

D. Sarocchi

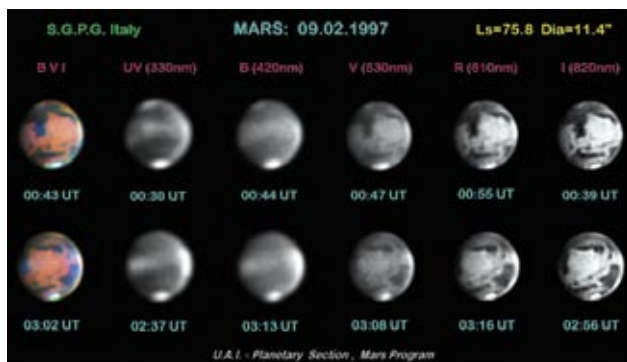
A. Leo

G. S. Quarra

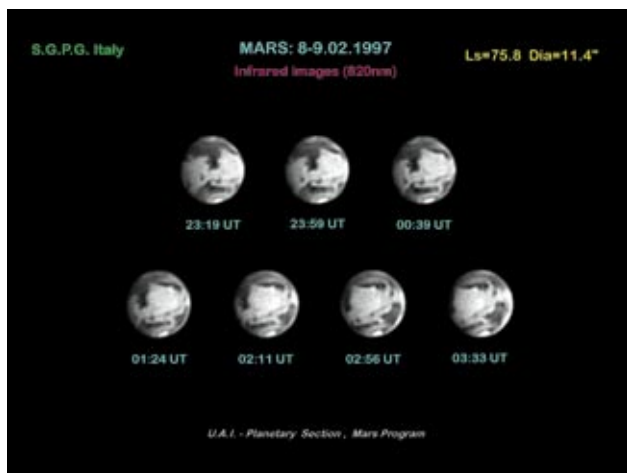
UAI – Sezione Pianeti

L'osservazione CCD del pianeta Marte

Il pianeta Marte, nelle settimane che precedono e seguono un'opposizione, è un soggetto ideale per osservazioni CCD multispettrali con filtri fotometrici. La ripresa multispettrale ha un interesse particolare in quanto consente di rilevare particolari differenti dell'atmosfera marziana, poiché differenziata è, nelle varie bande, la risposta della stessa e delle sospensioni in essa presenti (vapori, polveri).



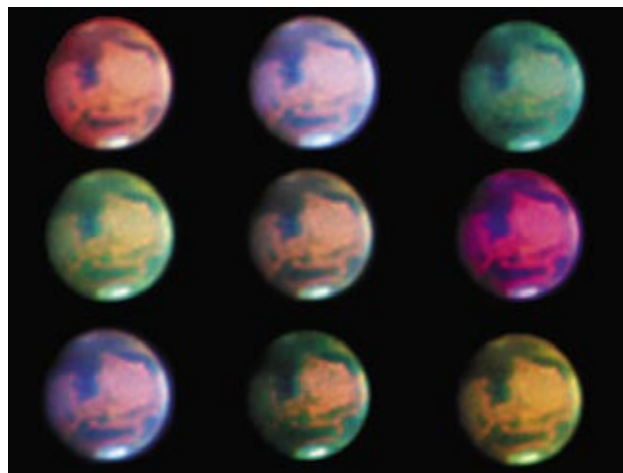
Sequenza di Marte ripresa in tutte le luci a San Gersolè il 09.02.1997. Nelle immagini UV e B risaltano le nubi di alta quota, mentre in R e I risaltano i particolari superficiali.



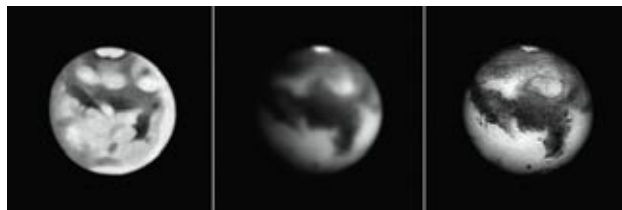
Sequenza di Marte ripresa con filtro I a San Gersolè il 09.02.1997. Sono le immagini meno danneggiate dal seeing.

