible with profile width

Tabella 5: (continuazione)

(order = "increasing")	Order of apertures	
(aprecenter = "")	Apertures for recentering calculation	
(npeaks = INDEF)	Select brightest peaks	
(shift = yes)	Use average shift instead of recentering?	
(llimit = INDEF)	Lower aperture limit relative to center	(l)
(ulimit = INDEF)	Upper aperture limit relative to center	(m)
(ylevel = 0.1)	Fraction of peak or intensity for automatic width	
(peak = yes)	Is ylevel a fraction of the peak?	
(bkg = yes)	Subtract background in automatic width?	
(r_grow = 0.)	Grow limits by this factor	
(avglimits = no)	Average limits over all apertures?	
(t_nsum = 10)	Number of dispersion lines to sum	(n)
(t_step = 10)	Tracing step	(p)
(t_nlost = 3)	Number of consecutive times profile may be lost	(q)
(t.function = "legendre")	Trace fitting function	
(t.order = 2)	Trace fitting function order	(r)
(t.sample = "")	Trace sample regions	(s)
(t_naverage = 1)	Trace average or median	
(t_niterate = 0)	Trace rejection iterations	1
(t_low_reject = 3.)	Trace lower rejection sigma	
(t_high_rejec = 3.)	Trace upper rejection sigma	
(t_grow = 0.)	Trace rejection growing radius	
(background = "median")	Background to subtract	(t)
(skybox = 1)	Box car smoothing length for sky	
(weights = "none")	Extraction weights (none—variance)	variance (u)
(pfit = "fit1d")	Profile fitting type (fit1d—fit2d)	
(clean = no)	Detect and replace bad pixels?	
(saturation = INDEF)	Saturation level	32657 (v)
(readnoise = "0.")	Read out noise sigma (photons)	4.2 (z)
(gain = "1.")	Photon gain (photons/data number)	1.2 (z)
(lsigma = 4.)	Lower rejection threshold	
(usigma = 4.)	Upper rejection threshold	
(nsubaps = 1)	Number of subapertures per aperture	
(mode = "ql")		

l: Always examine interactively, hit  key to change

m: Always examine interactively, hit  key to change

n: Increase to e.g. 30 if noisy tracing

p: Keep similar value to the one of t\_nsum

q: Increasing this does not help with noisy spectra; increase t\_nsum and t\_nstep instead

r: 2 means straight line, if this is too low try :order 4  +  +

s: Put e.g. 1:1000 if pixels above 1000 are overscan

t: *none* for comparison spectra and *median* for stars

u: Use *none* for lamp spectra and very bright stars, and *variance* for all other

v: Put proper value here!

z: Put proper value here (important if using variance weights)!

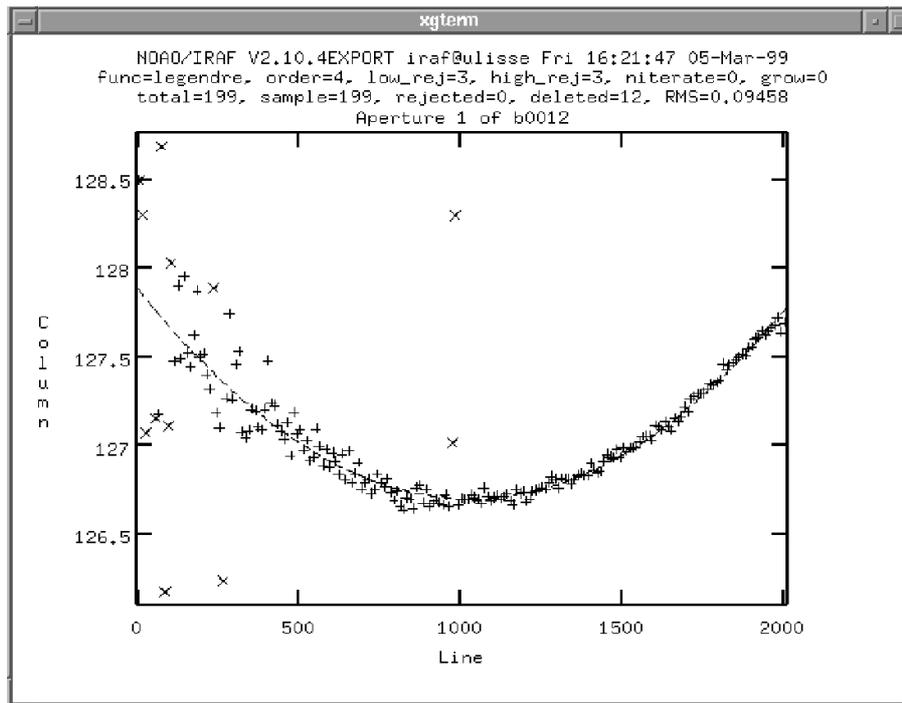


Figura 8: *Interpolazione del profilo allo spettro*

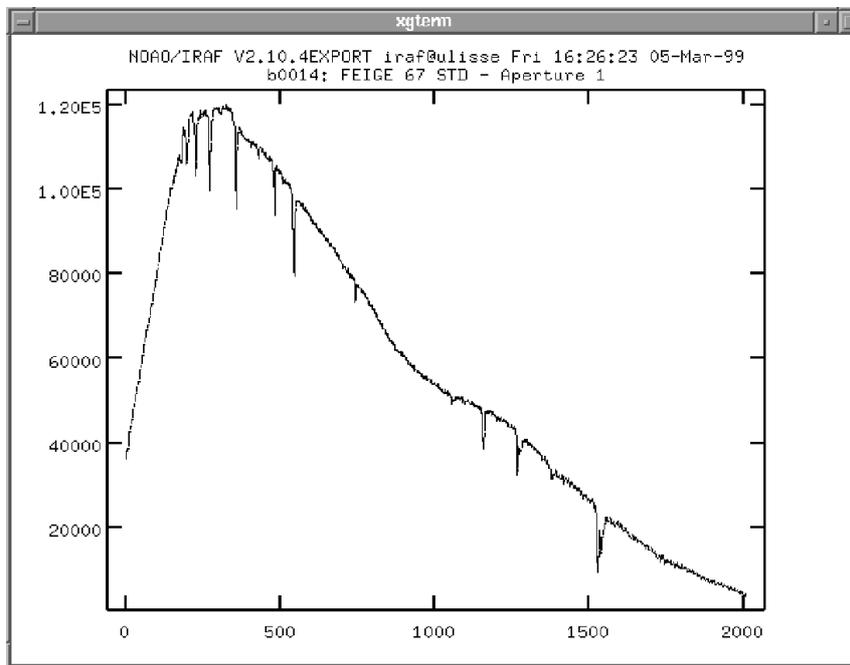


Figura 9: *Revisione dello spettro estratto (le ascisse ancora in pixel e le ordinate in conteggi).*

## 7 Calibrazione in lunghezza d'onda

Ora è arrivato il momento di calibrare la scala dei pixel del nostro spettro in una scala di lunghezze d'onda. I risultati verranno scritti da IRAF come una funzione polinomiale nell'header dello spettro (e copiati nel database in un file testo denominato come ad es. *database/ide0001.0001*). Una tale funzione polinomiale verrà letta e applicata allo spettro quando un comando IRAF richiederà una scala in lunghezza d'onda (come *splot* per mostrare lo spettro o *listpix* per scrivere lo spettro in un file ASCII).

### 7.1 Trovare la soluzione in lunghezza d'onda del primo spettro di calibrazione

Per prima cosa aggiungete le colonne dell'immagine con lo spettro di confronto corrispondenti a quelle dello spettro stellare nell'immagine scientifica. Se l'immagine scientifica è *g0020*, lo spettro di confronto corrispondente è *g0021*, e lo spettro stellare è disposto tra le colonne dalla 128 alla 132, la somma sarà

```
blkavg g0021[128:132,*] g0021_ID
```

dove *g0021\_ID* è il nome del file di output. Una alternativa che garantisce maggiore precisione e più facile è quella di usare la traccia di apertura della corrispondente immagine scientifica e applicarla allo spettro di calibrazione usando *apall* ancora una volta. Digitate il nome dell'immagine scientifica per i parametri *references* e *profiles*, disabilitate i parametri da *interactive* a *review* (l'unica eccezione è *extract = yes*). Infine disabilitate la sottrazione del fondo con *background = no*. L'utilizzo di *apall* con questi parametri produrrà uno spettro di confronto 1-D mediante la somma degli stessi pixels di quelli utilizzati a suo tempo per la corrispondente posa della stella (= immagine scientifica). Questo procedimento è più accurato rispetto al precedente comando *blkavg* perché prende in considerazione ogni curvatura o distorsione dello spettro stellare.

