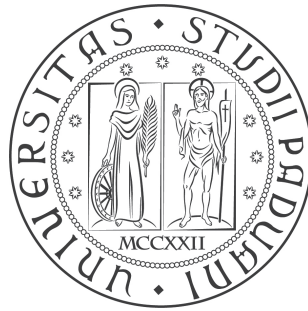


Università degli Studi di Padova
Dipartimento di Fisica e Astronomia G.Galilei

Corso di Laurea Magistrale in
Astronomia



FOTOMETRIA DELLA COMETA
C/2012 S1 (ISON)
ATTORNO AL PERIELIO
DAL TELESCOPIO SCHMIDT
DELL'OSSERVATORIO DI ASIAGO

Relatore: Prof.ssa Monica Lazzarin

Correlatore: Dott. Ivano Bertini

Laureanda: Maria Chiara Cerra

Matricola: 1040089-SA

ANNO ACCADEMICO 2014-2015

E quando miro in cielo arder le stelle;
dico fra me pensando:
a che tante facelle?
Che fa l'aria infinita, e quel profondo
infinito seren? Che vuol dir questa
solitudine immensa? Ed io che sono?

Giacomo Leopardi

Indice

Introduzione	xi
1 Caratteristiche generali delle comete	1
1.1 Proprietà fisiche	3
1.1.1 Il nucleo	3
1.1.2 La chioma	5
1.1.3 Le code	6
1.2 Proprietà dinamiche	8
1.2.1 Classificazione dinamica	9
1.3 Proprietà fotometriche	10
1.3.1 Proprietà delle particelle di polvere	11
1.4 Proprietà spettrali	13
2 Cometa C/2012 S1 (ISON)	15
2.1 Scoperta e proprietà orbitali	15
2.2 Storia evolutiva della cometa	17
2.3 Destino finale della cometa	20
2.4 Proprietà della cometa al momento dell'osservazione	22
3 Osservazione e riduzione dei dati	25
3.1 Strumentazione	25
3.2 Dati raccolti	26
3.3 Riduzione dei dati	28
3.3.1 Riduzione delle immagini	28
3.3.2 Calibrazione in flusso	32
4 Analisi dei dati	37
4.1 Calcolo dell' $Af\rho$	37
4.1.1 Correzione dell' $Af\rho$ per angolo di fase	49
4.2 Andamento dei profili radiali	52
4.3 Analisi del colore	62
4.3.1 Modello di scattering di Mie	66
4.4 Studio delle anisotropie della chioma	68

5 Risultati	75
5.1 Riassunto dei risultati ottenuti	75
5.2 Confronto con la letteratura	78
5.2.1 Risultati sulla cometa ISON	78
5.2.2 Confronto con altre comete	81
5.3 Estensione dei dati precedenti	84
5.4 Sviluppi futuri	87
Conclusione	89
Bibliografia	93

Elenco delle figure

1.1	Immagini del nucleo della cometa Halley osservata dalla sonda Giotto dell’Agenzia Spaziale Europea. Credit:ESA.	4
1.2	Immagini della cometa Hale-Bopp [Cremonese et al., 1997]. La coda di sodio neutra si vede come una struttura lineare sulla sinistra del primo pannello e distinta dalla più diffusa coda di polvere nel secondo.	6
1.3	Immagine delle code della cometa McNaught 2006P1 [Fulle et al., 2007]. La coda a forma di arco sulla sinistra della coda di polvere principale è la coda di ferro.	7
1.4	Spettro a fenditura lunga della cometa McNaught che copre il range spettrale 450-650 nm. La direzione spaziale è lungo l’asse verticale e copre circa 80 000 km in cielo. La direzione della coda è verso il basso dell’immagine. Le molte linee di emissione dalla chioma di gas sono estese spazialmente di parecchie migliaia di km e raggruppate nelle cosiddette bande molecolari.Credit:ESO	13
2.1	Immagine della cometa C/2012 S1 (ISON) ottenuta dal Telescopio Schmidt da 67/92 cm dell’Osservatorio di Asiago.	19
2.2	Orbita della cometa C/2012 S1 (ISON). I punti numerati rappresentano le posizioni della cometa ad ogni data di osservazione: 1 = 4 Settembre, 2 = 7 Settembre, 3 = 6 Novembre, 4 = 12 Novembre, 5 = 13 Novembre. In questa immagine la cometa si muove in direzione antioraria lungo la sua orbita. Sono mostrate anche le orbite di Mercurio, Venere, Terra e Marte.	22
3.1	Telescopio Schmidt dell’Osservatorio di Asiago	26
3.2	Esempio di un’immagine di bias (<i>a sinistra</i>) e di un’immagine di dark a un tempo di esposizione di 100s (<i>a destra</i>).	29
3.3	Esempio di immagini dei flat field mediani nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	30
3.4	Esempio di immagine della cometa prima della sottrazione del cielo. Le aree evidenziate sono quelle in cui è stato calcolato il valore del fondo cielo.	31
3.5	Esempio di un’immagine della cometa prima (<i>a sinistra</i>) e dopo (<i>a destra</i>) la riduzione dell’immagine.	32

3.6	Campi di stelle standard fotometriche SA 97-248 (<i>a sinistra</i>) e SA 101-324 (<i>a destra</i>) usati per la calibrazione in flusso. Sono segnate le posizioni delle stelle di riferimento. Le figure sono state prese da Landolt [2009].	33
4.1	Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 4 Settembre nei filtri V (<i>in alto</i>) ed R (<i>in basso</i>).	40
4.2	Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 7 Settembre nei filtri V (<i>in alto</i>), R (<i>al centro</i>) e I (<i>in basso</i>).	41
4.3	Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 6 Novembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	42
4.4	Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 12 Novembre nei filtri B (<i>in alto</i>), V (<i>al centro</i>) e I (<i>in basso</i>).	43
4.5	Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 13 Novembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	44
4.6	Esempi dell'andamento di una chioma ideale convoluta per il seeing confrontato con i profili dell' $Af\rho$ al variare della distanza per un'immagine di Settembre (<i>a sinistra</i>) e una di Novembre (<i>a destra</i>).	47
4.7	Andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda B (<i>triangoli</i>), V (<i>asterischi</i>), R (<i>rombi</i>) e I (<i>quadrati</i>).	48
4.8	Andamento della curva di fase usata come modello per la correzione per angolo di fase, nello spazio lineare e logaritmico.	50
4.9	Andamento del valore dell' $Af\rho$ corretto per angolo di fase alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda B (<i>triangoli</i>), V (<i>asterischi</i>), R (<i>rombi</i>) e I (<i>quadrati</i>).	52
4.10	Andamento del profilo d'intensità al variare della distanza ρ (in km) in data 4 Settembre nei filtri V (<i>in alto</i>), R (<i>al centro</i>) e I (<i>in basso</i>).	54
4.11	Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 7 Settembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	55
4.12	Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 6 Novembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	56
4.13	Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 12 Novembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	57
4.14	Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 13 Novembre nei filtri B (<i>in alto a sinistra</i>), V (<i>in alto a destra</i>), R (<i>in basso a sinistra</i>) e I (<i>in basso a destra</i>).	58
4.15	Immagini bidimensionali del colore V-R nelle diverse notti di osservazione.	64
4.16	Immagini bidimensionali del colore R-I nelle diverse notti di osservazione.	65

4.17	Strutture della chioma trovate in data 4 Settembre da dati nei filtri V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La prima e seconda colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande.	70
4.18	Strutture della chioma trovate in data 7 Settembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La prima e seconda colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande.	71
4.19	Strutture della chioma trovate in data 6 Novembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 31 pixel in banda B, 15 in banda R e 23 pixel nelle altre bande. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.	72
4.20	Strutture della chioma trovate in data 12 Novembre da dati nei filtri B, V e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.	73
4.21	Strutture della chioma trovate in data 13 Novembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e del filtraggio adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande tranne in B dove è stata usata un'ampiezza di 31 pixel. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.	74
5.1	Confronto dell'andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda R ottenuti in questo elaborato (<i>in rosso</i>) con i dati presenti in Moreno et al. [2014].	79
5.2	Confronto dell'andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda R ottenuti in questo elaborato (<i>in rosso</i>) con i dati raccolti in Mazzotta Epifani et al. [2014], relativi a diversi corpi minori: comete a corto periodo (<i>punti</i>), Centauri attivi (<i>stelle</i>), e comete a lungo periodo (<i>triangoli</i>).	84
5.3	Andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km trovati in questo elaborato con i dati presenti in Bertini et al. [2015, in produzione].	85

Elenco delle tabelle

2.1	Elementi orbitali della cometa C/2012 S1 (ISON)	17
2.2	Elementi orbitali della cometa C/2012 S1 (ISON) al momento delle osservazioni, tracciati usando le efemeridi del sistema Horizons del JPL. r_h and Δ indicano la distanza eliocentrica e geocentrica, rispettivamente, α indica l'angolo di fase e PsAng l'angolo di posizione.	23
3.1	Lista delle immagini della cometa. Sono indicati il numero di immagini raccolte per filtro, il tempo di esposizione, il tempo medio d'inizio dell'esposizione e l'intervallo di massa d'aria coperto durante le osservazioni	27
3.2	Coefficienti di estinzione usati per la calibrazione in flusso	34
3.3	Zero points calcolati per la calibrazione in flusso	36
4.1	Magnitudine del Sole nelle bande B, V, R e I.	38
4.2	Scala della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I	39
4.3	Dimensione stimata della chioma di polvere in pixel e in chilometri nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.	45
4.4	Distanza dal centro del nucleo della cometa del picco dell' $Af\rho$ nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.	46
4.5	Valore dell' $Af\rho$ a 10 000 km dal centro del nucleo della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I (questi dati sono mostrati nella figura 4.7)	49
4.6	Valore dell' $Af\rho$ corretto per angolo di fase a 10 000 km dal centro del nucleo della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I (questi dati sono mostrati nella figura 4.9)	51
4.7	Pendenze delle rette d'interpolazione dei profili radiali nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.	59
4.8	Distanza dal centro del nucleo della cometa del punto di flesso dei profili radiali nelle date di osservazione e per le bande in cui è presente.	60
4.9	Distanze minime e massime (in pixel) tra cui sono state calcolate le pendenze delle rette d'interpolazione dei profili radiali nelle diverse date di osservazione e bande.	61
4.10	Colori V-R e R-I della chioma della cometa e colore normalizzato R-I a 10000 km dall'optocentro nelle diverse date di osservazione	63

4.11	Colori sintetici per diverse composizioni della polvere ad angoli di fase $\alpha = 12^\circ$ derivati da Bertini et al. (2015, in produzione). SI(X) e OR(Y) indicano la percentuale in massa X e Y dei silicati e degli organici nell'insieme, rispettivamente.	67
5.1	Confronto tra la dimensione stimata della chioma di polvere (in pixel e in chilometri), la distanza dal centro del nucleo della cometa del picco dell' $Af\rho$ e la distanza dal centro del nucleo della cometa del punto di flesso dei profili radiali (se presente) nelle diverse date di osservazione e bande.	77
5.2	Valori dell' $Af\rho$ per le comete target di Mazzotta Epifani et al. [2014], per il filtro R nell'apertura di riferimento di 10 000 km e centrate sull'optocentro, insieme ai valori trovati per la ISON.	82

Introduzione

Le comete sono residui, testimoni praticamente inalterati, del materiale primordiale del Sistema Solare e il loro studio è di fondamentale importanza per la conoscenza delle condizioni fisiche e chimiche presenti nella nebulosa solare primordiale. Le comete potrebbero anche essere state importanti per l'inizio della chimica prebiotica sulla Terra primitiva e possono fornire dettagli cruciali sul legame tra i ghiacci e il materiale planetario. Indagare possibili correlazioni delle proprietà fisiche dei nuclei con il sito di formazione di una cometa e la sua seguente evoluzione è un prerequisito indispensabile per lo sviluppo di una teoria globale sulla formazione del Sistema Solare e ci ha motivato il nostro tentativo di individuare e caratterizzare le proprietà della cometa ISON. La polvere è una delle componenti principali nelle comete e l'analisi delle sue proprietà è di primaria importanza nella comprensione della fisica di questi oggetti primitivi e della nascita del Sistema Solare.