Inoltre il filtro infrarosso permette di selezionare una banda di ripresa in cui il *seeing* è mediamente molto migliore che in altre lunghezze d'onda, per cui può essere adottato come filtro principale in condizioni di *seeing* mediocre.

Come nel caso della fotografia astronomica, anche l'uso del CCD richiede che si prendano in considerazione diversi fattori per la scelta della focale equivalente di acquisizione: innanzitutto l'estensione angolare di Marte al momento della ripresa, quindi le dimensioni del sensore e dei relativi *pixel*. Ovviamente bisogna tenere sempre conto dei limiti ottici e meccanici del telescopio utilizzato.



Erronee calibrazione di colore: al centro la combinazione esatta.



Confronto fra tre immagini del pianeta Marte acquisite durante la grande opposizione del 1988 con tecniche diverse. A sinistra un disegno (M. Falorni), al centro una fotografia (I. Miyazaki), a destra un'immagine CCD (Pic du Midi), che rappresentano quanto di meglio ottenibile da Terra con queste tecniche. Si noti come il disegno equivalga in risoluzione alla fotografia, che comunque rappresenta un dato più oggettivo e preciso. L'immagine digitale, aggiunge una risoluzione molto più elevata.

Per avere una stima del lato del campo reale coperto dal sensore (in primi d'arco), si può utilizzare la seguente formula, in cui L è il lato del sensore ed F la focale equivalente utilizzata, entrambi in millimetri :

$$\text{Campo } (^{\circ}) = L \text{ (mm)} \cdot 3438 / F \text{ (mm)}$$

La tabella 1 (tabelle a fine articolo) riporta a titolo di esempio alcuni valori pre-calcolati sulla base di ben noti e diffusi sensori, ma è chiaro che ognuno potrà applicare la formula suddetta nei casi non tabulati.

L'uso del CCD per le riprese planetarie esigerebbe che la risoluzione teorica del telescopio venga sfruttata appieno. In sostanza, perché ciò avvenga, occorre che le dimensioni del *pixel* del sensore non superino nel piano focale il potere risolutivo dello strumento anzi, se possibile, siano decisamente inferiori. Per l'esattezza, la teoria (teorema del campionamento di Nyquist) prevede che, in assenza di rumore, il minimo dettaglio percepibile debba essere registrato su almeno due *pixel non adiacenti*. In generale, su telescopi amatoriali medi, e in medie condizioni di *seeing*, ciò comporta la necessità di ottenere una dimensione del lato maggiore del *pixel* corrispondente a mezzo secondo d'arco



al massimo. Allo scopo occorre una focale equivalente minima F , espressa in millimetri, che può essere facilmente dedotta dalla seguente formula, in cui D è il diametro del telescopio in millimetri e P è la larghezza di un *pixel* in micrometri (vedi tabella 2):

$$F \text{ (mm)} = 3.438 \cdot D \text{ (mm)} \cdot P \text{ (\mu m)}$$

Per esempio, nel *chip* KAF-400 il *pixel* misura $9 \times 9 \mu\text{m}$, e l'obiettivo è raggiunto in generale con focali equivalenti di almeno 6 metri ($f/30$ per un'apertura di 20 cm), che possono essere ottenute con l'interposizione di elementi ottici amplificatori (Barlow, oculari) applicando esattamente le stesse tecniche utilizzate nella fotografia convenzionale su emulsione.