L'idea è ora quella di identificare manualmente poche righe nello spettro. Questo fornisce a IRAF una prima idea della funzione di calibrazione. Successivamente direte a IRAF che tipo di lampada ha prodotto lo spettro di confronto (per esempio una lampada al Thorio o all'Elio-Neon-Argon) e gli chiederete di procedere automaticamente a identificare – sulla base della calibrazione preliminare – tutte le altre righe. Controllerete e forse modificherete queste identificazioni supplementari e finalmente direte a IRAF di procedere con

l'interpolazione della soluzione in lunghezza d'onda utilizzando tutte le righe di confronto convalidate. Iniziamo con l'identificazione

*identify g0021\_ID*

Tre parametri devono essere settati in modo appropriato (usate *epar identify*):

*ftype* (emission|absorption) Per uno spettro di confronto standard le righe sono in emissione ma ci sono casi nei quali potreste essere costretti ad usare un altro spettro con righe in assorbimento (per esempio quello di una stella vicina, o gli assorbimenti tellurici)

*fwidth* la larghezza totale approssimata (in pixels) delle righe (generalmente 2-3 pixels). Questo aiuta fortemente IRAF a interpolare adeguatamente le righe desiderate, particolarmente negli spettri affollati (effettuate questa stima plottando lo spettro con *splot g0021\_ID*)

*coordli* il file dove IRAF deve cercare l'intero elenco di righe per quel tipo di lampada di confronto. Per vedere i tipi disponibili di files digitate

*page linelists\$README*

e dovrete ottenere informazione su files come *henear.dat*, *fear.dat*, *cuar.dat*, *skylines.dat*, *thar.dat* .... Scegliete il più adatto<sup>8</sup> (*henear.dat* per le immagini dimostrative allegate a queste note). Potete anche facilmente creare un file di calibrazione contenente le lunghezze d'onda della vostra lampada. E' semplicemente un elenco ASCII di lunghezze d'onda. Se le lunghezze d'onda sono espresse in Angstrom, è necessario arrivare fino alla terza cifra decimale.

Ora, spingendo il tasto *m*, marcate alcune righe e digitate le loro lunghezze d'onda (se il comando non viene recepito, posizionate il cursore leggermente sulla destra!). Dovreste inserire parecchie righe, ad es. 10, che coprono adeguatamente l'intervallo di lunghezze d'onda. Se necessario, zoomate una porzione dello spettro mediante *w* e *e* (spingete il tasto *e* agli angoli della diagonale della zona da ritagliare desiderata) prima di marcare le righe (usate *w m w n* per annullare lo zoom e tornare indietro). La figura 8 mostra un grafico espanso di uno spettro di confronto dall'insieme di immagini dimostrative con l'identificazione di alcune delle righe più intense.

---

<sup>8</sup> Quando si osserva al telescopio dovrete annotarvi il tipo di lampada che state usando e fotocopiare uno spettro campione della lampada spettrale dal manuale dell'osservatorio.

Prima utilizzate `f` per interpolare una soluzione preliminare. Se necessario cambiate l'ordine della funzione di interpolazione digitando, ad es. `:order 4 ENTER`. Cancellate qualsiasi punto con `d`. Ritornate all'operazione di marcatura delle righe mediante il tasto `q` e aggiungete più identificazioni con `m`, oppure cancellate le identificazioni più vicine al cursore premendo `d`. Potete anche zoomare sulla caratteristica più vicina al cursore premendo `z` e muovervi sulla successiva (precedente) premendo `+` (o `-`); `p` effettua la zoomata inversa e vi riporta indietro mentre `r` ridisegna il grafico. `a` `c` ricentra tutte le righe già identificate. Evitate di utilizzare righe sovrapposte ad altre, o quelle con basi asimmetriche!

Quando siete soddisfatti della soluzione preliminare, potete decidere di includere tutte le altre righe del database. In realtà è una buona idea costruire lentamente una soluzione. Ogni volta che che identificate con successo qualche altra riga uscite dalla procedura e scrivete la soluzione nel database; e all'inizio della sessione successiva il computer acquisisce comunque dal database il lavoro già fatto. Questo modo di procedere vi preserva da situazioni spiacevoli come per esempio identificare con fatica molte righe ma poi rovinarvi tutto con un vecchio insieme di righe prese da un elenco sbagliato.

E cosa fare se non avete nessuno spettro di lampada di calibrazione? Ci sono due strade per rimediare, anche se entrambe producono solo una calibrazione in lunghezza d'onda molto approssimativa.

- Potete utilizzare righe di qualche stella normale o con righe di emissione. Un utile elenco di righe stellari sono le tabelle di Moore, che dovrebbero essere disponibili nel vostro osservatorio. Potete preparare una piccola lista personale di righe semplicemente digitando le lunghezze d'onda una per riga e successivamente riferirsi a questo nome del file mediante il comando chiave `coordli` nel processo `identify`. Notate che qui stiamo trascurando qualsiasi velocità radiale della stella di calibrazione (a meno che non la otteniate dalla letteratura e trasliate conformemente per effetto Doppler le lunghezze d'onda immesse).
- Si può utilizzare l'emissione dell'atmosfera della Terra. Queste righe hanno (per definizione) velocità radiale nulla, ma sono distribuite in modo non uniforme nella banda ottica e del vicino infrarosso. Una simpatica identificazione delle righe del cielo notturno è presentata in Osterbrock et al. (1996, PASP, 108, 277). Negli spettri estratti con `apall` il cielo è in banda 4 (se è stata utilizzata l'estrazione con varianza) o in banda 2 (se non è stata utilizzata). Le righe del cielo possono essere utili per controllare l'accuratezza della vostra soluzione in lunghezza d'onda anche se essa sembra piuttosto solida: righe di riferimento da utilizzare sono il doppietto NaI D (5889.951

5895.924 Å, da lampade per illuminazione stradale) le righe [OI] (5577.35, 6300.23, e 6363.88 Å) e Hg I (4358.343, 5460.750 ancora da lampade per illuminazione stradale).

## 7.2 Identificare altre esposizioni di calibrazione

Dopo aver speso molto tempo nel determinare la soluzione in lunghezza d'onda della prima immagine di calibrazione (*g0021\_ID* nell'esempio precedente) potete identificarne una seconda (supponiamo che il file sia *g0036\_ID*) digitando

```
reidentify g0036_ID referenc=g0021_1
```

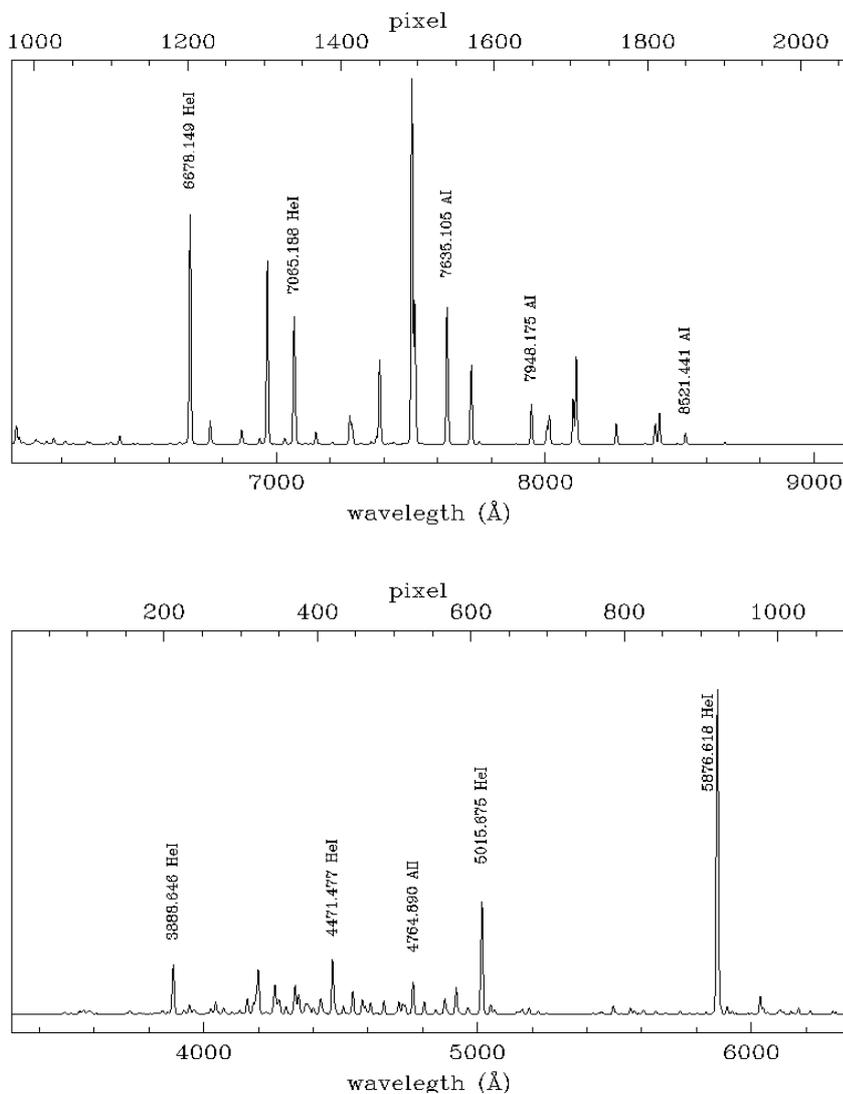


Figura 10: Alcune identificazioni sullo spettro di confronto allegato a queste note.