In questo contesto, lo studio della cometa C/2012 S1 (ISON) assume un'importanza eccezionale per due ragioni principali. Innanzitutto, questa è una cometa della nube di Oort, come si evince dalla sua orbita quasi parabolica e molto inclinata. Quindi quello studiato è stato il suo primo (ed unico) viaggio nel Sistema Solare interno da quando si è formato ~ 4.5 miliardi di anni fa; dunque la cometa conteneva inalterato il ricordo fossile del materiale volatile polveroso che esisteva nel Sistema Solare primordiale. Quando la cometa ISON si è avvicinata al Sole, alcuni di questi materiali sono stati espulsi dalla superficie, permettendo dettagliati studi composizionali. In secondo luogo la cometa ISON ha fornito un'opportunità senza precedenti di studiare la fisica e la chimica della chioma per una cometa radente al Sole. Infatti, a causa della sua primitiva scoperta, le osservazioni della ISON poterono essere pianificate con largo anticipo rispetto al suo passaggio al perielio a soli 2.7 raggi solari.

In questo elaborato, abbiamo monitorato la cometa C/2012 S1 (ISON) con osservazioni fotometriche a banda larga tra Settembre e Novembre 2013, per un totale di cinque notti di osservazione. Durante le nostre osservazioni, la cometa si stava muovendo verso il Sole tra una distanza eliocentrica di 2.1 e 0.7 UA dal Sole, e stava coprendo un intervallo di angoli di fase tra 15.2° e 73.7° . L'obiettivo scientifico era di valutare le proprietà fisiche della componente di polvere e la sua evoluzione durante l'avvicinamento al perielio in modo da inserire i nostri risultati in un contesto più ampio di studi cometari presente in letteratura. Inoltre la cometa C/2012 S1 non è sopravvissuta al perielio quindi non ci saranno ulteriori possibilità di studiare le sue proprietà.

L'esposizione del lavoro è articolata in cinque capitoli, strutturati come segue. Nel primo capitolo è presente una descrizione delle caratteristiche generali delle comete e delle loro proprietà fisiche, dinamiche, fotometriche e spettrali. Nel secondo capitolo è presente una descrizione più dettagliata della cometa C/2012 S1 (ISON), dalla sua scoperta alle sue proprietà al momento dell'osservazione. Il terzo capitolo spiega in dettaglio il processo di riduzione e calibrazione delle immagini fotometriche. Il quarto capitolo raccoglie tutte le analisi derivate dalle misure eseguite: i flussi estratti e convertiti in $Af\rho$, per avere una stima dei tassi di produzione della polvere, l'andamento dei profili radiali mediati in azimuth, il colore della polvere e l'intensificazione delle immagini per evidenziare l'eventuale presenza di anisotropie nella chioma. Nel quinto capitolo sono discussi i risultati ottenuti e confrontati con i risultati presenti in letteratura, sia per quanto riguarda la cometa ISON sia confrontandola con altre comete.

Capitolo 1

Caratteristiche generali delle comete

Le comete sono state oggetto di osservazione fin dall'antichità. Il primo avvistamento documentato avvenne ad opera dei cinesi nel 1059 a.C., mentre in Europa le comete furono osservate dai Caldei a partire dal VIII secolo a.C.. Però, è solo a partire dalla fine del XVI secolo d.C., grazie alle scoperte del tedesco Petrus Apianus (*Astronomicum Caesareum*, 1540), dell'italiano Girolamo Fracastoro (*De sympathia et antipathia rerum liber vnus De contagione et contagiosis morbis et curatione libri III*, 1546) e del danese Tycho Brahe (*De mundi aetherei recentioribus phaenomenis*, 1603), che sono state generalmente accettate come fenomeni astronomici, invece che atmosferici. Ciò nonostante, la reale natura di questi oggetti è stata poco chiara fino agli inizi del XVIII secolo, quando Edmund Halley comprese che le comete sono corpi solidi che hanno origine nel Sistema Solare [Halley, 1705]. Fu poi l'astronomo Fred Whipple a coniare, intorno alla metà del XX secolo, il termine più semplice per descrivere le comete: "palle di neve sporca" [Whipple, 1950]. La nostra conoscenza delle comete è molto cresciuta negli ultimi 30 anni, in primo luogo dall'apparizione della cometa di Halley nel 1986. Quell'evento fu studiato da cinque missioni spaziali, tra cui la missione Giotto dell'Agenzia Spaziale Europea che per prima rivelò la presenza di un nucleo, accompagnate da un'intensa campagna di osservazioni da Terra. In tempi recenti sono state scoperte comete sempre più deboli, grazie all'enorme progresso nelle tecniche osservative e anche grazie a programmi di ricerca sistematici, come il Catalina Sky Survey e l'International Scientific Optical Network.

Oggi, in genere, si ritiene che le comete siano i corpi meno processati nel Sistema Solare, essendosi formate al momento della formazione dei pianeti. Ci sono tre motivi per cui si ritiene che le comete siano oggetti primitivi: innanzitutto sono oggetti piccoli e quindi non hanno subito una compattazione gravitazionale con conseguente differenziazione del materiale; sono oggetti molto porosi, con bassa conduttività e alta inerzia termica, e quindi il calore del Sole non riesce a penetrare molto all'interno del nucleo preservandone la struttura originale; e infine vivono in un ambiente dove le collisioni che possono metamorfizzare il materiale originario per il calore generato

dall'impatto sono piuttosto rare o nulle.

Le osservazioni astronomiche delle comete forniscono, quindi, un mezzo importante per studiare i materiali più vecchi ed incontaminati del nostro Sistema Solare. Determinare la composizione chimica e la struttura fisica dei nuclei cometari per comprendere meglio la fisica e la chimica di queste fasi primordiali nella storia del Sistema Solare è pertanto un obiettivo primario della scienza cometaria.

Il fatto che le comete contengono una proporzione maggiore di acqua degli altri oggetti celesti noti, le ha rese il candidato naturale come sorgente dell'acqua della Terra. L'opinione prevalente in passato era che l'acqua attualmente presente sulla Terra provenisse dal Sistema Solare esterno, portata dalle comete che collidevano con la Terra appena formata [Owen & Bar-Nun, 1995], ma recenti analisi astronomiche e geochimiche hanno fatto sorgere seri dubbi riguardo lo scenario cometario. L'idrogeno presente nell'acqua è occasionalmente sostituito dal deuterio (o idrogeno pesante), che ha due volte la sua massa, il rapporto deuterio su idrogeno (D/H) dell'acqua cometaria può dare informazioni sulle condizioni in cui si è formato il materiale cometario, e testare il possibile contributo delle comete nella fornitura di acqua per gli oceani della Terra. Il valore del rapporto D/H misurato sulla cometa di Halley [Balsiger et al., 1995; Eberhardt et al., 1995], sulla Hale-Bopp [Meier et al., 1998] e sulla Hyakutake [Bockelée-Morvan et al., 1998] si è rivelato essere circa il doppio del valore che caratterizza l'acqua della Terra. Comete di questo tipo non possono perciò essere la sorgente dominante dell'acqua sulla Terra. Queste comete provengono dalla nube di Oort, quindi il loro alto rapporto D/H potrebbe essere tipico di tutti i planetesimi ghiacciati formati nel Sistema Solare esterno. Tutta l'acqua della Terra non può provenire solo dalle comete della nube di Oort, ma l'arricchimento di deuterio degli oceani è quantitativamente consistente con un'origine da un bombardamento cometario della Terra primitiva da componenti della famiglia di Giove [Delsemme, 1998]. Infatti, in accordo con il modello di Drouart et al. [Drouart et al., 1999], la regione tra Giove e Saturno e la fascia asteroidale esterna potrebbero essere le uniche regioni dove i planetesimi possano aver incluso acqua con la stessa composizione isotopica della Terra.

La missione spaziale europea Rosetta, che accompagna la cometa 67P Churyumov-Gerasimenko nel suo avvicinamento al Sole, ha scoperto che la sua acqua è notevolmente diversa da quella sulla Terra, causando un ulteriore problema alla teoria che un bombardamento della giovane Terra ad opera delle comete abbia portato l'acqua che ora riempie gli oceani terrestri. Infatti, lo strumento Rosina a bordo della sonda ha rilevato che il rapporto deuterio su idrogeno è tre volte superiore nell'acqua che evapora dalla 67P che negli oceani della Terra, e anche più alto che nelle altre comete che sono state osservate da lontano [Altwegg et al., 2015].

Le comete potrebbero essere state importanti anche per l'inizio della chimica prebiotica sulla Terra primitiva, e il loro studio fornisce dettagli cruciali sul legame tra materiale interstellare e planetario [Thomas et al., 1996]. La possibilità che le comete abbiano un ruolo importante nell'evoluzione chimica fu mostrata da Oró nel 1961 [Oró, 1961]. In seguito, Hoyle e Wickramasinghe portarono avanti l'idea che le prime forme di vita che hanno abitato la Terra primitiva avessero origine nei nuclei cometari, raggiungendo il nostro pianeta in un'epoca successiva a bordo delle comete in collisione o dei residui cometari [Hoyle & Wickramasinghe, 1978].

1.1 Proprietà fisiche

L'aspetto spettacolare di una cometa è prodotto da un piccolo nucleo costituito da roccia e materiale ghiacciato. Quando tale nucleo passa vicino al Sole, viene riscaldato dall'azione della radiazione solare, i materiali volatili sublimano e inizia la fuoriuscita di gas che trascina con sé la polvere; questo causa la formazione della chioma cometaria. Non appena la radiazione ed il vento solare interagiscono con la chioma, spingono via i materiali nella chioma dando origine alle code. Quando sono presenti la chioma e/o la coda, la cometa è detta attiva.

I nuclei cometari sono oggetti molto piccoli del Sistema Solare e quando sono lontani dal perielio, il Sole non è in grado di riscaldare i volatili e di farli espellere in forma gassosa, per questo la chioma e la coda non sono presenti e la luminosità della cometa è dovuta solo alla luce del Sole riflessa dal nucleo, esattamente come avviene per gli asteroidi.

Quando il nucleo si avvicina al Sole la chioma e la coda sono sostenute dall'irraggiamento solare, sono molto più grandi del nucleo stesso e la loro luminosità domina di gran lunga la riflettanza del nucleo.

1.1.1 Il nucleo

Nel 1950 Whipple suggerì che i nuclei cometari fossero composti di rocce e ghiacci o "palle di neve sporca" [Whipple, 1950], per opporsi al modello precedente che considerava i nuclei delle comete come una moltitudine di piccole particelle solide non gravitazionalmente legate, chiamate "banchi di sabbia" [Lyttleton, 1948].

Il modello di Whipple fu confermato dalla sonda Giotto nel 1986 quando visitò la cometa Halley e ottenne immagini dettagliate del suo nucleo [Keller et al., 1986], come si può vedere in figura 1.1.

I nuclei delle comete hanno dimensioni da alcune decine di metri fino a oltre le decine di chilometri e sono composti da un insieme di ghiaccio, polvere e blocchi rocciosi. I ghiacci sono soprattutto H_2O , CH_4 , NH_3 , CO e CO_2 . La polvere e i materiali rocciosi sono fatti di due componenti maggioritarie: particelle di polvere refrattaria silicatica e materiale ricco di elementi organici, in sintesi CHON.

I nuclei cometari sono omogenei e non differenziati a parte lo strato più esterno delle comete più vecchie che, dopo parecchi passaggi al perielio si sono impoveriti in volatili e sono più simili a croste solide che all'interno del nucleo [Houppis et al., 1985].

I nuclei cometari appaiono molto poco compatti, con alta porosità e bassa densità. Questo oggetto è di solito definito *rubble pile*, in opposizione agli oggetti monolitici, il che significa che non consistono di un singolo corpo roccioso ma piuttosto di numerosi pezzi di roccia e ghiacci. Le comete sono, per questo, considerate ammassi di macerie di planetesimi ghiacciati che sono stati processati per collisioni durante la loro formazione, prima della formazione del Sistema Solare. La più forte evidenza osservativa che i nuclei cometari siano cumuli di macerie proviene dalle osservazioni di comete disgregate.