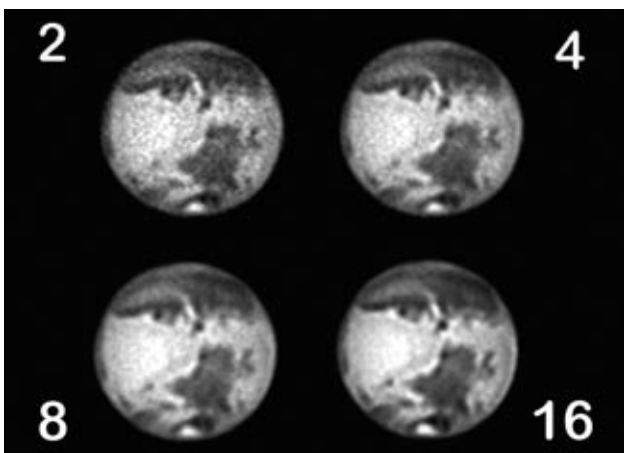
La risoluzione lineare, intesa come secondi d'arco per *pixel* (R), può essere ricavata direttamente dalla seguente formula (vedi tabella 3):

$$R \text{ (") } = P \text{ (\mu m)} \cdot 206.26 / F \text{ (mm)}$$

Tutte le precedenti formule si basano sull'implicita assunzione che sia valido il limite di Dawes per calcolare la risoluzione limite di un telescopio. Ricordiamo in breve la formula che lo descrive, in cui R rappresenta la risoluzione limite espressa in secondi d'arco e D il diametro del telescopio in millimetri (vedi tabella 4):

$$R \text{ (") } = 120 / D \text{ (mm)}$$

Per esempio, il famoso Donald Parker acquisiva abitualmente le sue immagini di Marte con una camera CCD Lynxx della SpectraSource collegata al suo riflettore da 40 cm utilizzato a $f/50$ (20 metri di focale equivalente), il che corrisponde a circa 0.15 secondi d'arco per *pixel*. Sembrano numeri assurdi, ma vengono dalla corretta applicazione di queste formule tenendo conto semplicemente del limite di Dawes.

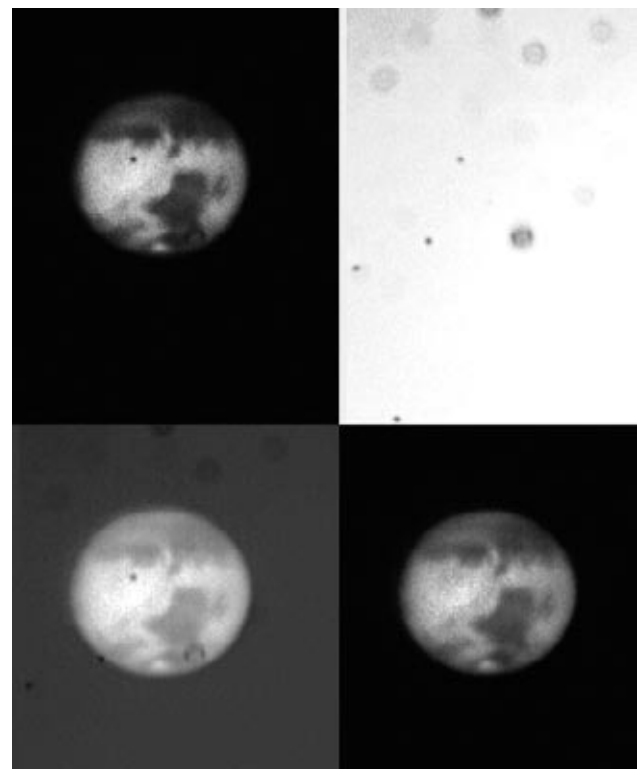


Marte del 15.03.1997 (Pino Torinese). Confronto tra le elaborazioni realizzate mediante la somma di 2, 4, 8 e 16 immagini (metodo 2). Parametri di elaborazione ottimizzati per la somma di 16 immagini e utilizzati esattamente allo stesso modo per tutte le somme.

Talvolta, nel particolare caso delle riprese planetarie, se il *seeing* e il diametro dello strumento lo consentono, si possono utilizzare anche rapporti focali più spinti per andare anche un po' oltre il campionamento minimo previsto dal teorema di Nyquist e dalla formula di Dawes. Su un gran numero di immagini riprese, talvolta questa

tecnica aumenta la probabilità di catturare dettagli al limite delle possibilità strumentali. Questi estremi sono particolarmente comuni su soggetti ad alto contrasto e luminosità come, per esempio, il pianeta Marte. In questi casi i tempi di posa rimangono comunque contenuti e il maggiore ingrandimento non comporta particolari svantaggi. Tuttavia, la riduzione del campo reale coperto dal sensore a qualche decina di secondi d'arco rende indispensabile un sistema di puntamento e di inseguimento estremamente accurato, non sempre facile da trovare nei telescopi amatoriali.