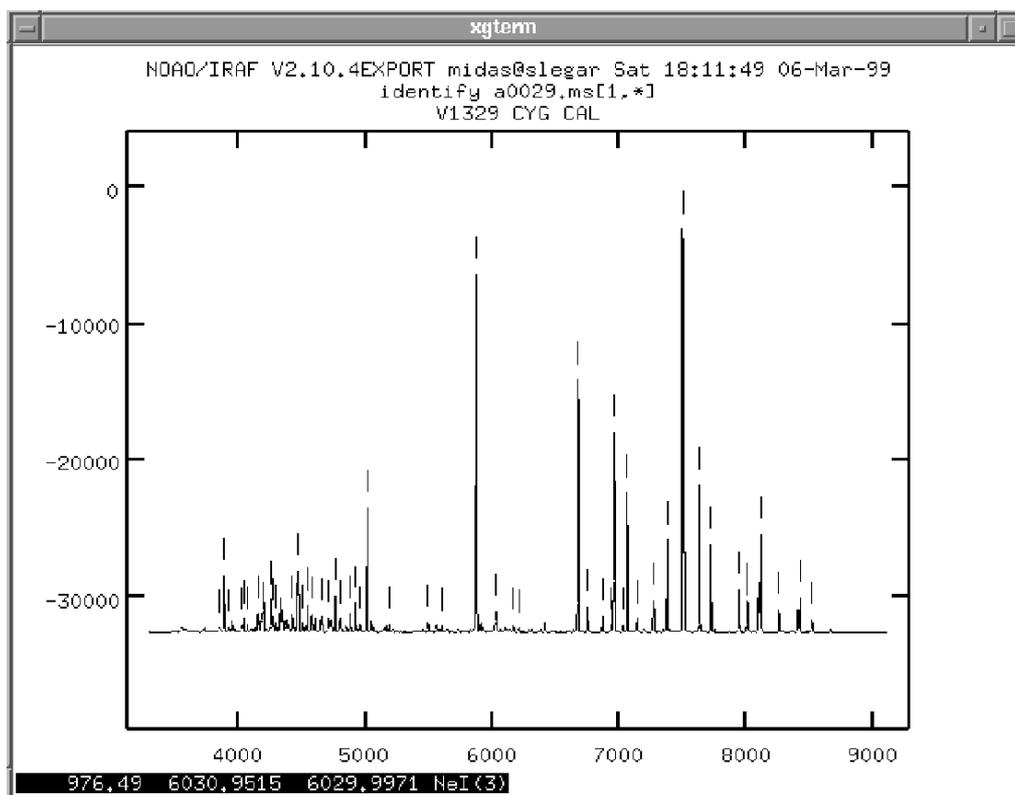


Figura 11: Identificazione automatica di righe nello spettro di confronto mediante il processo **identify**

Questa procedura utilizza la vostra soluzione ma permette semplici traslazioni nello spettro (settate i parametri in accordo con *epar reidentify*) che sono dovute per esempio a flessioni differenziali dello spettrografo quando si osserva in differenti direzioni e/o piccole variazioni sulla geometria del piano focale indotte da variazioni della temperatura ambiente.

La correttezza della soluzione in lunghezza d'onda per g0036\_1D può essere controllata facendo partire il processo *identify* per quell'immagine e uscendo dallo stesso processo *senza* scrivere i risultati nel **database**.

### 7.3 Applicare la calibrazione in lunghezza d'onda a dati scientifici

Finalmente la soluzione in lunghezza d'onda deve essere applicata a uno specifico spettro scientifico. Per dire a IRAF quale soluzione in lunghezza d'onda utilizzare,

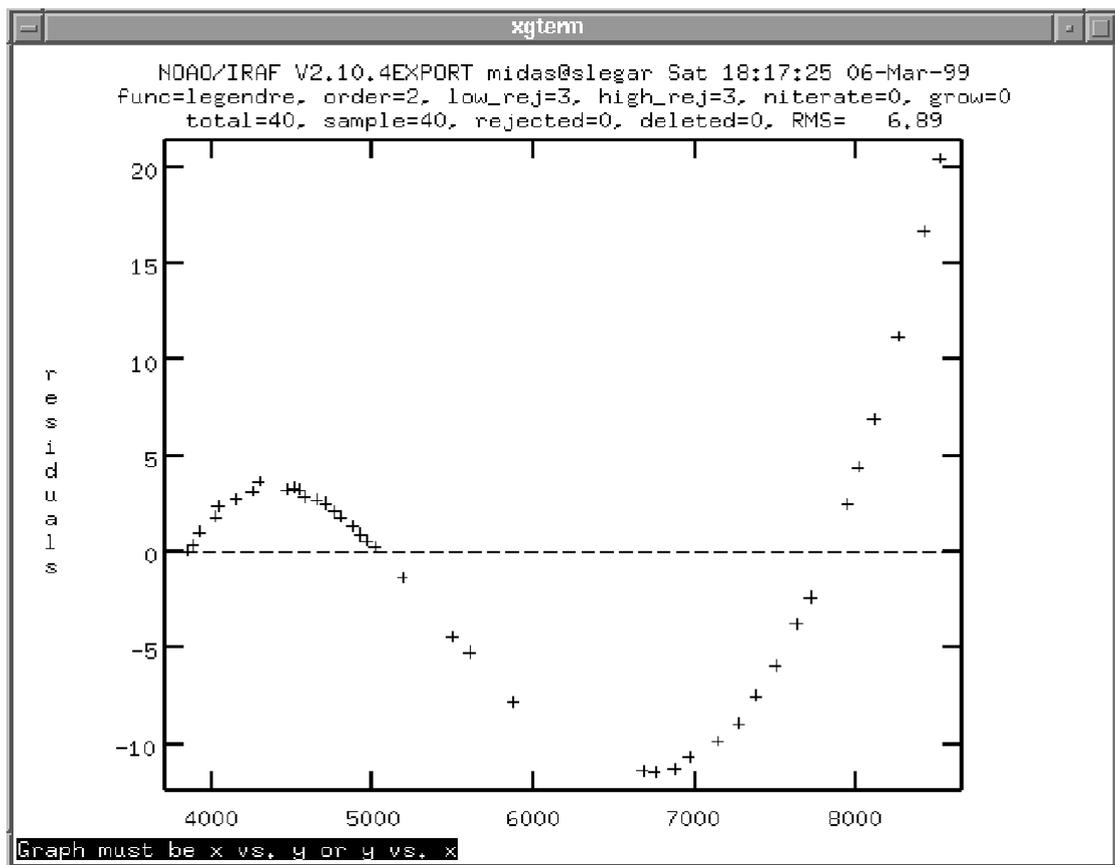


Figura 12: *Interpolare la curva di dispersione. In questo caso un ordine 2 è chiaramente troppo basso per la funzione di interpolazione di Legendre e deve essere aumentato per interpolare adeguatamente la curva di dispersione su tutto lo spettro (ordinate e ascisse in Å).*

dovete editare l'header dell'immagine e inserire l'istruzione adeguata. Per i precedenti spettri scientifico e di calibrazione *g0020* e *g0021* essa sarà

```
hedit g0020.0001 refspect g0021_1D add+ ver-
```

che scrive nell'header dell'immagine *g0020.0001* che il suo spettro di riferimento per la calibrazione in lunghezza d'onda è l'immagine *g0021\_1D*<sup>9</sup>. Ora calibriamo in lunghezza d'onda lo spettro scientifico:

```
dispcor g0020.0001 w0020 linearize=no
```

<sup>9</sup> Invece di editare l'header dell'immagine può essere usato il comando *refspectra*, che include anche molte opzioni per l'interpolazione dello spettro. Si veda *help refspectra*.

dove *w0020* è lo spettro scientifico calibrato. Impostando *linearize=no* significa che volete che a ciascun pixel sia associata la sua esatta lunghezza d'onda. Alternativamente *linearize=yes* produce uno spettro con pixels egualmente spaziate in lunghezza d'onda (più comprensibile ma che offre in generale una rappresentazione dello spettro meno accurata).