Si pensava che la superficie totale del nucleo fosse responsabile dell'emissione di gas e della formazione della chioma. Ma, dall'incontro con la Halley, è stato rilevato che non tutta la superficie del nucleo è responsabile dell'emissione. Ci sono

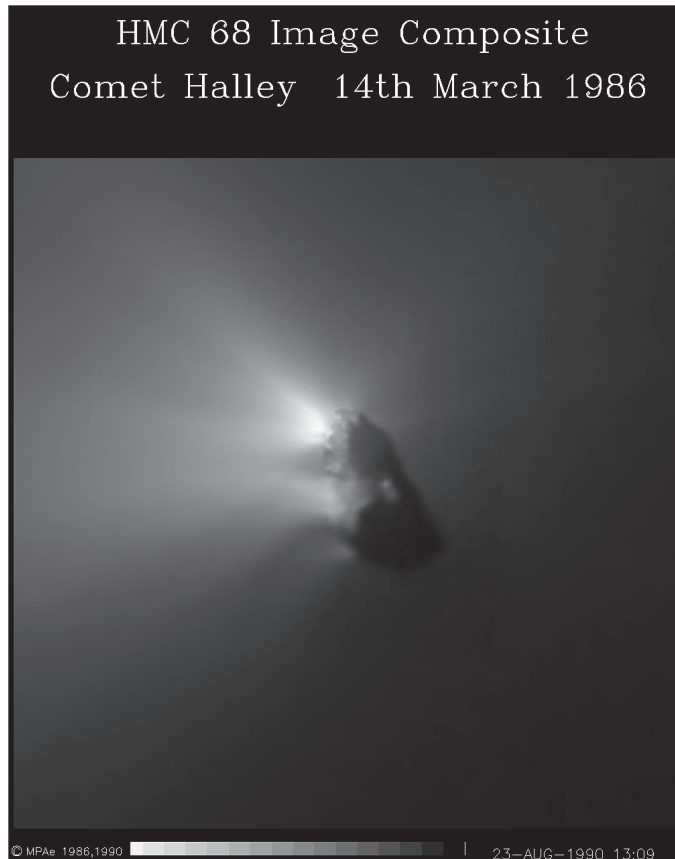


Figura 1.1: Immagini del nucleo della cometa Halley osservata dalla sonda Giotto dell’Agenzia Spaziale Europea. Credit:ESA.

solo alcune regioni, chiamate regioni attive, che sono responsabili della formazione della chioma e della coda. Hughes trovò che la percentuale della superficie della Halley che era attiva sembrava cambiare in modo casuale attorno a un valore medio. Nei passaggi successivi della Halley si stimò che solo il 4% della superficie fosse attiva al tempo del flyby, sulla base della variazione della magnitudine assoluta della cometa [Hughes, 1988]. Le aree attive avevano una dimensione massima minore di un chilometro quadrato [A’Hearn et al., 1995].

La presenza di regioni inattive sulla superficie delle comete è stata spiegata con la teoria del mantello refrattario. Durante i passaggi al perielio, i materiali volatili sulla superficie sublimano lasciando le particelle refrattarie più grandi sulla superficie. Queste sono sollevate dall’emissione del gas ma poi ricadono sulla superficie in maniera casuale, componendo una sorta di mantello polveroso che copre i volatili sottostanti facendo in modo che non sublimino in quelle regioni. Questa teoria può spiegare anche la diminuzione nell’attività della cometa in passaggi successivi al perielio. Può anche spiegare la fase evolutiva finale di una cometa, che può trasformarsi in un residuo nucleo inerte.

Un nucleo cometario è, infatti, un oggetto transiente, destinato a perdere le sue caratteristiche in tempi scala di qualche migliaio di anni [Klinger, 1985]. I

possibili processi responsabili dell'inattività di una cometa sono la disintegrazione del nucleo, la perdita di tutti i componenti volatili e la formazione di una crosta non volatile in superficie. Tra le cause della frammentazione troviamo l'effetto mareale del Sole e il cedimento causato dall'evaporazione di sacche di gas [Richardson et al., 1998]. Il risultato può essere qualitativamente molto vario. Ad esempio possiamo avere la formazione di frammenti macroscopici o la totale disintegrazione del nucleo. La disintegrazione di un nucleo cometario potrebbe portare alla formazione di uno sciame di frammenti coorbitanti con l'oggetto progenitore. Se la sua orbita interseca quella terrestre ciò potrebbe originare uno sciame meteorico. Per esempio, la cometa 3D/Biela venne osservata frammentarsi nel 1846 e nel 1852, da allora al suo posto si presentò un intenso sciame meteorico, associato alla stessa orbita [Jenniskens & Vaubaillon, 2007]. Uno sciame meteorico si può generare anche da un oggetto non disintegrato, grazie all'espulsione di polveri durante l'usuale attività emissiva di una cometa. Tale progenitore potrebbe poi evolvere verso uno stato inattivo: quindi un eventuale oggetto asteroidale con uno sciame meteorico associato potrebbe indicare la sua natura di cometa estinta.

Le comete possono anche finire sul Sole o su un pianeta, come ad esempio alcune comete *sungrazer* (comete che passano estremamente vicino al Sole al perielio), o la cometa Shoemaker-Levy 9 che ha impattato su Giove nel 1994.

1.1.2 La chioma

Quando la cometa si avvicina al Sole, questo riscalda il nucleo ed inizia l'evaporazione dei volatili, così si sviluppa la chioma intorno al nucleo. La chioma è composta essenzialmente di due costituenti: la componente gassosa e la componente solida (grani di polvere e ghiaccio).

La sorgente della componente gassosa è soprattutto la sublimazione diretta dei ghiacci sul nucleo, non solo dalla superficie, ma anche dagli strati sotto la superficie [Priyalnik et al., 2004]. Una frazione considerevole del gas viene emessa anche dalla sublimazione dei grani ghiacciati che sono presenti nella chioma.

I prodotti diretti della sublimazione dei ghiacci sono chiamate molecole-madri, tra cui le principali sono le molecole H_2O e CO . Le altre possibili molecole-madri rilevate sinora sono HCN , CO_2 , S_2 , H_2CO , CH_3OH , H_2C_2 e NH_3 . Da queste molecole madri, attraverso le reazioni chimiche che avvengono nella chioma, come la fotodissociazione e la fotoionizzazione, vengono rilasciate altre molecole più semplici, che sono chiamate molecole-figlie, come CN , NH , CH , C_2 , CO e OH , che emettono principalmente nel visibile.

La chioma si divide in tre regioni principali: la chioma interna, che è la zona di produzione delle molecole madri, con un tipico raggio di 10^4 km; la chioma visibile, che è la zona di espansione delle specie prodotte, di circa 10^5 km; e la chioma atomica, dove avviene la fotoionizzazione e lo scambio di carica con il vento solare, e va da 10^5 a 10^7 km.

Ghiacci diversi sublimano a distanze eliocentriche diverse. Quando la cometa arriva a una distanza di 2.8 UA dal Sole, inizia a sublimare il ghiaccio d'acqua. La fotochimica dell'acqua e degli altri ghiacci sono di grande importanza nell'interpretazione della struttura della chioma di gas e una profonda conoscenza di questi processi è essenziale per la comprensione della fisica delle comete.

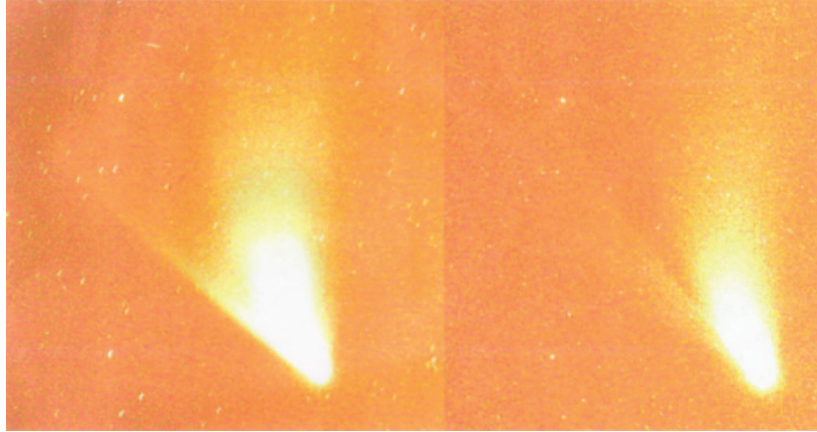


Figura 1.2: Immagini della cometa Hale-Bopp [Cremonese et al., 1997]. La coda di sodio neutra si vede come una struttura lineare sulla sinistra del primo pannello e distinta dalla più diffusa coda di polvere nel secondo.

La componente solida della chioma è fatta di grani ghiacciati e polvere, spesso mischiati insieme per formare una moltitudine di particelle molto complessa. Sia i grani di ghiaccio che di polvere provengono dal nucleo. Un'importante scoperta fatta dagli incontri spaziali del 1986 con la cometa Halley fu che la polvere non è solo formata da silicati, ma altre componenti principali dei grani sono particelle CHON, composte dagli elementi leggeri Carbonio, Idrogeno, Ossigeno e Azoto [Clark et al., 1987]. Questi sono i risultati dello spettrometro di massa PUMA a bordo della sonda Vega 1 e 2, e del Particle Impact Analyzer (PIA) a bordo della Giotto [Kissel et al., 1986a,b]

La chioma non è gravitazionalmente legata al nucleo, per questo è un fenomeno transitorio che cambia rapidamente in funzione dell'orbita della cometa e della distanza dal Sole.

La nostra conoscenza della composizione e struttura delle comete è venuta principalmente da studi della chioma dal momento che la sua luminosità è di gran lunga dominante quando la cometa è attiva, mentre è molto difficile studiare i nuclei delle comete quando non sono attive e quindi molto lontane dal Sole. La visibilità della chioma dipende dalla sensibilità strumentale e dalla risoluzione angolare (cioè da quanto brillanti sono le comete intrinsecamente e da quanto passano vicino all'osservatore).

1.1.3 Le code

La coda delle comete che è solitamente visibile nel cielo e di colore biancastro è la coda di polvere, che è resa visibile dallo scattering della radiazione solare ad opera delle particelle di polvere. La coda di polvere si estende fino a circa 10^7 km dal nucleo cometario ed è generata dalla pressione di radiazione del Sole che spinge le particelle di polvere nella direzione opposta al Sole. La coda di polvere è prodotta quando i fotoni dal Sole colpiscono le particelle di polvere e producono una pressione di radiazione su di esse. Questo causa l'allontanamento delle particelle di polvere



Figura 1.3: Immagine delle code della cometa McNaught 2006P1 [Fulle et al., 2007]. La coda a forma di arco sulla sinistra della coda di polvere principale è la coda di ferro.

dalla chioma. Ma l'effetto dei fotoni provenienti dal Sole sulle particelle di polvere è piccolo quindi queste tendono a redistribuirsi sull'orbita, ciò dà alla coda di polvere una forma curva.

La radiazione solare rompe anche le molecole madri e figlie, rilasciate dal nucleo nella chioma, e le ionizza. Il gas ionizzato viene spazzato verso l'esterno dal flusso di particelle cariche del vento solare. Questo dà origine a una coda di ioni o plasma che si estende in direzione antisolare fino a circa $10^7 - 10^8$ km dal nucleo. La coda di plasma è costituita principalmente di ioni come H_2O^+ , CO^+ , CO_2^+ , N_2^+ . L'emissione dovuta al CO^+ è dominante e, dal momento che si trova nella regione spettrale del blu, la coda di ioni appare blu. A differenza della coda di polvere, la coda di ioni non è influenzata dalla pressione di radiazione.

Molte comete comunemente mostrano una piccola coda nella direzione solare che è chiamata anti-coda [Pansecchi et al., 1987]. L'anti-coda in realtà non punta verso il Sole ma la sua direzione apparente dipende dalla geometria del sistema Sole-cometa-Terra. Può essere vista chiaramente solo quando l'orbita della cometa taglia il piano orbitale della Terra.

In comete brillanti, come la Hale-Bopp [Cremonese et al., 1997] e la Hyakutake, è stata osservata anche una coda sottile, stretta e lunga composta di atomi di sodio neutro (si veda figura 1.2). La coda di sodio potrebbe sorgere dalla dissociazione di alcune molecole contenenti sodio nella chioma che interagiscono poi con la pressione di radiazione e vengono spinte in direzione antisolare.

Nel Gennaio 2007, è stata scoperta anche una coda di atomi di ferro nella cometa McNaught 2006P1 (si veda figura 1.3). La coda a forma di arco osservata dall'He-

liospheric Imager a bordo della sonda STEREO è stata la prima coda mai rilevata composta di atomi di Fe neutri [Fulle et al., 2007].

1.2 Proprietà dinamiche

Quando sono inattive, le comete si comportano dinamicamente esattamente come gli asteroidi, nel senso che sono influenzate dagli stessi processi che governano la dinamica degli asteroidi come le risonanze, la pressione di radiazione del Sole, gli effetti Yarkowsky e YORP, l'effetto Poynting-Robertson, le perturbazioni gravitazionali con i pianeti, i processi di collisione e frammentazione [Burns et al., 1979].