Una pratica comune, e altamente consigliabile quando si lavora con i CCD, è quella di effettuare numerose somme o medie di immagini originali dopo la vera e propria normalizzazione, analogamente alla tecnica di composizione della fotografia tradizionale. L'operazione di media riguarda anche i *dark frames* acquisiti per la misura della corrente di buio e le immagini di *flat field*. Il punto di forza di questa tecnica risiede nel fatto che, mentre il rumore si concretizza in oscillazioni casuali del valore dei singoli *pixel*, i dettagli reali provocano delle differenze di luminosità sistematiche. La media consente di eliminare le fluttuazioni casuali, facendo risaltare maggiormente le piccole differenze dovute ai dettagli presenti. Quindi, maggiore è il numero di medie che saremo in grado di effettuare, migliore sarà il rapporto complessivo segnale/rumore, e così l'affidabilità circa la realtà dei dettagli più piccoli ed evanescenti. Mediando un buon numero di immagini in serate di buon *seeing*, e successivamente sottoponendo il risultato a un'accurata operazione di elaborazione, si possono agevolmente raggiungere i limiti della risoluzione del telescopio.



Marte del 15.03.1997 (Pino Torinese). Applicazione del *flat field*. Da sinistra in alto a destra in basso: immagine originale, *flat field*, composizione delle due, immagine originale normalizzata per il *flat field*.

L'utilizzo della composizione di molte immagini è un fattore molto importante per l'affidabilità dei dettagli visibili sulle immagini ottenute dopo le opportune elaborazioni al computer. Generalmente bisogna fare molta attenzione, nell'elaborazione di immagini singole, in quanto anche in condizioni atmosferiche favorevoli ci sono sempre delle alterazioni dovute al *seeing*, alle ottiche interposte (riflessi, granelli di polvere, disomogeneità di vario tipo), al sistema di acquisizione stesso (difetti del sensore, rumore di campionamento, rumore termico, problemi di otturatore, etc.). In effetti, le classiche tecniche di riduzione (sottrazione del *dark frame* e correzione delle disomogeneità tramite *flat field*) ovviano piuttosto bene alla maggior parte di questi problemi, anche se quasi mai in modo perfetto.

Spesso gli astrofili hanno delle serie difficoltà a ottenere dei *flat field* accettabili per varie ragioni strumentali e sono costretti a fare a meno della correzione del *flat* (un buon *flat* è comunque sempre molto difficile da ottenere, soprattutto se si fanno riprese con più filtri). A maggior ragione rimane prioritaria la possibilità di effettuare il massimo numero di medie o somme di immagini nell'intervallo di tempo consentito dalla velocità di rotazione del pianeta alla scala di ripresa, in quanto ciò consente di abbattere drasticamente le imperfezioni e le disomogeneità presenti nei singoli *frame*.

Come regola, maggiore è il numero di immagini che è possibile sommare o mediare, migliori saranno i risultati finali. Da questo punto di vista è esemplare la ripresa planetaria effettuata con *web-cam* basate su CCD ma non raffreddate. Si tratta di una situazione in cui è normale effettuare lo *stacking* (la sovrapposizione) di 500 o più immagini a colori estratte da un filmato AVI compresso e caratterizzate (come immagini singole) da una pessima dinamica e da un rapporto segnale / rumore ancora peggiore. I risultati della composizione in genere sono assolutamente strabilianti.