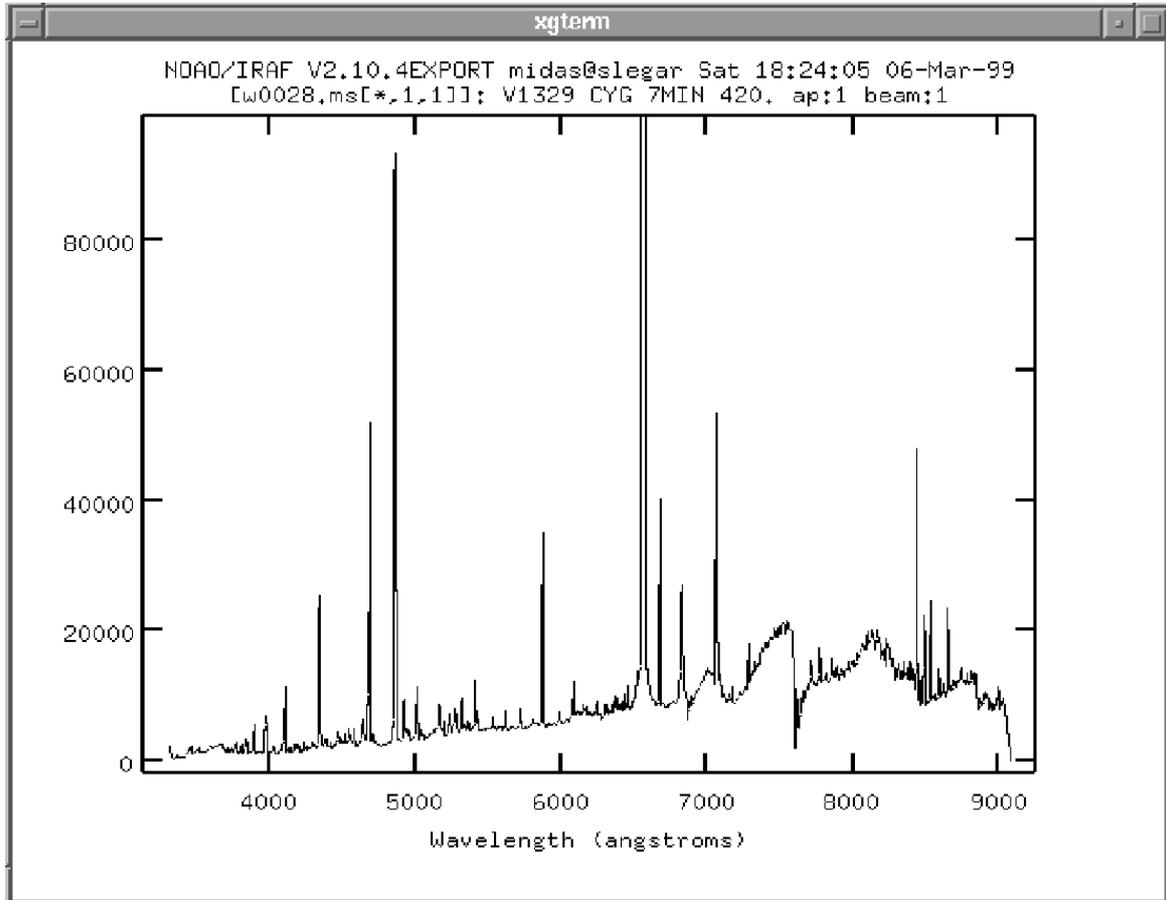


Figura 13: Lo spettro scientifico calibrato in lunghezza d'onda tramite il processo **dispcor**. Lo spettro è stato tracciato dal processo **splot** e la  $H\alpha$  è stata troncata (utilizzando la sequenza di ridimensionamento immagine `w + e + e` per enfatizzare la visibilità del continuo e le deboli caratteristiche in emissione (ascisse in  $\text{\AA}$  e ordinate in conteggi)).

## 8 Calibrazione in flusso

Una calibrazione in flusso accurata è una procedura difficile poiché persino sottili cirri nuvolosi possono rovinare il risultato. Perciò ricordate di assicurarvi sempre spettri di stelle standard a differenti distanze zenitali e ruotare la fenditura perpendicolarmente all'orizzonte (evitando la rifrazione differenziale).

Utilizzeremo il processo *observatory* per determinare i parametri dell'osservatorio, *standard* per calibrare in flusso ciascuna stella standard, e *sensfunc* per determinare infine la risposta in lunghezza d'onda. La soluzione verrà applicata allo spettro mediante la procedura *calibrate*.

Per effettuare la calibrazione in flusso, IRAF ha bisogno di conoscere la massa d'aria attraversata dalla luce durante la posa di ciascuno spettro. La massa d'aria può essere calcolata anche se nell'header sono presenti i valori per i tempi di mid-exposure delle pose, la durata delle pose e le coordinate dell'oggetto da flussare e la data. Ma tutti questi dati devono essere presenti nell'header in un formato che IRAF può riconoscere. Le immagini ai telescopi sono scritte mediante differenti pacchetti software, e ciò significa headers delle immagini scritti in differenti stili. Per esempio, alcune parole chiave ESO sono formattate per essere compatibili col pacchetto di riduzione MIDAS e non con IRAF. Nella maggioranza degli osservatori le immagini sono comunque scritte in stretto accordo con le prescrizioni IRAF. Le immagini dimostrative che accompagnano queste note, ad esempio, sono prese all'ESO, perciò dobbiamo effettuare alcune manipolazioni dell'header per renderlo comprensibile a IRAF e dobbiamo inoltre inserire alcune informazioni mancanti. La procedura per gli spettri ESO è dettagliata nel seguito.

Dapprima descriveremo una procedura valida per qualunque header. Se il valore della massa d'aria attraversata dalla luce della stella è già calcolato con altro software (ad esempio tipo planetario) è sufficiente introdurre la corrispondente parola chiave nell'header di ciascuno spettro:

```
hedit nomespettro.ec AIRMASS [valore_ airmass] add+ ver-
```

Se invece si preferisce automatizzare la procedura di calcolo dell'airmass occorre inserire nell'header l'ora della posa, AR, DEC, epoca e tempo siderale locale (per visualizzare l'header e verificare se questi parametri sono già presenti potete usare ad esempio il comando *imhead [nomespettro] l+* oppure **ds9**). Il comando per inserire parametri nell'header è il solito:

```
hedit nomespettro.fits DATE-OBS 'aaaa-mm-dd' add+ ver-  
hedit nomespettro.fits EPOCH '2000' add+ ver-  
hedit nomespettro.fits UT hh.hhhh add+ ver-  
hedit nomespettro.fits RA hh.hhhh add+, ver-
```

*hedit nomespettro.fits DEC gg.gggg add+, ver-*

Il Tempo Siderale può essere calcolato con *asttimes* della libreria *astutil* e inserito nell'header

*hedit nomespettro.fits ST hh.hhhh add+ ver-*

L'airmass è infine calcolato e inserito nell'header con il comando della libreria *astutil*:

*setairmass nomespettro.fits*

Per gli spettri dell'ESO, allegati a queste note, è stata preparata una semplice procedura che può essere adattata a qualunque altro osservatorio. La procedura (chiamata *eso.set*) è fornita in Tabella 6. Prima di partire costruite un elenco di tutti i files con le lunghezze d'onda calibrate e scrivetelo in un file denominato *a.lst*

*files w\*.fits > a.lst*

La procedura che definisce in modo appropriato gli headers delle immagini viene richiamata dal comando

*cl < eso.set*

Le versioni di IRAF successive alla V2.11 comprendono processi che possono rendere il calcolo precedente più elegante. Prima di tutto digitate

*astutil*

per caricare il pacchetto *noao.astutil*. Se i files con le lunghezze d'onda calibrate sono elencati nel file *a.lst*, il comando per calcolare la massa d'aria, il tempo di esposizione, ecc. è

*asthedit @a.lst eso.dat*

dove *eso.dat* è il file di istruzioni fornito in Tabella 7.

```

                                I R A F
                                Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = onedspec
TASK = standard

input =                               Input image file root name
output = ■                             std Output flux file (used by SENSFUNC)
(samesta=                               yes) Same star in all apertures?
(beam_sw=                                no) Beam switch spectra?
(apertur=                                ) Aperture selection list
(bandwid=                                INDEF) Bandpass widths
(bandsep=                                INDEF) Bandpass separation
(fnuzero= 3.68000000000000E-20) Absolute flux zero point
(extinct= onedstds$/ctioextinct.dat) Extinction file
(caldir = onedstds$/spec50cal/) Directory containing calibration data
(observa=                                eso) Observatory for data
(interac=                                yes) Graphic interaction to define new bandpasses
(graphic=                                stdgraph) Graphics output device
(cursor =                                ) Graphics cursor input
star_nam=                                feige67 Star name in calibration list
airmass =                                Airmass
exptime =                                Exposure time (seconds)
answer =                                yes (nolyes!NO!YES!NO!YES!)
(mode =                                  ql)

```

Tabella 6: Parametri del processo **standard** per la stella Feige 67

## 8.1 Il processo standard

Stiamo per calibrare in flusso lo spettro. I riferimenti saranno gli spettri di alcune stelle standard osservate nel corso della stessa notte. Lo scopo è quello di calibrare la risposta del chip del CCD, l'accoppiamento spettrografo+ telescopio e tenere in conto dell'estinzione atmosferica. Il risultato è lo spettro come sarebbe osservato al di fuori dell'atmosfera con un sistema rivelatore + spettrografo + telescopio avente sensibilità uniforme. In breve, (a) prendete da una tabella con valori tabulati la distribuzione energetica della stella standard che avete osservato, (b) correggete questa distribuzione energetica per l'estinzione atmosferica che è dipendente dalla lunghezza d'onda, (c) confrontate il risultato con la distribuzione energetica dello spettro osservato, (d) derivate da questo confronto la funzione che fornisce la risposta del vostro sistema per ciascuna lunghezza d'onda.