Ma quando sono attive, le comete subiscono molti altri processi, in particolare al perielio, dovuti, per esempio, al gas drag e all'esaurimento della massa ad ogni passaggio al perielio. L'effetto più importante è il cosiddetto effetto-razzo, che provoca l'anticipo o il ritardo del ritorno al perielio di una cometa a causa della presenza di una rotazione del nucleo. Se la rotazione del nucleo è concorde con il moto di rivoluzione, la reazione del getto spingerà la cometa in avanti sull'orbita, allargandola, facendo in tal modo aumentare il periodo (ritardo al passaggio successivo); se il nucleo ruota in direzione opposta al suo moto orbitale intorno al Sole, l'effetto-razzo causerà una forza frenante che spingerà la cometa verso l'interno in direzione del Sole, con la conseguente diminuzione del periodo (anticipo al passaggio successivo).

Nel Sistema Solare, le comete hanno una distribuzione dinamica molto ampia nei periodi orbitali, nelle eccentricità e nelle inclinazioni. Però si sono formate tutte nel Sistema Solare esterno, oltre la zona di condensazione dell'acqua, detta *snow-line* [Hayashi, 1981], dove la temperatura era sotto i 170K.

Risiedono attualmente in due principali bacini "freddi": la fascia di Kuiper e il disco diffuso, strutture a forma di disco oltre Nettuno a circa 36-48 UA dal Sole [Morbidelli, 2008], e la nube di Oort, struttura isotropica quasi sferica a $10^4 - 10^5$ UA [Wiegert & Tremaine, 1999].

Le interazioni gravitazionali con i pianeti giganti possono immettere le comete dalla fascia di Kuiper nel Sistema Solare interno [Levison & Duncan, 1997]. Mentre effetti mareali causati dalla distribuzione di massa della Galassia, da stelle sporadiche di passaggio e da nubi molecolari giganti [Wiegert & Tremaine, 1999] agiscono sulle comete della nube di Oort allo stesso modo e modificano il loro perielio causando il loro ingresso nel Sistema Solare interno o la loro espulsione dal Sistema Solare stesso. Queste perturbazioni di solito non modificano l'inclinazione, quindi le comete che provengono dalla nube di Oort rimangono distinguibili per le loro orbite molto inclinate.

Si ritiene che la fascia di Kuiper sia un residuo originale del processo di formazione del Sistema Solare che ha lasciato materiale non aggregato in una struttura a forma di disco [Edgeworth, 1943; Kuiper, 1951]. La formazione della nube di Oort è dovuta alle perturbazioni dei pianeti giganti che hanno aumentato l'energia orbitale, e quindi i semiassi maggiori, di alcuni planetesimi originali, lasciando la loro distanza al perielio quasi costante [Oort, 1950]. Tuttavia, la presenza di stelle e altra materia nelle vicinanze solari ha fornito un meccanismo stabilizzante, e il perielio delle comete è aumentato, anche se i planetesimi sono rimasti ancora gravitazionali-

mente legati al Sistema Solare. Dato che le traiettorie delle stelle sono orientate casualmente nello spazio, le perturbazioni stellari avrebbero causato per le comete il raggiungimento di una distribuzione di velocità quasi isotropa [Dones et al., 2004]. Da questo scenario risulta che, anche se le comete della nube di Oort sono attualmente molto lontane dal Sole, esse in realtà si sono formate nelle regioni dei pianeti giganti, perciò più vicino al Sole rispetto agli oggetti della fascia di Kuiper, che si sono formati nello stesso posto in cui risiedono attualmente [Weissman, 1995].

1.2.1 Classificazione dinamica

Le comete sono state classificate storicamente in accordo con i loro periodi orbitali [Levison, 1996]. Una generale distinzione esiste tra comete a corto periodo e a lungo periodo. La divisione è definita da un limite di 200 anni per il periodo orbitale.

Le comete a corto periodo sono ulteriormente suddivise in due gruppi. Le comete con periodi orbitali più brevi di 20 anni e basse inclinazioni sono chiamate comete della famiglia di Giove. Infatti, queste comete hanno una grande concentrazione di semiassi maggiori tra 3 e 4 UA, tendono ad avere l'afelio vicino all'orbita di Giove e sono dinamicamente dominate dal pianeta. Le comete con periodi orbitali tra 20 e 200 anni e inclinazioni che si estendono da 0° a più di 90° , sono chiamate comete di tipo Halley.

I periodi delle comete a lungo periodo vanno da 200 anni a migliaia o anche milioni di anni e hanno orbite molto eccentriche. Le orbite delle comete a lungo periodo hanno l'afelio a una distanza maggiore dei pianeti esterni, e generalmente giacciono su un piano che non si trova vicino all'eclittica.

Anche le comete a lungo periodo sono state ulteriormente divise in due gruppi principali, in base al valore del loro semiasse maggiore. Dal momento che è improbabile che una cometa che ha un semiasse maggiore più grande di ~ 10000 UA al primo passaggio dentro al Sistema Solare interno abbia lo stesso semiasse maggiore in passaggi successivi [Levison, 1996], una cometa a lungo periodo con $a \gtrsim 10000$ UA è considerata come una cometa dinamicamente nuova. Comete con $a \ll 10000$ UA sono oggetti che hanno già attraversato il sistema planetario in precedenza e sono chiamate comete ricorrenti. Anche queste inizialmente erano nuove ma i loro semiassi maggiori sono diminuiti durante i precedenti passaggi attraverso il sistema planetario.

I limiti arbitrari presenti nella classificazione standard ha portato all'introduzione di una nuova classificazione basata principalmente sul parametro di Tisserand [Levison, 1996]:

$$T_P = \frac{a_P}{a} + 2 \left[(1 - e^2) \frac{a}{a_P} \right]^{1/2} \cos(i) \quad (1.1)$$

dove a_P è il semiasse maggiore del pianeta, e a, e, i sono il semiasse maggiore, l'eccentricità e l'inclinazione dell'orbita dell'oggetto perturbato. Il parametro di Tisserand (o invariante di Tisserand) è una costante del moto nel problema a tre corpi circolare, ristretto. In questo caso si considera il sistema a tre corpi Sole-Giove-cometa e il parametro di Tisserand misurato rispetto a Giove è indicato con T_J . La nuova

classificazione afferma che comete con $T_J > 2$ sono definite eclittiche dal momento che hanno piccole inclinazioni, e le comete con $T_J < 2$ sono indicate come quasi isotropiche, riflettendo la loro distribuzione in inclinazione.

Le comete eclittiche sono poi divise in tre gruppi: comete con $2 < T_J < 3$ sono chiamate comete della famiglia di Giove e sono dinamicamente dominate dal pianeta; comete con $T_J > 3$ sono invece indicate come di tipo Encke se $a < a_J$ (orbita interna a Giove) o del tipo Chirone se $a > a_J$ (orbita esterna a Giove).

Anche gli oggetti quasi isotropici sono divisi in due gruppi: comete nuove e ricorrenti. Le comete nuove sono indicate, come prima, in base al loro semiasse maggiore, mentre il gruppo delle returning è ulteriormente diviso in due sottogruppi: le comete esterne e le comete di tipo Halley.

Questa nuova classificazione, basata su parametri più oggettivi, è attualmente quella più usata.

L'invariante di Tisserand consente anche di riconoscere un corpo che tra due successive osservazioni ha subito un incontro con un pianeta che ne ha alterato sensibilmente l'orbita. È utile in particolare per le comete della famiglia di Giove.

La fascia di Kuiper o più propriamente il suo Disco Diffuso associato è probabilmente la sorgente delle comete della famiglia di Giove [Levison & Duncan, 1993]. La nube di Oort è invece il serbatoio delle comete del tipo Halley e a lungo periodo [Wiegert & Tremaine, 1999]. Infatti, la distribuzione delle inclinazioni delle comete nuove essenzialmente isotropa indica che questo serbatoio deve avere una simmetria quasi-sferica, cioè la forma di una nube che circonda il Sistema Solare [Oort, 1950].

1.3 Proprietà fotometriche

Due processi principali sono responsabili per la luminosità delle comete nell'intervallo osservativo del visibile. La superficie del nucleo e le particelle di polvere nella chioma diffondono parzialmente la luce del continuo proveniente dal Sole, mentre il gas presente nella chioma è eccitato dalla luce solare assorbita ed è diseccitato dai fotoni riemessi a lunghezze d'onda ben definite, producendo forti bande di emissione [Whipple, 1950].

Una comprensione delle proprietà fisiche dei nuclei cometari è importante per delineare i modelli sul Sistema Solare primordiale. Ma, sfortunatamente, i nuclei cometari sono estremamente difficili da osservare, infatti possono essere osservati solo a grandi distanze eliocentriche dove la sublimazione dei volatili in superficie è così bassa che le misure fotometriche effettuate sono dominate dalla luce riflessa dal nucleo piuttosto che dalla chioma di polvere la cui sezione d'urto di scattering domina il flusso osservato a piccole distanze eliocentriche [Lowry et al., 1999]. È quindi, di fatto, difficile osservarli perché quando sono molto lontani sono anche molto deboli.

Le comete a lungo periodo mostrano l'attività della chioma a distanze eliocentriche maggiori della distanza di Giove [Meech & Hainaut, 1997]. Per esempio la cometa C/1995 O1 (Hale-Bopp) possedeva una chioma di polvere a una distanza di 13.1 AU [McNaught & Cass, 1995].

La consueta attività cometaria creata dalla sublimazione del ghiaccio d'acqua non è il meccanismo fisico che guida l'attività della cometa a grandi distanze eliocentriche

perché questo processo può essere efficiente solo a poche UA dal Sole, cioè entro l'orbita di Giove [Meech & Svoren, 2004]. I meccanismi principali che sono stati proposti per spiegare l'attività delle comete a grandi distanze eliocentriche sono: la transizione di fase tra ghiaccio d'acqua amorfo e cristallino [Priyalnik, 1992], il riscaldamento del ghiaccio d'acqua amorfo [Meech et al., 2009], e la sublimazione di miscele più volatili come CO e/o CO₂. La variazione temporale osservata della luminosità della chioma riflette principalmente variazioni nell'attività della cometa.

Le emissioni di gas sono molto forti quando la cometa è vicina al Sole. Le molecole-figlie sono responsabili per le bande di emissione nel range del visibile, mentre nel Radio e nell'infrarosso, diventano osservabili anche emissioni delle molecole-madri.

Per descrivere il tipo di distribuzione prevista di una specie gassosa osservata nella chioma di una cometa, si ha bisogno di spiegare la creazione di tale specie da una specie genitrice e la sua distruzione in alcune specie più semplici. Per fare ciò, si possono applicare dei modelli come, ad esempio, il modello di Haser o quello di Festou.

Haser, in una formulazione ormai classica che è ancora ampiamente usata oggi, considerava la distribuzione di una specie secondaria prodotta dalla fotodissociazione di qualche molecola genitrice e, a sua volta, distrutta da qualche processo di fotodistruzione. Il modello di Haser assume implicitamente che le molecole madri siano emesse direttamente dal nucleo, che i prodotti figli siano il risultato di un singolo processo di fotodissociazione, che le molecole si muovano radialmente dal nucleo a velocità costante, e che la chioma, considerata come una sorgente puntiforme a simmetria sferica di molecole genitrici uniformemente uscenti, sia priva di collisioni [Haser & Swings, 1957]. Festou ha generalizzato il modello di Haser introducendo gli effetti delle collisioni. Questo modello rivisitato, detto modello vettoriale, tiene conto del fatto che i prodotti della dissociazione delle molecole madri sono emessi isotropicamente nel sistema di riferimento della molecola madre [Festou, 1981].

1.3.1 Proprietà delle particelle di polvere

Se vogliamo conoscere la composizione chimica delle comete, dobbiamo conoscere anche la composizione chimica della polvere cometaria.

La componente della polvere cometaria è visibile nella chioma e nella coda di polvere, prominente in molte comete. Le particelle di polvere possono essere viste perché diffondono la luce solare in modo efficiente.

La missione Stardust della NASA fornì campioni dalla polvere della cometa Wild 2 per analisi di laboratorio, catturando questi campioni in celle di aerogel. Le analisi di laboratorio del campione della Stardust della polvere della cometa Wild 2 hanno fornito importanti informazioni sulla composizione elementale, mineralogica e isotopica della polvere cometaria [Brownlee et al., 2006].