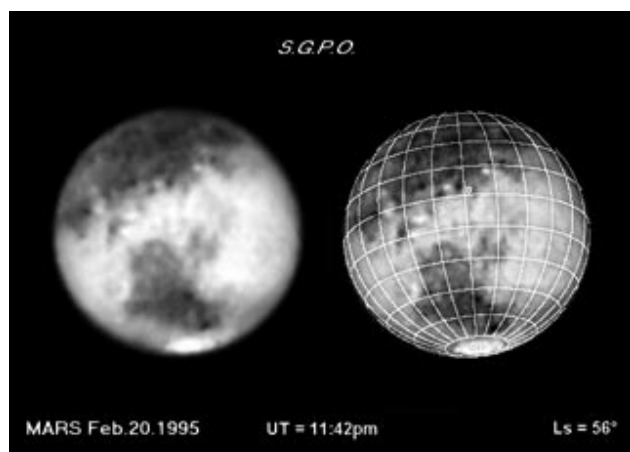


Immagine acquisita con una camera CCD Compuscope CCD800 768x512 e filtro rosso centrato sui 620 nanometri. Diametro del pianeta 13.6", *seeing* buono (valore 2 della scala Antoniadi). La focale equivalente del telescopio Cassegrain è stata portata a 32 metri tramite proiezione oculare, in modo da ottenere un disco planetario con un diametro di 150 pixel sul sensore. Il fattore di ingrandimento lineare è più che doppio del potere risolutivo dello strumento (0.4"). Elaborazione con l'algoritmo di ricostruzione di Lucy-Richardson, utilizzando una PSF sintetica. La stessa immagine è mostrata con sovrapposta una griglia di coordinate.

Nel caso specifico delle riprese planetarie, per poter applicare tale tecnica è assolutamente indispensabile che le immagini da sommare siano state riprese in un breve arco di tempo, onde far sì che la rotazione del pianeta non abbia spostato i dettagli presenti di una distanza maggiore delle dimensioni di un *pixel*, e che siano tutte di buona qualità. Per ogni pianeta ci sono dunque limiti temporali ben precisi da tenere presenti al momento di decidere il massimo intervallo di tempo tra la prima e l'ultima immagine da mediare. Dato che si tratta sempre e comunque di pochi minuti, è fondamentale che il tempo complessivo di acquisizione, selezione e salvataggio su disco delle immagini sia più breve possibile, anche considerando il fatto che molte delle immagini all'interno dell'intervallo di tempo utile andranno scartate per gli inevitabili problemi di *seeing*. L'accuratezza della selezione diventa sempre più importante al diminuire del numero di immagini da mediare, e viceversa i criteri di scelta possono essere meno stringenti potendo lavorare con un gran numero di immagini di qualità comparabile.

La ripresa CCD e soprattutto le successive elaborazioni al computer richiedono una buona conoscenza degli oggetti di studio. Una delle principali difficoltà nel giudicare la bontà di un'immagine di questo tipo consiste nel fatto che spesso il *seeing* tende a offuscare e a deformare i dettagli di alcune zone del disco planetario, risparmiandone invece altri, in modo assolutamente disuniforme e imprevedibile. È bene non diventare troppo rigidi nel classificare come "insufficienti" certe immagini, perché c'è il rischio di essere costretti a lavorare con un numero molto ridotto di riprese. A questo punto ci troveremo con un certo numero di immagini ottenute per somma o media dall'insieme di tutte le immagini della serata. Possiamo in qualche modo considerarli una sorta di originali "ottimizzati" e ripuliti il più possibile dagli effetti del rumore strumentale e di acquisizione, soprattutto grazie al contributo di numerose immagini per ogni *frame*. Su questi "distillati" di immagini originali cominceremo ad applicare le vere e proprie tecniche di elaborazione.