Tabella 7: I comandi della procedura **eso.set** per il calcolo dei parametri dell'osservatorio JD e massa d'aria da valori immagazzinati nell'header dell'immagine di uno spettro ESO come quelli allegati a queste note.

```
# This is a task to calculate JD and airmass for observations at ESO 1.5-m
# File a.lst should contain the list of images.
hedit @a.lst date-obs '(@"DATE-OBS")' add+ ver-
hedit @a.lst UT '(@"TM-START"/3600)' add+ ver-
hedit @a.lst EPOCH '1994.8' add+ ver-
hedit @a.lst RA '(@"POSTN-RA"/15)' add+ ver-
hedit @a.lst DEC '(@"POSTN-DE")' add+ ver-
hedit @a.lst exptime '(@"TM-END"-@"TM-START")' add+ ver-
noao
observatory set eso
astutil
setjd @a.lst
# eso is 4.7153 hours west of Greenwich
hedit @a.lst st '(6.6974-(2451543.5-@"ljd")/15.21842447-4.7153+@"UT"*1.002738)' add+ ver-
# sidereal time may be bigger than 24 hours, so we subtract days first.
hedit @a.lst st '(@"st"-24.0*int(@"st"/24))' ver-
# if sidereal time is negative we add additional 24 hours
hedit @a.lst st '((@"st">0.0) ? (@"st") : (@"st"+24.0))' ver-
# now comes the hour angle
hedit @a.lst ha '(@"st"-@"RA")' add+ ver-
# eso is at fi=-29.2566 deg, so sin(fi)=-0.488721 and cos(fi)=0.872440
hedit @a.lst sinh '(-0.488721*sin(@"DEC")+0.872440*cos(@"DEC")*cos(@"ha"*15))' add+ ver-
# and finally the elevation above horizon
hedit @a.lst h '(asin(@"sinh"))' add+ ver-
# and the airmass.
hedit @a.lst airmass '(1/@"sinh")' add+ ver-
hedit @a.lst sinh . del+ ver-
```

Il processo *standard* determina le bande passanti di calibrazione e le scrive (assieme ai dati su estinzione e massa d'aria) in un file chiamato *std*. Se questo file è già esistente prima di usare *standard* per la prima volta, cancellatelo. Dovrete usare *standard* una volta per ciascuna esposizione di una stella standard. I risultati saranno scritti in coda al file *std* già esistente. Dovrete sapere dove sono i files di input con i dati dell'estinzione e della calibrazione in flusso. Per trovarli prima di tutto cambiate la vostra directory digitando

*cd onedstds\$*

e cercate il file con i dati dell'estinzione col comando *dir*. Normalmente per l'ESO userete *ctioextinct.dat* (a meno che non abbiate preparato un file apposito per questo).

Successivamente trovate dove si trova il file con i flussi per la vostra stella (si veda la Figura 13). Una buona strada da percorrere per l'emisfero australe potrebbe essere

*cd ctionewcal*

mentre alcune stelle standard di flusso per l'emisfero settentrionale sono contenute in *spec16cal* o *bstdscal*.

Tabella 8: Contenuti del file *eso.dat* utilizzati dal comando *asthedit* per manipolare immagini ottenute all'ESO.

```

observat = "eso"
ut = sexstr ((@'tm-start'+0.1) / 3600.)
utend = sexstr ((@'tm-end'+0.1) / 3600.)
epoch = epoch (@'date-obs', ut)
st = mst (@'date-obs', ut, obsdb (observat, "longitude"))
exptime = (utend>ut)?(utend-ut)*3600.:(utend+24-ut)*3600.
ra = sexstr (@'postn-ra' / 15)
dec = sexstr (@'postn-dec')
airmass = airmass (ra, dec, st, obsdb (observat, "latitude"))

```

Annotatevi i percorsi e i nomi dei files e ritornate nella vostra home directory digitando *cd home\$*, poi andate nella sottodirectory nella quale state lavorando. Prima di lanciare il comando *standard* cambiate i suoi parametri usando *epar standard* e scrivete i percorsi e i nomi dei files con l'estinzione e il flusso. Tipicamente il file con l'estinzione dovrebbe essere scritto come *onedstds\$/ctioextinct.dat* e i comandi *caldir* e *calib* dovrebbero essere *onedstds\$/ctionewcal/* e per esempio *19239* (per la stella standard LTT9239 nelle immagini d'esempio allegate a queste note). Un esempio dei parametri standard per la stella standard Feige 67 nelle nostre immagini dimostrative (si veda la Tabella 1) è fornita in Tabella 8. Un esempio del file col flusso per la stella standard LTT 9239 è in Figura 13.

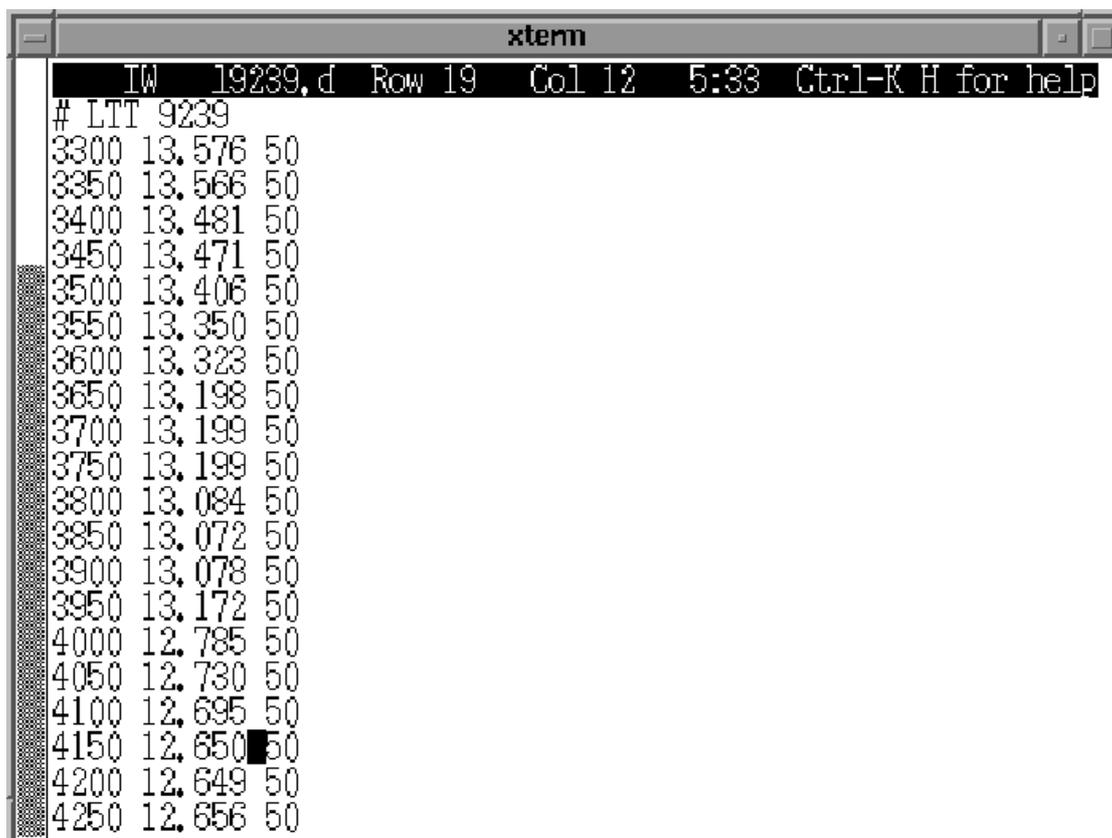
Ora è il momento di lanciare finalmente (*w0037* è il file estratto e calibrato in lunghezza d'onda per la stella standard LTT 9239 come in Tabella 1)

*standard w0037*

Revisionate sempre interattivamente le bande passanti. Usate *d* per cancellare una banda passante sotto il cursore, *aa* per delimitare gli angoli di una nuova banda pasante, e *r* per ridisegnare il grafico. *w* e *e* espande il grafico tra angoli fissati e i

comandi `w m w n` riportano la finestra alle dimensioni originali. Può capitare che la sensibilità del CCD crolli attorno a una determinata lunghezza d'onda. Assicuratevi di campionare questo minimo aggiungendo molte bande passanti col comando `a a` altrimenti la calibrazione in flusso non sarà efficace in quella zona!