I risultati della missione hanno confermato che le particelle di polvere sono particelle irregolari e porose [Giese et al., 1978]. Sono stati inoltre trovati silicati nello stato cristallino, i quali si possono formare solo vicino al Sole a temperature tra i 1000 e i 1100 K, a temperature quindi più alte dei silicati interstellari amorfi, che invece si formano alle basse temperature tipiche del mezzo interstellare [Hanner & Bradley, 2004]. La proporzione tra silicati amorfi e cristallini nei grani di polvere

può dare pertanto alcune informazioni sul fatto che i grani interstellari siano sopravvissuti alle condizioni presenti nel disco protoplanetario e su quale fosse il regime di temperatura nel disco dove si sono formati i grani che poi sono stati incorporati nelle comete. Siccome le comete si sono formate oltre la snow-line, la composizione dei grani di polvere, data da un insieme di materiale condensato a basse temperature e di materiale processato dalle alte temperature, suggerisce che ci deve essere stato un processo di miscelazione nel disco protoplanetario [Zolensky et al., 2006]. Le comete sono quindi i resti di planetesimi che contenevano materiale organico e/o carbone amorfo e conservano il materiale primordiale del mezzo interstellare. Questo conferma le misure in sito della cometa 1P/Halley osservata dalle sonde VeGa-1 e 2 nel 1986 hanno stabilito che tutte le particelle di polvere analizzate contengono materiale carbonaceo e che nel 25% delle particelle il carbone è la componente dominante [Keller et al., 1986].

Per essere in grado di determinare il rapporto polvere-gas delle comete, abbiamo bisogno di determinare il tasso di produzione di massa della polvere. Ma, per determinare quantitativamente il tasso di produzione della polvere dalle osservazioni, abbiamo bisogno di conoscere la distribuzione delle dimensioni delle particelle, la loro densità e massa, le loro proprietà ottiche, così come la loro dinamica [Hellmich & Keller, 1980]. Queste quantità sono difficili da derivare osservativamente. Per questo, spesso, viene usato un approccio semplificato basato su quantità osservative, come la distribuzione spaziale della polvere o la luce ottica diffusa.

Una quantità utile per determinare il contenuto di polvere di una chioma cometaria fu introdotto da Micheal A'Hearn nel 1984 con lo scopo di confrontare misure che riguardano la fotometria della polvere sotto differenti condizioni osservative, tempi e strumenti. La quantità, chiamata $Af\rho$, è una misura della dimensione effettiva di diffusione della polvere nel campo di vista. È data semplicemente dal prodotto tra l'albedo A (la riflettività dei grani) a un particolare angolo di fase α , il fattore di riempimento (filling factor) f e ρ che è il raggio della chioma (di solito in cm) sotto investigazione [A' Hearn et al., 1984]. Il fattore di riempimento è una quantità legata alla densità ottica della chioma, e in senso stretto, è quanto la sezione d'urto totale dei grani riempie il campo di vista. Il prodotto Af viene derivato direttamente dalle osservazioni fotometriche e i due fattori non possono essere distinti.

Assumendo una riflettività della polvere costante, il valore del prodotto Af dà il suo massimo vicino al nucleo poi diminuisce verso le estremità. Nella chioma interna l'affievolimento è di solito proporzionale a $1/\rho$, con ρ distanza dal nucleo, quindi il parametro $Af\rho$ è indipendente dal raggio di apertura entro cui si calcola il flusso e dalla distanza geocentrica della cometa. Questo è ciò che ci si aspetta per la densità ottica di una chioma teorica con emissione isotropa di polvere e dove i grani hanno una velocità di espansione costante (il cosiddetto modello stazionario). Ovviamente il modello stazionario è spesso un'approssimazione molto grezza di una chioma reale, ma rappresenta un utile modello di riferimento di base.

Una proprietà importante della quantità $Af\rho$ è proprio quella di avere un valore costante (o quasi costante) su un ampio range di distanze dal nucleo. Questo significa che non è influenzato (o è influenzato molto poco) da effetti strumentali. Un altro vantaggio importante dell' $Af\rho$ è che riduce le osservazioni a distanze oggetto-Sole ed oggetto-osservatore unitarie, così che si possano agevolmente confrontare dati di una stessa cometa prese a distanze eliocentriche diverse. Per questo, è una quantità

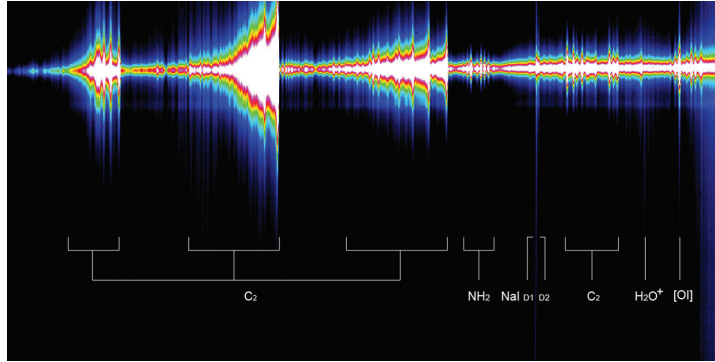


Figura 1.4: Spettro a fenditura lunga della cometa McNaught che copre il range spettrale 450-650 nm. La direzione spaziale è lungo l'asse verticale e copre circa 80 000 km in cielo. La direzione della coda è verso il basso dell'immagine. Le molte linee di emissione dalla chioma di gas sono estese spazialmente di parecchie migliaia di km e raggruppate nelle cosiddette bande molecolari. Credit:ESO

ideale se vogliamo confrontare osservazioni di comete diverse.

La polvere può, inoltre, mostrare alcune variazioni di colori con il tempo e/o la distribuzione spaziale, rispetto alla radiazione solare, suggerendo differenze nelle dimensioni dei grani o anche nella composizione [Schleicher & Osip, 2002].

Informazioni sulla composizione chimica e mineralogica dei grani di polvere cometaria possono essere ottenuti anche dalle osservazioni spettrali. Gli spettri alle lunghezze d'onda infrarosse mostrano evidenti caratteristiche di emissione prodotte dai grani silicatici [Stephens & Rusell, 1979].

1.4 Proprietà spettrali

Gli spettri delle comete sono caratterizzati da due componenti, il continuo e le emissioni (si veda figura 1.4). La componente continua è dovuta alla diffusione della luce solare ad opera delle particelle di polvere nella chioma, mentre le bande di emissione sono prodotte dal gas eccitato dalla luce solare nella chioma.

Molecole, ioni e atomi nella chioma sono eccitati dall'assorbimento della radiazione solare e producono, principalmente per fluorescenza, una serie di bande di emissione in diversi range di lunghezze d'onda.

Le linee di emissione dagli atomi costituenti come H, O, C, N e S, prodotti dalla dissociazione delle specie molecolari nella chioma, si trovano nella regione ultravioletta dello spettro insieme con le bande dal CS e CO (la prima molecola-madre direttamente individuabile spettroscopicamente) [Feldman & Brune, 1976].

A grandi distanze eliocentriche, le comete appaiono come sorgenti puntiformi e lo spettro è quello del nucleo. Infatti, per distanze eliocentriche $\gtrsim 3$ UA, lo spettro è principalmente la radiazione del continuo derivante principalmente dalla radiazione solare diffusa dalle particelle di polvere presenti nella chioma. Nella regione ottica, una serie di bande di emissione, principalmente di molecole-figlie,

appaiono approssimativamente in sequenza quando la cometa si avvicina al Sole. Le prime bande molecolari che appaiono sono quelle del CN a una distanza di circa 3 UA, seguite dall'emissione del C_3 e NH_2 a circa 2 UA. Dopo, a circa 1.5 UA, appaiono nello spettro le emissioni del C_2 , CH, OH e NH. A una distanza inferiore alle 1.5 UA, appaiono emissioni dagli ioni CO^+ , OH^+ , N_2^+ e CH^+ . L'emissione dal Na appare attorno alle 0.8 UA. L'intensità relativa delle bande di emissione e del continuo varia da cometa a cometa [Swamy, 1986].

Capitolo 2

Cometa C/2012 S1 (ISON)

Indagare possibili correlazioni tra le proprietà fisiche delle comete con il loro sito di formazione e la loro seguente evoluzione è un prerequisito per lo sviluppo di una teoria globale per la formazione del Sistema Solare. Questo ha motivato il nostro obiettivo di individuare e caratterizzare le proprietà della cometa C/2012 S1. Una ragione chiave per cui il nostro telescopio ha seguito quest'oggetto è la sua natura chimica primitiva. Il monitoraggio di comete primitive può dare indizi sulla loro natura, sulla loro struttura interna, e sui processi fisico-chimici che caratterizzano l'attività cometaria. Un ulteriore motivo di grande interesse per la cometa C/2012 S1 è la sua piccola distanza al perielio, un primato tra le comete dinamicamente nuove conosciute, che faceva presupporre che la cometa avrebbe avuto un'attività molto intensa.

2.1 Scoperta e proprietà orbitali

La cometa C/2012 S1, anche nota come cometa ISON, fu scoperta il 21 Settembre del 2012, con un telescopio riflettore da 40 cm, nell'ambito di un programma di monitoraggio chiamato International Scientific Optical Network (ISON) vicino Kislovodsk, in Russia, dagli astronomi russi Vitali Nevski e Artyom Novichonok [Novski et al., 2012].

Al momento della scoperta, la ISON appariva come un oggetto diffuso con una chioma di $8''$, era luminosa e attiva a una distanza eliocentrica di 6.3 UA (poco oltre l'orbita di Giove), con una magnitudine visuale di circa 19.

Per calcolare l'orbita della cometa è stata utile la successiva individuazione di immagini pre-scoperta della cometa, quando era a 9.4 UA dal Sole, eseguite dalle strutture della Mount Lemmon Survey e del Pan-STARRS (Panoramic Survey Telescope & Rapid Response System). Una tale precoce scoperta ha permesso un monitoraggio globale dell'attività della cometa nella sua orbita verso il perielio. Una volta che l'arco delle osservazioni astrometriche fu abbastanza ampio da calcolare accuratamente i suoi parametri orbitali, fu trovato che questa cometa seguiva un'orbita quasi parabolica. L'orbita quasi parabolica indicava come questa fosse una cometa dinamicamente nuova, proveniente direttamente dalla nube di Oort, con un nucleo

che probabilmente includeva un'abbondanza di ghiacci freschi [Agúndez et al., 2014]. Come cometa nuova che visita il Sistema Solare interno per la prima volta avrebbe potuto quindi conservare preziose informazioni sulle condizioni della nebulosa solare al tempo della formazione planetaria.

L'analisi orbitale indicava che la cometa C/2012 S1 era un oggetto straordinario, essendo sia una cometa dinamicamente nuova quasi isotropa sia una cometa radente il Sole (*sungrazer*), a causa della sua distanza al perielio molto piccola. Lo studio delle immagini precedenti alla scoperta e la seguente raffinazione dell'orbita hanno infatti mostrato che avrebbe raggiunto una distanza dal perielio di 0.0124 UA (~ 2.68 raggi solari dal centro del Sole) il 28 Novembre 2013. Essendo stata subito riconosciuta come sia dinamicamente nuova che su un'orbita radente al Sole ed essendo stata scoperta più di un anno prima del perielio, ha creato una combinazione unica tra le comete note. Questa combinazione è unica perché mai prima era stata osservata una cometa appena arrivata dalla nube di Oort raggiungere una così piccola distanza al perielio. Il fatto che fosse stata scoperta a una grande distanza dal Sole ha offerto un'opportunità senza precedenti di studiare il comportamento della cometa e i suoi progressi da un estremo termico all'altro.

Storicamente, il termine *sungrazer* fu applicato esclusivamente ai membri della famiglia di Kreutz [Kreutz, 1888], ma la cometa ISON è peculiare perché è una cometa *sungrazer* sebbene non sia della famiglia di Kreutz. La stragrande maggioranza delle comete radenti al Sole provengono infatti dalla particolare classe di comete dette comete radenti di Kreutz, i cui membri più importanti includono alcune delle comete più brillanti della storia ma anche migliaia di comete molto più piccole osservate solo per ore o giorni da coronografi posti nello spazio, prima di scomparire vicino al perielio [Biesecker et al., 2002]. Con la sua inclinazione, la cometa ISON non è un membro della famiglia di Kreutz e anche la sua distanza al perielio è maggiore del valore tipico per tali comete. L'unica cometa nota *sungrazer* la cui orbita fu piuttosto simile a quella della cometa C/2012 S1 è la grande cometa del 1680 (C/1680 V1); le loro linee degli apsidi avevano quasi la stessa orientazione, il che è spesso considerato un valido criterio per un'associazione relativa all'origine. Tuttavia, confronti del semiasse maggiore e del periodo di una tipica cometa della nube di Oort con quelli della cometa C/1680 V1 rendono estremamente improbabile che questa e la cometa ISON siano associate [Lamy et al., 2014].

Tutte le comete note radenti al Sole sono state scoperte entro 1 UA e molte si sono distrutte durante il passaggio al perielio [Knight et al., 2010; Sekanina, 2002], impedendo studi dettagliati della loro evoluzione con la distanza eliocentrica. Quindi, la cometa ISON ha rappresentato un'opportunità unica di studiare una cometa nel suo passaggio da oltre l'orbita di Giove, dove l'attività è guidata dai volatili come CO e CO₂, attraverso la zona dell'attività guidata dall'acqua, dove le comete sono osservate più di frequente, e nella regione vicino al Sole dove sublimano la polvere e i metalli.