Riepilogando, la sequenza di operazioni che in genere viene adottata per la normalizzazione delle immagini è questa:

1) Normalizzazione delle immagini, divise sui vari colori (*dark current* e *flat field*). Sia i *frame* di *dark current* che quelli di *flat* sono ottenuti dalla media (meglio la mediana) di molte riprese singole (almeno 10-15). In particolare il tempo di posa della *dark current* viene scelto maggiore o uguale al tempo più lungo utilizzato nelle riprese del pianeta. Da questo *frame*, previa sottrazione del *bias*, si ottiene la componente termica del rumore per tutte le immagini nei vari filtri (il *bias* è una costante, ottenuta anch'essa dalla media di varie immagini) grazie a una riscalatura della dinamica proporzionale alle differenze nel tempo di posa. Questa tecnica semplificata è possibile solo se la temperatura del CCD rimane costante durante la serata osservativa.

2) Centatura e "ritaglio" delle immagini planetarie normalizzate. Calcolando il centroide del pianeta su tutte le immagini, si ricentra Marte nel mezzo di ciascun fotogramma e si ritaglia una finestra di dimensioni

adeguate intorno al pianeta per diminuire le dimensioni delle immagini e snellire le successive fasi di elaborazione. In genere si utilizza una finestra quadrata con un numero di *pixel* per lato pari a una potenza di 2 (64, 128, 256, 512 e così via). La ragione di questa scelta sarà chiarita più avanti.

3) Confronto tra le immagini ricentrate e normalizzate per scartare eventuali *frame* di qualità inferiore alla media.

4) Con in mano un tabulato che riporta gli esatti tempi di ripresa di ciascuna immagine in sequenza cronologica di acquisizione (ovviamente sempre divise per i vari filtri usati) si stabiliscono i vari possibili gruppi di immagini da sommare. Il tabulato è facile da ottenere dalle immagini stesse se il programma di acquisizione registra l'informazione al momento della ripresa (compreso il tempo di integrazione e il filtro usato). Le immagini prescelte vengono quindi sommate a gruppi, tenendo ben presente la dinamica interna di ciascuna immagine. Infatti le immagini normalmente acquisite in osservatorio sono a 12 bit (0-4095), 14 bit (0-16383) o 16 bit (0-65535) e vengono memorizzate in formato FITS a 16 bit senza segno (formato intero compreso tra 0 e 65535 come valore minimo e massimo dei *pixel*). Sommando diverse immagini riprese con buona dinamica si oltrepassa facilmente il limite di rappresentazione di questo formato, per cui conviene spesso convertirle in un formato più capace (per esempio intero o in virgola mobile a 4 byte) prima di sommare assieme le immagini. L'immagine finale per comodità di elaborazione con *software* standard per PC viene nuovamente riscalata nell'intervallo dinamico delle immagini intere a 16 bit e riconvertita di formato. Il risultato sono le medie finali non elaborate.

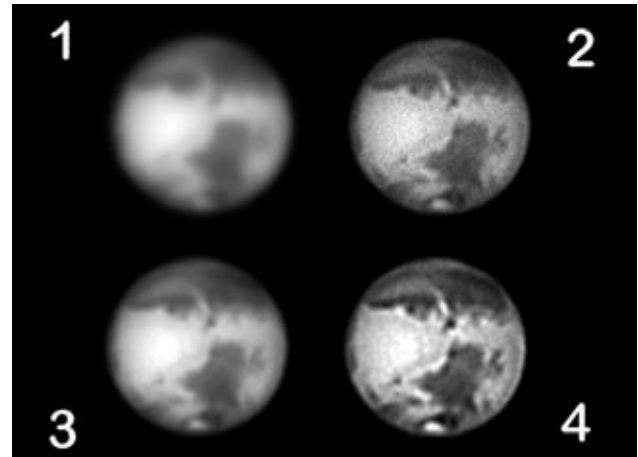
Le immagini così ottenute risultano estremamente "pulite", ma nel contempo difficilmente sfruttabili per identificare in modo preciso le posizioni dei vari dettagli, in quanto si presentano piuttosto sfumate e povere di contrasti. I particolari su scala più piccola non risultano distinguibili a causa della scarsa capacità dell'occhio umano di distinguere toni di grigio vicini fra loro (difficilmente riusciamo a distinguere più di 30-40 differenti sfumature di grigio). Al contrario la dinamica interna di queste immagini è spesso superiore ai 30 000 toni. Per tale ragione sono fondamentali le successive elaborazioni per rendere leggibile ogni dettaglio di queste immagini. Chiaramente l'informazione sarà utile esclusivamente per estrarre misure di posizione dei dettagli superficiali e atmosferici, non certo per scopi fotometrici.