Notate che `std` è un normale file di testo, perciò potete usare l'editor per leggerlo o modificarlo. Questo è bene saperlo se avete già utilizzato `standard` su parecchie buone stelle, ma l'ultima appare essere deludente: editate il file `std` e cancellate la parte che corrisponde alla stella indesiderata. Un esempio dell'inizio di un file `std` per la stessa `standard` di flusso della Figura 13 è fornito in Figura 14.



```

xterm
IW 19239,d Row 19 Col 12 5:38 Ctrl-K H for help
# LTT 9239
3300 13.576 50
3350 13.566 50
3400 13.481 50
3450 13.471 50
3500 13.406 50
3550 13.350 50
3600 13.323 50
3650 13.198 50
3700 13.199 50
3750 13.199 50
3800 13.084 50
3850 13.072 50
3900 13.078 50
3950 13.172 50
4000 12.785 50
4050 12.730 50
4100 12.695 50
4150 12.650 50
4200 12.649 50
4250 12.656 50

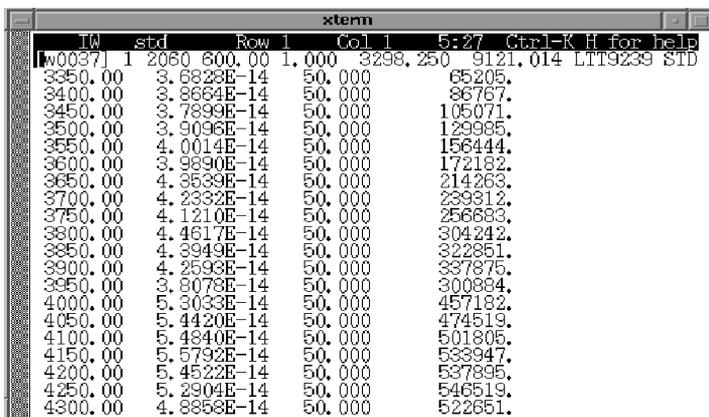
```

Figura 14: La parte iniziale del file col flusso per la stella `standard` LTT 9239 (residente in `onedstds$/ctionewcal/`). La prima colonna è la lunghezza d'onda centrale, la seconda è il flusso (espresso come  $-\log$  del flusso in  $\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{Å}^{-1}$ ). L'ultima colonna è la larghezza dell'intervallo in  $\lambda$  sul quale integrare attorno alla lunghezza d'onda centrale per ottenere il dato flusso.

## 8.2 Il processo sensfunc

Il processo standard ha immagazzinato in memoria la risposta di ciascuna stella standard. Ora è il momento di mettere assieme i risultati e determinare l'appropriata dipendenza in lunghezza d'onda della sensibilità strumentale e della trasparenza atmosferica. Questo viene ottenuto mediante il processo *sensfunc*. Esso crea una immagine col nome di default *sens.0001* cosicché se quest'ultimo esiste cancellatelo con *imdel sens.0001* prima di lanciare *sensfunc*. Potete utilizzare una stella standard singola e adottare una funzione per l'estinzione, oppure potete combinare osservazioni di parecchie stelle standard osservate a masse d'aria differenti per determinare simultaneamente la soluzione per la funzione di sensibilità e l'estinzione atmosferica. IRAF ha necessità di avere qualche ipotesi generale sull'estinzione atmosferica prima di iniziare. La correzione per l'estinzione atmosferica sarà meno importante se la stella standard di flusso si trova in prossimità del target scientifico e si otterranno generalmente risultati più accurati. Così usate per esempio *extinct = onestds\$/ctioextinct.dat*. Ponendo *newexti=myextinct.dat* immagazzinerà lì in memoria la nuova versione del file con l'estinzione.

Utilizzate sempre il processo in modo interattivo; per l'opzione *graphs* usate la stringa *srei*. Ciò traccia 4 grafici: funzione di sensibilità, residui dell'interpolazione corrente, funzione d'estinzione, e spettro calibrato in flusso. Gli assi verticali sono in magnitudini (con punto di zero arbitrario).



W	std	Row	Col	Flux
3350.00	3.6823E-14	50.000		65205.
3400.00	3.8664E-14	50.000		86767.
3450.00	3.7899E-14	50.000		105071.
3500.00	3.9096E-14	50.000		129985.
3550.00	4.0014E-14	50.000		156444.
3600.00	3.9890E-14	50.000		172182.
3650.00	4.3539E-14	50.000		214263.
3700.00	4.2332E-14	50.000		239312.
3750.00	4.1210E-14	50.000		256683.
3800.00	4.4617E-14	50.000		304242.
3850.00	4.3949E-14	50.000		322851.
3900.00	4.2593E-14	50.000		337875.
3950.00	3.8073E-14	50.000		300884.
4000.00	5.3033E-14	50.000		457182.
4050.00	5.4420E-14	50.000		474519.
4100.00	5.4840E-14	50.000		501805.
4150.00	5.5792E-14	50.000		533947.
4200.00	5.4522E-14	50.000		537895.
4250.00	5.2904E-14	50.000		546519.
4300.00	4.8858E-14	50.000		522651.

Figura 15: La parte iniziale di un file *std* per la stella standard LTT 9239. Le prime tre colonne sono come quelle della Figura 13, l'ultima colonna è formata dai conteggi sommati sull'intervallo di 50 Å centrato sulla  $\lambda$  della prima colonna.

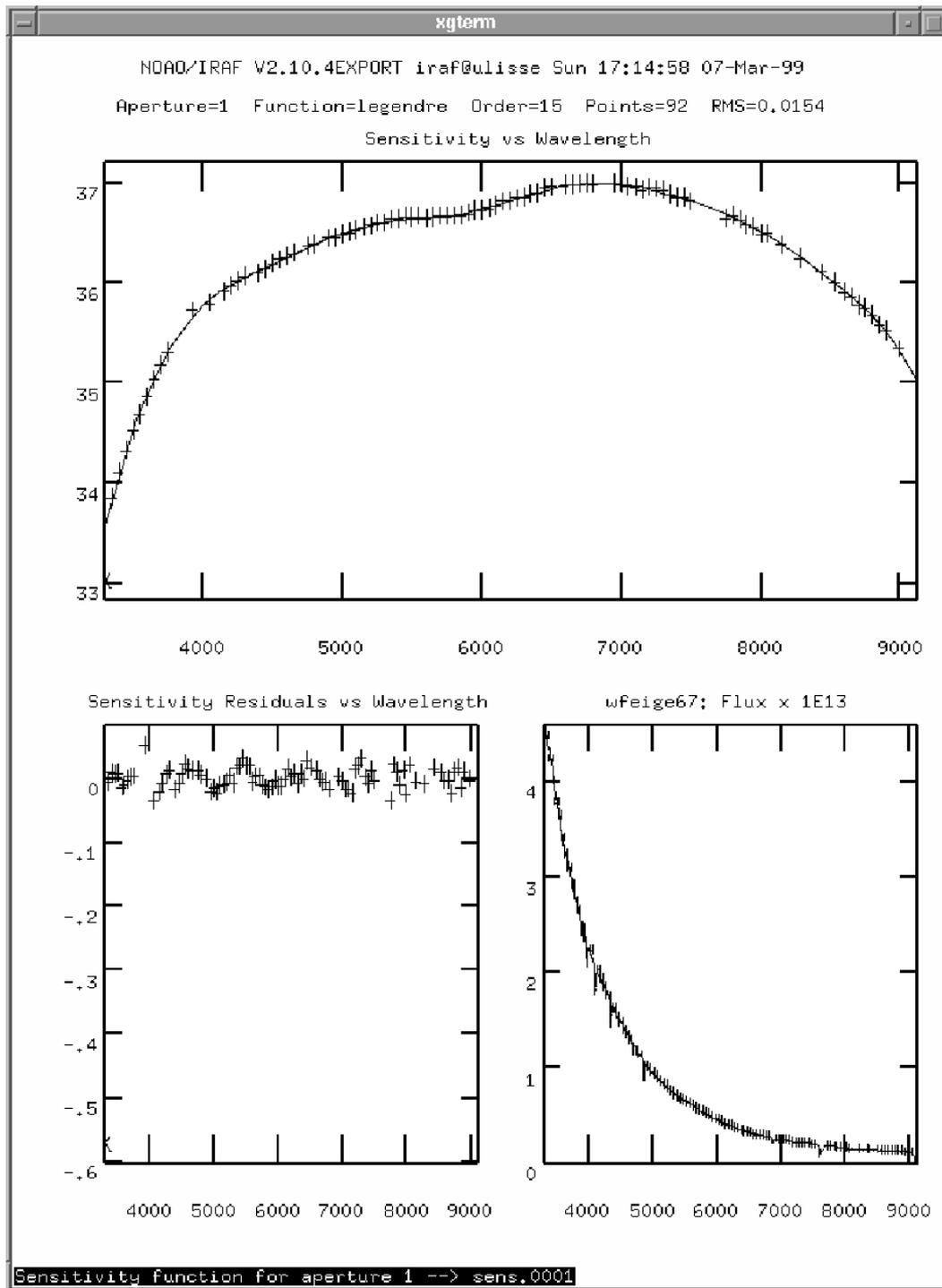


Figura 16: Output grafico del processo `sensfunc` per la combinazione `:g sri` su una stella standard singola