Nella tabella 2.1 sono presenti gli elementi orbitali della cometa C/2012 S1 riferiti al 4 Dicembre 2013, ottenute dal JPL Small-Body Database Browser.

Tabella 2.1: Elementi orbitali della cometa C/2012 S1 (ISON)

ELEMENTO ORBITALE	VALORE
Eccentricità (e)	1.000201003833968
Semiasse maggiore (a)	-61.95201446552018 UA
Distanza al perielio (q)	0.01245259242960607 UA
Inclinazione (i)	62.40397752235779°
Longitudine del nodo ascendente (Ω)	295.65203155°
Argomento del perielio (ω)	345.5312406205832°
Anomalia media (M)	0.01055365863920281°
Tempo di passaggio al perielio (τ)	2013 – Nov – 28.77865827

2.2 Storia evolutiva della cometa

Dato il suo livello di attività a grandi distanze eliocentriche e la sua predetta estrema prossimità al Sole al perielio, ci si aspettava che la cometa C/2012 S1 diventasse un target molto brillante per gli osservatori da Terra, diventando anche più brillante della Luna piena. Circa una dozzina di comete negli ultimi 270 anni sono state spettacolarmente brillanti (magnitudine minore di -5), e la speranza che la cometa ISON potesse essere una di queste ha generato un intenso interesse scientifico. Tuttavia, era difficile predire il comportamento della cometa mentre era ancora lontana dal Sole. Infatti, a circa 4.2 UA dal Sole, la cometa ha iniziato a mostrare un'inaspettata decrescita nell'attività, confrontata con la sua tendenza iniziale. Dopo un periodo quiescente, la cometa ha poi sperimentato una forte esplosione di attività a ~ 0.65 UA [Moreno et al., 2014].

Da quando è stata scoperta, nel mese di Settembre 2012, la cometa ISON è stata oggetto di un intenso programma di osservazioni da Terra e dallo spazio.

A metà di Gennaio del 2013 la Deep Impact della NASA ha acquisito immagini della cometa ISON, ma le osservazioni non erano in grado di individuare se fossero presenti CO o CO₂. L'analisi della curva di luce della cometa suggerì che la sua attività durante il mese di Gennaio potesse essere stata dominata dalla perdita di uno strato estremamente volatile, per questo l'attività da allora sarebbe diminuita. Tale strato fu spiegato da Oort che, nel formulare il concetto della nube di Oort, suggerì che la superficie originale delle comete fosse trasformata dall'alterazione chimica dei loro strati superficiali da parte dei raggi cosmici galattici, e che questa crosta fosse persa al primo passaggio attraverso il sistema solare interno. Questa interpretazione spiega anche il fatto che la cometa non sia stata luminosa come sperato vicino al perielio, e perché la luminosità apparente all'uscita dalla congiunzione solare sia diminuita [Meech et al., 2013].

Tra Gennaio e Marzo del 2013, per due mesi, la missione Swift della NASA ha osservato la ISON quando era a circa 740 milioni di km dal Sole. Le osservazioni

hanno mostrato che la ISON stesse perdendo circa 51 kg di polvere e 60 kg di acqua ogni minuto. La quantità minore di acqua rappresenta il fatto che la cometa fosse troppo lontana dal Sole per far iniziare l'evaporazione del suo ghiaccio d'acqua. Invece altri materiali come i ghiacci di CO o CO₂ stavano già evaporando. Nelle osservazioni della cometa ISON di Santos-Sanz et al. a una distanza eliocentrica di circa 4.8 UA, la cometa mostrava una chioma in uno stato quiescente [Santos-Sanz et al., 2015].

Nel mese di Aprile del 2013 il Telescopio Spaziale Hubble della NASA ha osservato la cometa ISON. Le osservazioni della cometa fatte dall'HST da Li et al. hanno trovato che la geometria dell'illuminazione della cometa è rimasta quasi inalterata fino all'ultima settimana prima del perielio. A causa dell'inerzia termica generalmente bassa dei nuclei cometari, e dell'alta obliquità del nucleo, il lato rivolto al Sole del nucleo della ISON era continuamente riscaldato, emetteva gas ed era in continua evoluzione, mentre il lato opposto al Sole rimaneva freddo e relativamente incontaminato. Quindi, nelle due settimane a cavallo del perielio, una parte significativa della superficie originale è stata esposta a un'intensa luce solare per la prima volta [Li et al., 2013]. In seguito, anche Moreno et al. hanno trovato dati consistenti con un'emissione da un nucleo cometario il cui asse di rotazione aveva una grande obliquità ($I = 70^\circ$) e che presentava una singola ed estesa area attiva da 35° a 90° nord. Questa configurazione descrive esattamente le prime immagini, fino al mese di Maggio del 2013, in cui l'emissione sarebbe variata dall'appena menzionata area attiva sull'emisfero settentrionale fino a diventare poi essenzialmente isotropa. La ragione di questo non è chiara, sebbene una possibile spiegazione possa essere la propagazione di un'onda termica nel nucleo che avrebbe attivato la sublimazione da sotto la superficie nelle aree che in precedenza erano state inattive [Moreno et al., 2014]. Le osservazioni preliminari dell'HST hanno fornito risultati sorprendenti: sebbene il team osservativo non potè misurare il nucleo della cometa direttamente, i ricercatori conclusero che la quantità di acqua che fuoriusciva dal nucleo ghiacciato suggeriva che esso non potesse essere più grande di 6 km, come invece gli scienziati avevano assunto dal momento che la cometa era così brillante e attiva. Le osservazioni del Telescopio Spaziale Hubble hanno infatti definito un limite superiore al raggio del nucleo della cometa C/2012 S1 di $\sim 2\text{km}$ [Li et al., 2013]. Combi et al. hanno invece trovato un valore del raggio di 0.7 km, calcolando l'area superficiale attiva dal tasso di produzione dell'acqua [Combi et al., 2014]. Knight & Schleicher hanno ipotizzato che il fatto che la cometa ISON fosse considerevolmente più piccola di quanto le stime originali basate sulla luminosità al momento della scoperta suggerivano, fosse dovuto alla presenza di polvere e grani ghiacciati con un'ampia sezione d'urto, molti dei quali furono probabilmente espulsi durante un outburst esteso guidato dalla CO. Questi grani si sarebbero allontanati dal nucleo molto lentamente, aumentando la luminosità apparente della ISON e i tassi di produzione misurati per molti mesi [Knight & Schleicher, 2015]. Con un raggio di queste dimensioni, la cometa ISON rafforza l'idea che nella nube di Oort siano presenti oggetti molto piccoli. Prima del perielio, la cometa ISON mostrava una coda di plasma ben sviluppata. Iju et al. hanno considerato che la coda di plasma della ISON si estendesse più di 4.7×10^7 km, e che consistesse della coda visibile e di una coda invisibile dietro questa [Iju et al., 2015].

Alla fine di Luglio o all'inizio di Agosto la cometa avrebbe dovuto attraversare la



Figura 2.1: Immagine della cometa C/2012 S1 (ISON) ottenuta dal Telescopio Schmidt da 67/92 cm dell'Osservatorio di Asiago.

cosiddetta snow-line dove avrebbe risentito di una radiazione dal Sole tale che l'acqua avrebbe iniziato a evaporare e la cometa sarebbe dovuta apparire più brillante. Però non è stato possibile osservare questo fenomeno dai telescopi terrestri perché la cometa si trovava in congiunzione con il Sole. Infatti, dall'inizio di Giugno fino alla fine di Agosto, la ISON era in congiunzione solare.

All'inizio di Settembre, gli astronomi sono stati in grado di osservare la cometa attraverso i telescopi posti sulla Terra ancora una volta.

Nel mese di Ottobre 2013 le sonde Mars Curiosity e Opportunity hanno osservato la cometa ISON, al momento del minimo avvicinamento della cometa a Marte. In questo periodo, la cometa era abbastanza vicina al Sole da essere visibile dallo strumento HI 2 sul Solar Terrestrial Relations Observatories (STEREO-A) della NASA. A questo punto la cometa era a circa 150 milioni di km dal Sole. Osservazioni ulteriori dell'HST sono state programmate per fornire nuove stime della dimensione e composizione del nucleo e anche per cercare la presenza di eventuali frammenti.

Combi et al. hanno determinato il tasso di produzione dell'acqua della cometa ISON da Ottobre a Novembre usando i dati dello strumento Solar Wind Anisotropies (SWAN) sul Solar Heliospheric Observatory (SOHO). In accordo con loro, il tasso di produzione di acqua dal nucleo della ISON è aumentato di circa due ordini di grandezza da metà Novembre alle ultime osservazioni alcuni giorni prima del perielio [Combi et al., 2014].

Il 12 Novembre il nucleo ha cominciato in maniera massiccia uno spargimento di frammenti che ha aumentato l'attività totale superficiale di più di dieci volte l'originaria area superficiale del nucleo stesso [Combi et al., 2014]. Questo può essere dovuto, come suggerito da Li et al., alla possibilità che una grande porzione del

nucleo non fosse colpito dalla luce del Sole durante la maggior parte della sua orbita in avvicinamento al perielio, ma poi ha ruotato fino a essere totalmente colpita dalla luce solare attorno al 12 Novembre [Li et al., 2013]. Il conseguente rapido rilascio di materiale volatile dal nucleo ha portato alla sua totale distruzione al perielio. Confrontato con il tasso di produzione di acqua, Moreno et al. hanno trovato un rapporto polvere su gas che in generale decresce al crescere della distanza eliocentrica [Moreno et al., 2014]. Dunque, dopo la fase iniziale guidata dalla CO, si possono distinguere due periodi di attività della cometa: sublimazione guidata dall'acqua dal nucleo, fino al 12 Novembre 2013, seguita da una massiccia frammentazione che ha aumentato notevolmente l'attività superficiale totale e il tasso di produzione di acqua fino alla totale disintegrazione vicino al perielio [Combi et al., 2014; Lamy et al., 2014]. Quando la cometa ISON ha raggiunto il perielio, ci si aspettava che il suo nucleo sperimentasse temperature così intense che anche i silicati e i metalli sarebbero evaporati permettendo osservazioni della sua intera composizione elementare [Li et al., 2013].

Alla fine di Novembre, la cometa ISON iniziò ad entrare nel campo di vista degli osservatori solari spaziali. Le osservazioni dalle sonde STEREO e SOHO mostrano l'evoluzione della cometa vicino al Sole. Le immagini prese dalla sonda spaziale SOHO sono per lo più dominate dall'emissione del sodio. Tra i meccanismi proposti per spiegare la presenza dell'emissione di atomi alcalini dalle comete è l'evaporazione di piccoli grani. Mentre potrebbero giocare un ruolo anche altri meccanismi, è probabile che questo meccanismo operasse sulla ISON vicino al perielio [Moreno et al., 2014].

2.3 Destino finale della cometa

Per massimizzare i risultati scientifici era importante capire la risposta della cometa al passaggio ravvicinato al Sole. Infatti, la cometa ISON sarebbe stata in una posizione molto migliore per osservazioni da Terra dopo il perielio, quindi se la sua sopravvivenza fosse stata improbabile, sarebbero stati fatti sforzi maggiori per ottenere dati prima del perielio.

Utilizzando le comete della famiglia di Kreutz come guida per capire la possibile evoluzione della cometa C/2012 S1, sebbene questa cometa non sia un membro del gruppo di Kreutz, è stato notato che il primo criterio per la sopravvivenza della cometa ISON al perielio era la dimensione del suo nucleo. All'inizio del 2013, le magnitudini molto brillanti del nucleo suggerivano che la cometa ISON potesse avere un nucleo grande che poteva sopravvivere alle piccole distanze solari, ma le stime successive hanno impostato un raggio del nucleo minore. Queste dimensioni nucleari facevano prevedere che, sulla base del comportamento delle comete di Kreutz, la cometa ISON sarebbe stata grande abbastanza da sopravvivere alla perdita di massa dovuta alla sola sublimazione, ma non necessariamente così grande che qualche frammento potesse rimanere attivo se il nucleo si fosse distrutto. Notando, inoltre, che la distanza al perielio della ISON era leggermente maggiore di quella delle comete della famiglia di Kreutz, e che parecchie comete radenti sono sopravvissute nonostante avessero una distanza al perielio minore, era più probabile che subisse di meno gli effetti della sublimazione guidata dalla perdita di massa. Dunque, si

avevano ragionevoli aspettative che che la cometa ISON sarebbe sopravvissuta alla combinazione della perdita di massa dovuta alla sublimazione e della distruzione mareale durante il suo passaggio al perielio [Knight & Walsh, 2013].