Nel caso di Marte può essere utilizzata con buoni risultati la seguente tecnica di elaborazione :

1) Prima di tutto si cerca di stabilire la PSF più probabile per tentativi successivi. La PSF (*Point Spread Function*) è riconducibile a grandi linee alla forma che assume l'immagine di un oggetto perfettamente puntiforme soggetto alle stesse deformazioni (*seeing*, ottica e così via) a cui è stata sottoposta l'immagine che vogliamo "restaurare". Nel caso delle immagini di cielo profondo infatti la PSF si ottiene comunemente dalle stelle di campo non saturate. Nel nostro caso siamo meno fortunati e vi si deve risalire a posteriori per tentativi in base all'esperienza. L'esperienza è necessaria sia per avere un'idea di massima dei valori da utilizzare inizialmente e da affinare in seguito, sia per valutare correttamente l'effetto di queste elaborazioni sull'immagine finale, il che richiede anche una precisa conoscenza della fisionomia

del pianeta. I metodi di *restoration* sono molti, ma quello che ottiene i risultati più convincenti in tempi di calcolo ragionevoli è sicuramente l'algoritmo di Van Cittert, adatto per l'appunto a soggetti a elevato contrasto (alto rapporto segnale/rumore) come i pianeti perché tende ad amplificare in pari misura rumore e dettagli.

2) Se il rumore, una diffusa granulosità presente in modo uniforme su tutta l'immagine, è evidente al termine di questa fase di elaborazione, si può ricorrere a tecniche di riduzione del rumore (filtraggi passa-basso). La tecnica da noi preferita in questo caso è il filtro in frequenza di Butterworth, un filtro passa-basso nel dominio delle frequenze che quindi richiede il passaggio alle trasformate di Fourier (e quindi alle anti-trasformate). È questa la ragione per cui la lunghezza del lato dell'immagine generalmente viene scelta secondo una potenza di 2: la FFT (*Fast Fourier Transform*) lavora per l'appunto su immagini con queste dimensioni. Questo filtraggio permette un controllo molto fine sulla parte di immagine che viene giudicata "rumore" (quella a frequenze più elevate).



Marte del 15.03.1997 (Pino Torinese). Varie fasi di elaborazione per il metodo 2. Originale (1), Van Cittert (2), Butterworth (3), Unsharp mask e stretching lineare (4).

3) Se a questo punto l'immagine manca ancora di contrasto, pur essendo stato consistentemente ridotto l'effetto di "sfocatura", si può finalmente ricorrere (ma con giudizio) al famoso *unsharp masking*. Si tratta di una tecnica molto semplice che consiste nel sottrarre dall'immagine una "maschera sfuocata" ottenuta dall'immagine stessa, in modo da evidenziare i dettagli più minuti. La maschera si ottiene quasi sempre applicando filtri spaziali di tipo gaussiano. Purtroppo è molto facile incorrere nel cosiddetto Effetto Gibbs utilizzando questi sistemi. Si tratta di un rinforzo di tutte le zone a più alto contrasto (noto in gergo anche come *ringing*), in particolare in prossimità dei punti di confine tra zone molto chiare e molto scure del pianeta, oppure del bordo più illuminato a contrasto con il fondo cielo. Per evitare tali effetti, o ridurli al minimo, bisogna essere molto accorti nella scelta dei parametri del filtro gaussiano di sfuocatura.

4) Come tocco finale in genere si cerca di portare allo stesso livello la dinamica delle varie immagini finali ottenute, ovviamente non in modo automatico ma con attente misurazioni. Il fondo cielo viene annerito per tutte le immagini e in generale la dinamica viene estesa all'interno del *range* dinamico di visualizzazione tipico dei monitor e delle schede video da PC (non più di 256 livelli di grigio).