Come al solito potete aggiungere punti di calibrazione al grafico digitando `a`, reinterpolare la soluzione con `f`, e ridisegnarla con `r`. Cancellare è, comunque, un poco

più complicato: dopo aver premuto `d` vi viene richiesto se volete cancellare il punto più vicino al cursore `"p"`. Similmente `"u"` ripristina il punto più vicino al puntatore del mouse. Spingendo il tasto `"i"` si hanno informazioni sul punto più vicino al cursore.

Più in generale, `"s"` trasla tutte le stelle in modo che esse abbiano la stessa curva di sensibilità media pari a quella con la curva corrispondente alla sensibilità più alta (una opzione utile se alcune stelle sono state osservate attraverso nuvole sottili con una legge di opacità grigia). Premere `c` combina tutte le bande *passanti* con la stessa lunghezza d'onda e le sostituisce con un singolo punto avente sensibilità media.

Ancora più importante, `"o"` vi riporta alla situazione originale, ripristinando di conseguenza la situazione a quella precedente a tutte le cancellazioni, traslazioni o operazioni di combinazione svolte sin qui.

Se pensate che la funzione di estinzione non sia soddisfacente, potete lanciare il processo di costruzione della curva di estinzione premendo `"e"`. Utilizzate `?` per ottenere aiuto a questo punto. Uscite con `"q"`. Ricordate che l'estinzione dovrebbe essere una funzione decrescente della lunghezza d'onda, cioè i fotoni rossi attraversano l'atmosfera più facilmente rispetto a quelli blu.

Notate che la funzione usata per interpolare la risposta strumentale sarà normalmente di ordine molto elevato. Una buona idea è quella di usare una curva di interpolazione spline3 (`:function spline3`) con qualcosa come 20 parti, cioè (`:order 20`).

Infine `q` esce dal processo *sensfunc* e scrive l'immagine *sens.0001*.

### 8.3 Il processo calibrate

A questo punto sono stati effettuati tutti i calcoli che riguardano la calibrazione in flusso. Quel che finalmente rimane è di applicare la soluzione a ciascuna stella per calibrarla. Usate *epar calibrate* per definire la tabella di estinzione appropriata: `extinct= onedstds$/ctioextinct.dat` oppure `extinct= myextinct.dat`.

Se `list_w` contiene l'elenco degli spettri calibrati in lunghezza d'onda che avevano la loro massa d'aria e altri parametri definiti in modo appropriato dalla procedura *eso.set* (o dal comando *asthedit* nel più recente IRAF v2.11) e `list_f` è lo stesso elenco con i nomi cambiati in quelli voluti dei file di output calibrati in flusso, dovrete solo digitare

```
calibrate @list_w @list_f
```

## 8.4 Calibrare il flusso senza spettri di stelle standard

Questo dovrebbe essere evitato, poiché una buona calibrazione è difficile da ottenere anche con osservazioni di molte stelle standard. Ma può capitare che terminate con osservazioni di una stella per la quale conoscete solo il suo tipo spettrale e nient'altro. Una possibilità rapida ma molto rozza è quella di utilizzare la sua magnitudine  $V$  tabulata e assumere che sia un corpo nero ad una data temperatura effettiva. Il primo passo è quello di creare uno spettro artificiale di corpo nero col comando *noao.artdata.mk1dspec*:

```
imarith w-star * 0.0 bbody
```

```
mk1dspec bbody continu=1.0 tempera=10000. Lines=0
```

dove *w-star* è uno spettro calibrato in lunghezza d'onda di una stella a 10.000 K. La divisione di *w-star* con *bbody* fornisce ora una approssimazione di una funzione di sensibilità (*sens.0001*) menzionata in precedenza. Lo spettro risultante sarà calibrato in colore ma non in flusso assoluto. L'ultimo passo è quello di calcolare la differenza nella magnitudine  $V$  tra i dati tabulati e lo spettro risultante e calibrare così il flusso assoluto. Notate che qui abbiamo trascurato lo scostamento della vera distribuzione di energia stellare da quella di un corpo nero (non drammatica se trattiamo di stelle standard di tipo O lungo il salto di Balmer) o l'influenza dell'estinzione atmosferica.

Una possibilità alternativa potrebbe essere utilizzare la procedura standard per la calibrazione in flusso. Falsificate il processo *standard* utilizzando una stella standard con lo stesso tipo spettrale del vostro oggetto. Continuate a tenere bene in mente che qui state trascurando ogni differenza nelle intensità delle righe (perciò evitate regioni con righe spettrali negli intervalli di calibrazione!) e l'arrossamento. E naturalmente il flusso dovrebbe essere corretto per la differenza in magnitudine  $V$  tra la stella osservata e la falsa standard.

## 9 Correzioni addizionali

Spesso lo spettro calibrato in flusso è il risultato finale che necessita di essere misurato e pubblicato. Ma talvolta potrebbe esserci la necessità di rimuovere l'influenza del moto della Terra attorno al Sole, dell'arrossamento interstellare o degli assorbimenti del cielo. Ci sono tre processi nel pacchetto *onedspec* che sono utili allo scopo. Qui diamo solo un breve esempio del loro uso. Maggiori informazioni possono essere reperite nel corrispondente file di help.

## 9.1 Correzione eliocentrica

Per rimuovere lo spostamento Doppler dovuto al moto della Terra dallo spettro calibrato in flusso *f0020* (che è stato preparato con lo script *eso.set* o con il comando *asthedit* – si veda la Sezione 8) digitate

```
rvcorrect ima=f0020 imupdate+ observa=eso
dopcor f0020 h0020 -vhelio isvel+
```

e otterrete lo spettro *h0020* come sarebbe osservato dal baricentro del sistema solare. Notate il segno meno prima di *vhelio*

## 9.2 Rimuovere l'arrossamento

Se lo spettro *h0020* è stato osservato attraverso una nube interstellare con  $E(B-V)=0.5$ , il suo spettro intrinseco *i0020* verrà ottenuto con

```
deredden h0020 i0020 0.5 type = "E(B-V)"
```

Un buon riferimento per la relazione arrossamento-distanza nella regione vicina al piano galattico è Neckel et al. (1980, A&AS, 42, 251), mentre l'arrossamento lontano dal piano galattico può essere trovato nel sito <http://adc.gsfc.nasa.gov/adc/> (Burnstein + immagini gif).

## 9.3 Rimuovere le righe dell'atmosfera

Gli spettri sono stati calibrati in flusso per rimuovere l'assorbimento diffuso nel continuo dovuto all'atmosfera terrestre. Comunque rimangono le bande di assorbimento telluriche (cioè atmosferiche) come quelle attorno ad H $\alpha$  oppure tra 7600 e 7750Å. Normalmente questo non vi deve preoccupare. Però talvolta le righe di interesse (per esempio il doppietto K I nel vicino infrarosso) cadono entro le bande telluriche. Perciò le vorrete cancellare. Per farlo utilizzate il processo *telluric* dentro il pacchetto *onedspec*. Non è un'operazione facile, ma consultare nuovamente il file di

help discute tutti i dettagli. Allo stato attuale dovrete avere abbastanza esperienza per imparare autonomamente. Buon divertimento!