Il fato della ISON, però, ha iniziato a diventare evidente solo nei giorni prima del raggiungimento del Sole. Nelle settimane e in particolare nei giorni prima del perielio, la ISON ha subito una significativa perdita di massa, una quasi completa rottura, e una possibile devolatizzazione.

Il 20 Novembre 2013 la cometa era troppo vicina al Sole per osservazioni da Terra, ma fu osservata dalla sonda spaziale STEREO a una distanza eliocentrica di 0.43 UA, apparentemente intatta, mostrando chiaramente sia la coda di polvere che quella di ioni.

Il 27 Novembre la cometa entrò nel campo di vista del Large Angle and Spectrometric Coronagraph Experiment (LASCO) a bordo della SOHO a una distanza di 0.15 UA, presentando due code distinte, una componente settentrionale che consisteva in un picco stretto molto intenso, e un braccio meridionale molto più ampio e diffuso. Più tardi, lo stesso giorno e durante la prima metà del giorno successivo, la testa della cometa mostrò forti effetti di saturazione, in una delle camere di LASCO, probabilmente associati o con la distruzione del nucleo, a causa di forze mareali o stress termici, e/o con la vaporizzazione profusa delle particelle di polvere dovuta alle alte temperature.

Il 28 novembre 2013 la cometa ISON, dopo aver superato il punto di massimo avvicinamento al Sole, si è disintegrata al perielio, lasciando solo un tenue residuo di polveri e frammenti [Moreno et al., 2014].

Le immagini della sonda SOHO per date successive al 28 novembre non mostrano alcun nucleo apparente, e da qui in poi nessuno ha confermato alcun frammento sull'orbita dopo il momento in cui i residui della cometa ISON uscirono dal campo di vista del coronografo spaziale SOHO [Knight & Battams, 2014]. Quando la cometa uscì dalle camere dei coronografi mostrò però una coda bilobata, con della polvere in mezzo, indebolitasi molto velocemente e quasi scomparsa il 1 Dicembre [Moreno et al., 2014]. L'attività da nuclei con dimensioni minori di $\sim 10m$ sarebbe stata visibile dalla sonda SOHO, quindi si esclude qualsiasi componente superstite attiva più grande di queste dimensioni. Le magnitudini limiti dei telescopi SOHO e STEREO non impostano limiti superiori significativi su eventuali frammenti inattivi superstiti [Knight & Battams, 2014]. Basandosi sulle curve di sublimazione delle particelle per differenti materiali cometari, Moreno et al. hanno concluso che il nucleo deve aver subito una frammentazione cataclismica che ha rilasciato una grande quantità di materiale. La maggior parte del materiale rilasciato è stato immediatamente vaporizzato dopo l'evento catastrofico, così che il nucleo stesso probabilmente scomparve in quel momento. Questi autori, dall'analisi di un'immagine successiva al perielio hanno rilevato che la massa totale non era cambiata rispetto all'immagine precedente al perielio, mentre la dimensione delle particelle era diminuita notevolmente, il che è compatibile con un fenomeno di frammentazione delle particelle più grandi ma non con la vaporizzazione. La polvere rimanente era quindi il prodotto finale dei processi di vaporizzazione e di frammentazione delle particelle [Moreno et al., 2014].

Il lavoro di [Sekhar & Asher, 2014] dimostra l'assenza di una qualsiasi sciame meteorico associate alla cometa C/2012 S1.

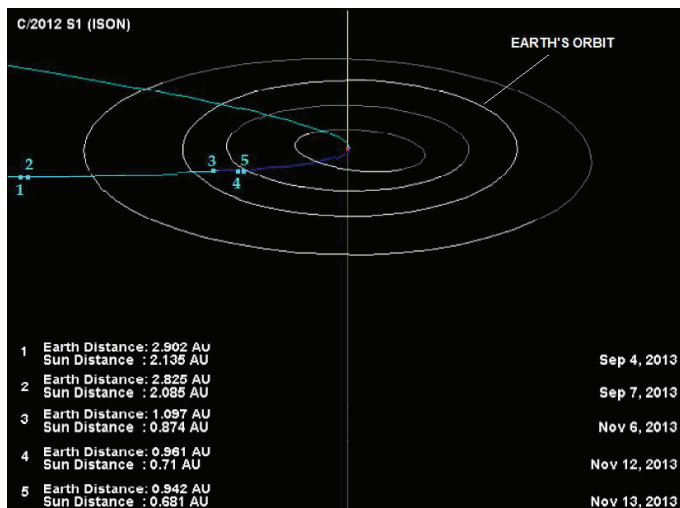


Figura 2.2: Orbita della cometa C/2012 S1 (ISON). I punti numerati rappresentano le posizioni della cometa ad ogni data di osservazione: 1 = 4 Settembre, 2 = 7 Settembre, 3 = 6 Novembre, 4 = 12 Novembre, 5 = 13 Novembre. In questa immagine la cometa si muove in direzione antioraria lungo la sua orbita. Sono mostrate anche le orbite di Mercurio, Venere, Terra e Marte.

2.4 Proprietà della cometa al momento dell'osservazione

La cometa ISON era in una buona posizione per le osservazioni finché non si è spostata nella congiunzione solare nel Giugno del 2013, ed è riemersa ancora nei cieli all'alba alla fine dell'Agosto del 2013 a circa 2.4 UA dal Sole.

Le nostre osservazioni si sono concentrate nei mesi di Settembre e Novembre 2013. Al momento dell'osservazione la cometa C/2012 S1 era a una distanza eliocentrica maggiore di 2 UA, e si muoveva verso il perielio, come mostrato in figura 2.2, dove ogni punto numerato corrisponde alla posizione della cometa in ogni notte di osservazione. Il nostro insieme di immagini è stato acquisito dal telescopio Schmidt dell'osservatorio di Asiago. Le osservazioni si riferiscono a immagini CCD prese attraverso i filtri B, V, R e I di Johnson e Cousins.

Per determinare gli elementi orbitali della cometa al momento dell'osservazione (si veda tabella 2.2), abbiamo usato le effemeridi JPL Horizons. Per fissare il momento in cui calcolare questi valori, abbiamo individuato un tempo medio che corrisponde all'istante a metà dell'esposizione in caso di immagine singola, o al tempo medio tra l'inizio dell'esposizione della prima immagine e la fine dell'esposizione dell'ultima immagine presa con lo stesso filtro, nei casi in cui avessimo avuto a disposizione più di un'immagine per filtro.

Nel mese di Settembre 2013, la cometa era ad una distanza eliocentrica di circa 2 UA, mentre era a una distanza eliocentrica che andava da 0.87 a 0.67 UA, prima del perielio, durante le osservazioni effettuate nel mese di Novembre 2013. Al momento delle osservazioni, la cometa C/2012 S1 era a un angolo di fase compreso tra 15.2 e 73.7 gradi.

2.4. PROPRIETÀ DELLA COMETA AL MOMENTO DELL'OSSERVAZIONE23

Tabella 2.2: Elementi orbitali della cometa C/2012 S1 (ISON) al momento delle osservazioni, tracciati usando le efemeridi del sistema Horizons del JPL. r_h and Δ indicano la distanza eliocentrica e geocentrica, rispettivamente, α indica l'angolo di fase e PsAng l'angolo di posizione.

DATA	FILTRO	r_h (UA)	Δ (UA)	α (°)	PsAng (°)
4 Settembre	V	2.125204	2.891247	15.2026	290.935
	R	2.125134	2.891141	15.2041	290.934
	I	2.125111	2.891105	15.2046	290.934
7 Settembre	B	2.075130	2.814316	16.2913	290.858
	V	2.075048	2.814190	16.2931	290.858
	R	2.075013	2.814134	16.2939	290.858
	I	2.075048	2.814190	16.2931	290.858
6 Novembre	B	0.866887	1.091670	59.4993	293.775
	V	0.866815	1.091600	59.5040	293.774
	R	0.867175	1.091950	59.4804	293.775
	I	0.867103	1.091880	59.4851	293.775
12 Novembre	B	0.703143	0.956101	71.4003	292.662
	V	0.703063	0.956047	71.4066	292.661
	R	0.703003	0.956007	71.4114	292.660
	I	0.702783	0.956860	71.4287	292.658
13 Novembre	B	0.674111	0.937453	73.7327	292.274
	V	0.673928	0.937340	73.7443	292.271
	R	0.673968	0.937365	73.7476	292.272
	I	0.673765	0.937239	73.7609	292.269

Capitolo 3

Osservazione e riduzione dei dati

La cometa C/2012 S1 è stata osservata dal telescopio 67/92 Schmidt dell'Osservatorio di Asiago per cinque notti, nei mesi di Settembre e Novembre 2013. La riduzione dei dati è stata realizzata tramite le procedure standard: per ogni immagine è stata eseguita la sottrazione del bias e della dark current, la divisione per il flat field, e poi le immagini sono state calibrate usando stelle standard del catalogo di Landolt. Lo scopo principale di queste osservazioni è di ottenere una conoscenza accurata della cometa C/2012 S1 a diverse distanze eliocentriche, attraverso osservazioni da Terra, monitorando l'evoluzione della stessa mentre si avvicinava al Sole, determinando il tasso di produzione di polvere e i colori della cometa e le loro possibili variazioni al diminuire della distanza eliocentrica. Il seguimento fotometrico della cometa è stato quindi effettuato nelle bande B, V, R e I.

3.1 Strumentazione

Tutti i dati usati in questo lavoro provengono dal telescopio Schmidt da 67/92 cm di Asiago, posto a 1370 m sul monte Ekar (longitudine $11^{\circ}.5710$ E, latitudine $45^{\circ}.8430$ N). Questa struttura appartiene all'Osservatorio Astronomico di Padova (OAPD), che è parte dell'Istituto Nazionale di Astrofisica (INAF).

Il telescopio Schmidt dell'Osservatorio Astronomico di Asiago (figura 3.1), costruito nel 1966, è il più grande telescopio Schmidt d'Italia. È costituito da una lente correttiva di 670 mm (in vetro Schott UBK7) e da uno specchio sferico di 920 mm (in vetro Duran-50 Schott). La sua lunghezza focale è pari a 2150 mm (quindi il telescopio è un F/3.2). Ha un raggio di curvatura di 2150 ± 10 mm e una scala di 95.937 arcsec/mm.

Dal 2009, lo strumento montato al fuoco dello Schmidt è una camera SBIG STL-11000M (donata dal Rotary Club di Asiago per la divulgazione), equipaggiata con un detector Kodak KAI-11000M da 4049×2672 pixel, con la dimensione dei pixel pari a $9 \times 9 \mu m^2$. La scala del CCD è di 0.86 arcsec/px, il gain elettronico di $0.92 e^-/ADU$ e il rumore di lettura (RON) di $12 e^-/s$. Il formato del frame è 4049×2672 pixel, con una regione di overscan di 30 pixel. L'area sensibile è 4008×2672 pixel. La dimensione del campo di vista risultante è di 58×38 arcmin², corrispondente a 0.67 gradi



Figura 3.1: Telescopio Schmidt dell'Osservatorio di Asiago

quadrati. Il sensore è raffreddato con una fase termoelettrica di Peltier, coadiuvata da un radiatore con glicole che mantiene la temperatura operativa tra -30°C e -20°C . Il sensore è inoltre dotato di una ruota portafiltri con inseriti i filtri B e V di Johnson-Bessel e i filtri R e I di Cousins. I filtri B, V, R e I usati per la fotometria della cometa hanno le lunghezze d'onda effettive uguali a 436.8, 545.5, 642.6, 793.9 nm rispettivamente, mentre l'intervallo di lunghezze d'onda corrispondenti alla Full Width Half Maximum (FWHM) della curva di trasmissione sono, rispettivamente 89.0, 83.0, 144.3, 149.9 [Bessell & Murphy, 2012].

3.2 Dati raccolti

Abbiamo eseguito l'imaging a banda larga della cometa C/2012 S1 (ISON) nei mesi di Settembre e Novembre 2013. La cometa ISON è stata osservata, con i filtri B e V di Johnson-Bessel e i filtri R e I di Cousins, durante le notti del 4 e 7 Settembre, 6, 12 e 13 Novembre 2013 (si veda tabella 3.1 per ulteriori dettagli).