Tabella 1. Focali consigliate.

Diametro del telescopio :	Rapp. foc.	150 mm	200 mm	300 mm	400 mm
TC 237 (7.4 x 7.4 μm)	f / 25	3820 mm	5090 mm	7630 mm	10180 mm
KAF 400 / KAF 1600 (9 x 9 μm)	f / 31	4640 mm	6190 mm	9280 mm	12380 mm
TC 255 (10 x 10 μm)	f / 34	5160 mm	6880 mm	10310 mm	13750 mm
TC 215 (12 x 12 μm)	f / 41	6190 mm	8250 mm	12380 mm	16500 mm
TC 211 (16 x 13.75 μm)	f / 55	8250 mm	11020 mm	16500 mm	22000 mm
ICX 027BLA (12.7 x 16.6 μm)	f / 57	8560 mm	11410 mm	17120 mm	22830 mm
TC 245 (17 x 19.8 μm)	f / 68	10210 mm	13610 mm	20420 mm	27230 mm
TC 241 (23 x 27 μm)	f / 93	13920 mm	18560 mm	27850 mm	37130 mm

Tabella 2. Campo inquadrato da un pixel.

Focale equivalente :	5000 mm	10000 mm	15000 mm	20000 mm
TC 237 (7.4 x 7.4 μm)	0.31" x 0.31"	0.15" x 0.15"	0.10" x 0.10"	0.08" x 0.08"
KAF 0400 / KAF 1600 (9 x 9 μm)	0.37" x 0.37"	0.19" x 0.19"	0.12" x 0.12"	0.09" x 0.09"
TC 255 (10 x 10 μm)	0.41" x 0.41"	0.21" x 0.21"	0.14" x 0.14"	0.10" x 0.10"
TC 215 (12 x 12 μm)	0.50" x 0.50"	0.25" x 0.25"	0.17" x 0.17"	0.12" x 0.12"
ICX 027BLA (12.7 x 16.6 μm)	0.52" x 0.68"	0.26" x 0.34"	0.17" x 0.23"	0.13" x 0.17"
TC 211 (16 x 13.75 μm)	0.66" x 0.57"	0.33" x 0.28"	0.22" x 0.19"	0.17" x 0.14"
TC 241 (23 x 27 μm)	0.95" x 1.11"	0.47" x 0.56"	0.32" x 0.37"	0.24" x 0.28"

Tabella 3. Campo inquadrato dal sensore.

Focale equivalente :	5000 mm	10000 mm	15000 mm	20000 mm
TC 211 (2.7 x 2.7 mm)	1'51" x 1'51"	56" x 56"	37" x 37"	28" x 28"
TC 255 (3.3 x 2.5 mm)	2'16" x 1'43"	1'08" x 52"	45" x 34"	34" x 26"
TC 245 (6.4 x 4.8 mm)	4'24" x 3'18"	2'12" x 1'39"	1'28" x 1'06"	1'06" x 50"
TC 241 (8 x 6.5 mm)	5'30" x 4'28"	2'45" x 2'14"	1'50" x 1'29"	1'23" x 1'07"
TC 215 (12 x 12 mm)	8'15" x 8'15"	4'08" x 4'08"	2'45" x 2'45"	2'04" x 2'04"
ICX 027BLA (6.4 x 4.35 mm)	4'24" x 2'59"	2'12" x 1'30"	1'28" x 1'00"	1'06" x 45"
KAF 0400 (6.9 x 4.6 mm)	4'45" x 3'10"	2'22" x 1'35"	1'35" x 1'03"	1'11" x 47"
KAF 1600 (13.8 x 9.2 mm)	9'29" x 6'20"	4'45" x 3'10"	3'10" x 2'07"	2'22" x 1'35"

Tabella 4. Potere separatore in funzione del diametro.

100 mm	150 mm	200 mm	250 mm	300 mm	350 mm	400 mm	500 mm
1.20"	0.80"	0.60"	0.48"	0.40"	0.35"	0.30"	0.24"