## 10 Tracciare, misurare ed esportare gli spettri ridotti

Per tracciare e misurare parametri (come larghezza equivalente, lunghezza d'onda interpolata da una gaussiana, FWHM, ecc.) di varie caratteristiche delle righe negli spettri ridotti usate il processo *splot* (che si trova nel pacchetto *noao.onedspec*)

```
splot i0020
```

Cliccate *k* sul continuo su entrambi i lati di una riga per ottenere la sua larghezza equivalente, e larghezza, flusso, e posizione di una interpolazione gaussiana alla riga. Premendo *m* su entrambi gli estremi di un intervallo in lunghezze d'onda fornisce media, sigma e rapporto segnale/rumore per quell'intervallo. L'ingrandimento funziona come al solito ( *w e* e allarga la vista grafica tra gli angoli indicati e il comando *w m w n* rimpicciolisce alle dimensioni precedenti). Consultate l'help per molti altri comandi interattivi del processo *splot*.

Magnitudini e colori possono essere derivati dai vostri spettri calibrati in flusso mediante il comando *sbands* e il continuo è normalizzato mediante il processo *continuum*.

Per tracciare le lunghezze d'onda dei pixel e le intensità in una tabella ASCII usate *listpix*. L'opzione *wcs=world* stampa lunghezze d'onda invece di coordinate dei pixel. Per una resa migliore in output potete aggiungere una stringa col formato appropriato (opzionale, si veda *help listpix*). Un semplice esempio potrebbe essere

```
listpix f0020 wcs=world format="%12.8e %3.1d %10.3d" > f0020.dat
```

Sostituire il singolo nome del file *f0020* con un elenco di nomi di files non è raccomandabile poiché *tutti* gli spettri dall'elenco verranno scritti in un file singolo. E' meglio scrivere tutti i comandi *listpix* in un file (chiamiamolo *2ascii.txt*) e successivamente eseguirli con

```
cl < 2ascii.txt
```

## 11 Sommario dei Comandi Più Comuni

### 11.1 Opzioni sulla linea di comando

- Le opzioni incluse nella linea di comando vengono usate al posto di quelle scritte nel file dei parametri del comando, ad es.  
**display e025 zrange- zscale- z1=100 z2=800**
- Cambiate in modo permanente le opzioni con *epar* [Uscite con CTRL-D], cioè:  
**epar display**
- Elencate i parametri con *lpar*:  
**lpar display**
- Scrivete qualsiasi output su un file piuttosto che allo schermo con ">filename" inserito alla fine della riga di comando:  
**lpar display > display.prs**  
**files e\*.imh > listing.lst**  
**help display > display.hlp**
- Aggiungete qualsiasi output sullo schermo alla fine di un file esistente inserendo ">> nomefile" alla fine della riga di comando:  
**files f\*.imh >> listing.lst**
- Stampate qualsiasi output dello schermo con la stampante inserendo "|lprint" alla fine della riga di comando (solo per sistemi Unix):  
**help display |lprint**
- Mandate in esecuzione una sequenza di comandi scritti in un file ascii myfile.com:  
**cl < myfile.com**

### 11.2 Comandi in una finestra grafica qualsiasi

? - pagina help ([space] per scorrere, q e [return] per uscire)

= - invia il grafico alla stampante

:.snap epsfl – salva il grafico in un file postscript sgi???.eps

r – traccia nuovamente il grafico

I – interrompe il processo immediatamente (talvolta funziona, spesso no...)

w e e - ingrandisce il grafico nella zona delimitata dagli e come angoli

w m – riduce il grafico impiegando l'intero range per l'asse x

w n - riduce il grafico impiegando l'intero range per l'asse y

q – esce dal processo

### **11.3 Comandi aggiuntivi durante l'interpolazione di una funzione**

f – ripete l'interpolazione [possibilmente con "r" per ridisegnare il grafico]

d – cancella il punto più vicino al cursore

u – elimina la cancellazione del punto più vicino al cursore

a – aggiunge punti al cursore [normalmente vi viene chiesto quanti punti preferite: digitate il numero e RETURN]

:o 15 – cambia il numero dei coefficienti della funzione a 15 [nel caso di una spline3 questo è il numero di parti lungo il grafico]

:f spline3 – cambia il tipo di funzione a una spline cubica [altre scelte: chebyshev, legendre, spline1]

### **11.4 Sequenza di comandi dopo la correzione per flat**

Andate a: noao.twodspec.apextract

### 11.4.1 **apall**

- Definizione dell'apertura:

:show – mostra i parametri

:low -3 – pone il bordo sinistro dell'apertura 3 pixels a sinistra dal centro

:up 5 – pone il bordo destro dell'apertura 5 pixels a destra dal centro

c – ricentra l'apertura

b – rivede l'intervallo(i) per il fondo

z – cancella l'intervallo del fondo più vicino al cursore

s s – definisce un nuovo intervallo del fondo con le posizioni “s” per i bordi

f r – interpola e traccia nuovamente la soluzione

q – esce dal processo per il fondo

- Tracing ( con i soliti comandi per il pacchetto di interpolazione)

### 11.4.2 **identify**

Andate a: [noao.onedspec](http://noao.onedspec).

m – marca il centro di una caratteristica vicina al cursore

z – ingrandisce sulla caratteristica marcata più vicina [“+”, “-” per muovere lo zoom verso caratteristiche a sinistra e a destra, “p” per annullare al zoomata e tornare indietro]

f – lancia il pacchetto di interpolazione [usate qui i comandi di interpolazione normali]

l – tenta di aggiungere molte caratteristiche dall'elenco [non utilizzate questo comando finché la vostra soluzione con le caratteristiche identificate manualmente non sia abbastanza soddisfacente!]

### 11.4.3 reidentify

Identifica nuovamente altre lampade spettrali [usatela non interattivamente, ma con l'opzione refitting = yes]

### 11.4.4 tell the reference spectrum

**hedit e025.0001 refspec1 e26.0001 add+ ver-**  
dichiara che lo spettro da lampada dell'oggetto e025.0001 è chiamato e026.0001

### 11.4.5 dispcor

Applica la soluzione in lunghezza d'onda [usate l'opzione "linearize=no" per preservare le identità dei pixels]

### 11.4.6 airmass and exptime definition

IRAF ha bisogno della massa d'aria e del tempo d'esposizione per la calibrazione in flusso: usate

**imhead e025.0001 l+**

per stampare tutti i dati dell'header, oppure

**hedit e025.0001 airmass,exptime .**

per stampare i campi con massa d'aria e tempo d'esposizione per la vostra immagine(i). Potete aggiungere questi due campi manualmente mediante, per es.

**hedit e025.0001 airmass 1.52 add+ ver-**

**hedit e025.0001 exptime 1200 add+ ver-**

oppure potete usare una procedura automatica come *eso.set* descritta nel testo principale.

### 11.4.7 **standard**

Aggiunge tutte le stelle standard a turno. Usate

a a – per aggiungere un abbinamento in lunghezza d'onda

d – per cancellare un abbinamento

I risultati sono scritti in un file ascii “std”: editate, incollate, cancellate a volontà!

### 11.4.8 **sensfunc**

Utilizzate con l'opzione “srei”, per descrivere quale finestra tracciare.

Usate i comandi di interpolazione standard, e

d – per cancellare qualcosa [vi verrà richiesto se volete cancellare un punto, una lunghezza d'onda o l'intera stella]

i – per ottenere informazioni [a quale stella appartiene un punto]

s – per traslare la sensibilità media di tutte le stelle allo stesso valore [da usare per le notti nuvolose: assumete effettivamente una legge di opacità grigia]

o – per tornare alla situazione originale (di partenza)

e – per inserire il calcolo della curva di estinzione [buona fortuna: questo è un pacchetto di interpolazione standard, usate “q” per uscire.]

### 11.4.9 **calibrate**

Applica la calibrazione del flusso

### 11.4.10 **splot**

Usate l'opzione “:histogram yes” per tracciare grafici a istogramma

Usate i normali comandi per gestire la visualizzazione, più:

k k – per interpolare una gaussiana singola (delimitate le ali)

d d – per interpolare gaussiane mescolate (delimitate i bordi, usate “m” per fissare le richieste per i centri delle gaussiane, “q” per far partire l’interpolazione [rispondete alle domande, “q” per uscire])

m m – calcola le statistiche di una regione (rapporto SN, .)

o g – sovrappone un altro spettrografo

s – smussa lo spettro

f – per iniziare l’elaborazione aritmetica dello spettro (“l” per cambiare i valori dell’asse “y” con i loro logaritmi, “q” per uscire)

i – salva lo spettro corrente in un file

% - cambia il beam (fascio) (vi verrà chiesto questo numero, ad es. beam 3 è il cielo se utilizzate la media ponderata per la varianza)

#### 11.4.11 listpix

Per scrivere lo spettro in un file ascii che può essere letto da molti altri SW di elaborazione o grafici (SuperMongo, Gnuplot, Python... e persino Excel)

**listpix f025.0001 wcs=world > f025.txt**

La forma

**listpix @f.lst wcs=world > spectra.asc**

scrive *tutti* gli spettri da f.lst a un singolo file ascii *spectra.asc*