Durante ogni notte di osservazione, oltre alle immagini scientifiche sono state ottenute anche immagini di calibrazione: bias, flat field e dark current, per effettuare la riduzione dei dati. Durante tutte le notti di osservazione della cometa sono state eseguite anche immagini di campi di stelle standard fotometriche per calibrare in flusso le immagini della cometa. Tali campi di stelle standard sono stati scelti tra quelli presenti nel catalogo di Landolt [Landolt, 2009] il più vicino possibile alla posizione della cometa.

La correzione per bias, flat field e dark current va applicata sia alle immagini della cometa sia a quelle dei campi di stelle standard fotometriche. In seguito le immagini della cometa devono essere calibrate in flusso.

Tabella 3.1: Lista delle immagini della cometa. Sono indicati il numero di immagini raccolte per filtro, il tempo di esposizione, il tempo medio d'inizio dell'esposizione e l'intervallo di massa d'aria coperto durante le osservazioni

Data di osservazione	Numero di immagini	Filtro	Tempo di esposizione (s)	UT all'inizio dell'esposizione	Airmass
4 Settembre	2	V	100	03:38:02	2.912-2.735
	2	R	100	03:43:13	2.843-2.695
	2	I	100	03:45:35	2.799-2.655
7 Settembre	1	B	100	03:23:48	2.992
	2	V	100	03:26:09	2.943-2.721
	2	R	100	03:28:31	2.896-2.661
	1	I	100	03:30:53	2.827
6 Novembre	3	B	300	03:53:58	2.708-1.949
	1	V	200	03:59:40	2.603
	1	R	200	04:03:42	2.427
	1	I	200	04:07:36	2.370
	1	V	300	04:24:42	2.159
	1	R	300	04:30:30	2.096
	1	I	300	04:36:18	2.037
	1	B	30	04:53:17	1.909
	1	V	30	04:54:34	1.902
12 Novembre	1	B	200	04:46:47	2.573
	1	V	150	04:50:54	2.512
	1	R	150	04:54:12	2.470
	1	I	150	04:57:29	2.415
	1	I	100	05:05:15	2.328
13 Novembre	1	B	200	04:45:05	2.780
	1	V	150	04:49:07	2.709
	1	R	150	04:52:20	2.659
	1	I	150	04:55:32	2.610
	1	V	60	05:02:14	2.520
	3	I	100	05:05:58	2.412-2.465

La serie di osservazioni della cometa C/2012 S1, per il 4 Settembre 2013, consiste di due serie consecutive di immagini a banda larga V, R e I per un totale di 6 immagini. Mentre, per il 7 Settembre 2013 abbiamo raccolto un totale di 8 immagini, scegliendo un tempo di esposizione di 100 s in entrambe le notti. Per il mese di Novembre 2013, l'osservazione consiste di 22 immagini a banda larga della cometa C/2012 S1 nei filtri B, V, R e I. I tempi di esposizione usati sono superiori a quelli usati a Settembre. Dettagli aggiuntivi sui dati raccolti sono riassunti in tabella 3.1.

3.3 Riduzione dei dati

Per la calibrazione, sono state prese immagini per la calibrazione standard: bias (5 immagini), flat-field (4-5 immagini per filtro) e immagini di dark current (da 3 a 10 immagini per i diversi tempi di esposizione). In aggiunta alle summenzionate immagini, per la calibrazione in flusso sono stati osservati campi di stelle standard fotometriche, negli stessi filtri delle immagini della cometa ma con tempi di osservazione più brevi, dal momento che si tratta di oggetti brillanti.

Per la calibrazione delle immagini scientifiche, sia quella strumentale che in flusso, abbiamo usato codici software nel linguaggio IDL.

3.3.1 Riduzione delle immagini

In questa sezione descriviamo la riduzioni dei dati fotometrici. Innanzitutto introduciamo le immagini di calibrazione (bias, dark current e flat field), come sono state ottenute e per cosa sono usate. Successivamente si descriverà il processo della sottrazione del fondo del cielo. Un'immagine CCD contiene informazioni sull'oggetto scientifico (nel nostro caso la cometa ISON), ma contiene anche rumore, sia casuale che sistematico. La parte nota del rumore sistematico può essere eliminata attraverso la calibrazione delle immagini.

Le immagini ridotte saranno ottenute come segue:

$$immagine \quad ridotta = \frac{immagine - bias - dark}{flat \quad normalizzato} \quad (3.1)$$

Sottrazione del Bias

Il bias è un segnale elettrico di base che viene applicato al CCD prima della lettura, spostando il livello zero del CCD a un valore positivo. Il bias è costante nel tempo ma varia da pixel a pixel (si veda l'immagine a sinistra in figura 3.2) Le immagini di bias sono ottenute con il tempo di esposizione minimo (idealmente un'esposizione di zero secondi) e l'otturatore chiuso. In questo modo il segnale rivelato è dovuto solamente all'elettronica stessa del CCD e va sottratto alle immagini da analizzare. Ogni frame di bias ha però un certo livello di rumore che andrebbe ad aumentare il rumore delle immagini scientifiche. Per evitare questo si raccolgono molti bias e se ne fa una media che ha un rumore più basso rispetto a quello di partenza. Per ogni notte in cui sono stati raccolti, abbiamo quindi creato un'immagine di bias finale mediando la serie di immagini di bias possedute. Questa immagine di bias mediana

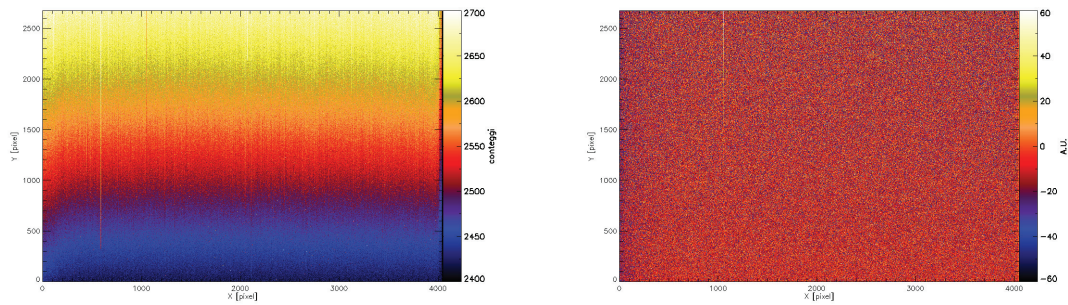


Figura 3.2: Esempio di un'immagine di bias (*a sinistra*) e di un'immagine di dark a un tempo di esposizione di 100s (*a destra*).

è stata poi sottratta dalle immagini scientifiche e dalle immagini di dark current e flat field.

Sottrazione della dark current

La dark current è dovuta al fatto che l'agitazione termica del silicio del CCD produce elettroni che sono indistinguibili dagli elettroni prodotti dalla luce proveniente dall'oggetto d'osservazione che incide sul CCD stesso. Il segnale dark è ovviamente legato al tempo di integrazione usato per acquisire le immagini e quindi la correzione da applicare, per compensare questo segnale non voluto, deve essere stimata a partire dal tempo di esposizione usato per ogni immagine. Le immagini di dark sono ottenute con l'otturatore chiuso e con un tempo di esposizione maggiore o uguale a quello usato per le immagini scientifiche (si veda l'immagine a destra in figura 3.2). In generale la dark current cambia da un pixel all'altro, anche se è trascurabile per tempi di esposizione fino a qualche decina di minuti, se il CCD è adeguatamente raffreddato. Nel nostro caso, la dark current non è trascurabile, quindi, dopo aver mediato le immagini di dark in un'unica immagine, l'immagine mediana, normalizzata per il tempo di esposizione, è stata sottratta dalle immagini scientifiche e dalle immagini di flat field.

Correzione del flat field

Le immagini di flat field correggono la sensibilità non uniforme del CCD. Possono essere distinte due tipi di non uniformità: una variazione tra pixel e pixel e un gradiente attraverso il chip. Così, quando il chip è esposto a una radiazione uniforme, l'immagine risultante non è uniforme, come mostrato in figura 3.3. Per eliminare queste variazioni spaziali, le immagini scientifiche devono essere divise per il flat field. Il flat field è un'immagine acquisita con il CCD illuminato uniformemente e con l'utilizzo dei diversi filtri scelti per l'osservazione. Per ridurre le immagini fotometriche esistono diversi tipi di flat field:

- *Twilight flat*, cioè immagini del cielo ottenute appena dopo il tramonto, quando il cielo meglio approssima un'illuminazione uniforme. Il vantaggio di questo

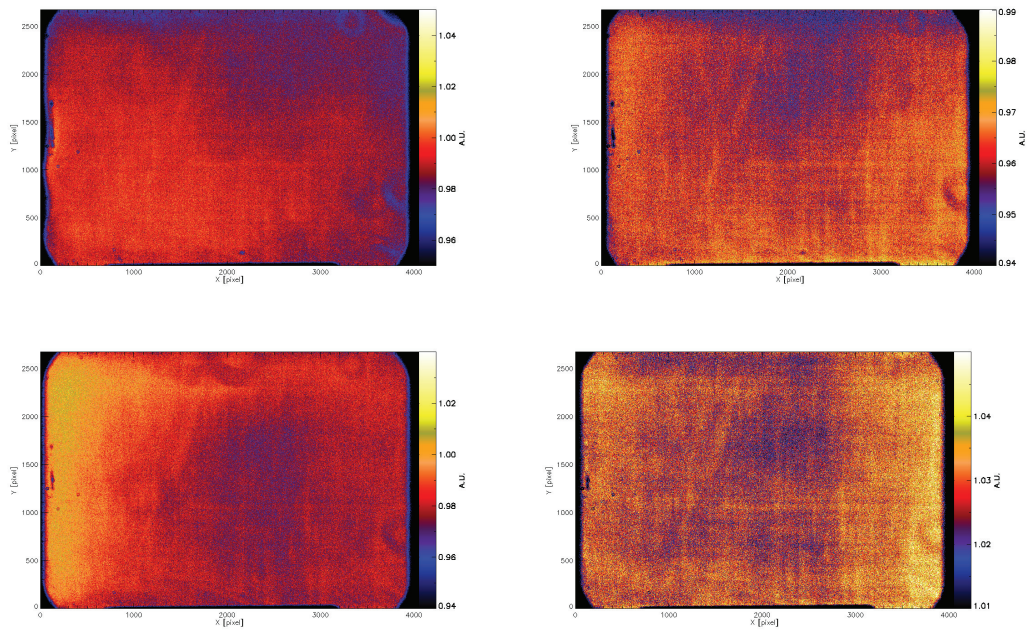


Figura 3.3: Esempio di immagini dei flat field mediani nei filtri B (*in alto a sinistra*), V (*in alto a destra*), R (*in basso a sinistra*) e I (*in basso a destra*).

tipo di flat field è che la luce entra nel telescopio in un modo molto simile a come avviene durante la notte; lo svantaggio è che la luminosità del cielo cambia rapidamente durante il crepuscolo e può essere difficile ottenere parecchie immagini con un alto rapporto segnale-rumore. Inoltre i flat field al crepuscolo possono contenere stelle, in particolare se vengono presi quando la luminosità del crepuscolo è bassa.

- *Dome flat*, cioè immagini di uno schermo uniformemente illuminato dentro la cupola. Di solito gli schermi in cupola non sono uniformi come il cielo al crepuscolo, quindi i flat field al crepuscolo sono di solito più piatti delle immagini di flat in cupola. Inoltre, la direzione d'entrata della luce è diversa da quella durante la notte. Il vantaggio dei flat field in cupola, invece, è che è molto facile ottenere parecchie immagini con un alto rapporto segnale-rumore.

La figura 3.3 mostra i flat field ottenuti nei filtri B, V, R e I. Nella riduzione nel nostro insieme di immagini a banda larga abbiamo usato i flat field in cupola.

Anche qui si esegue la mediana delle immagini. Al flat field mediano viene sottratto il bias mediano e il dark normalizzato, poi il flat finale viene normalizzato dividendolo per il suo valore mediano.

Avendo ora a disposizione il bias e il dark mediani e il flat field normalizzato si può procedere alla prima fase della riduzione delle immagini sottraendo il bias e la dark current e dividendo per il flat field.

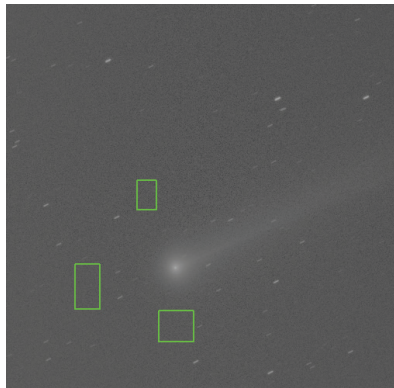


Figura 3.4: Esempio di immagine della cometa prima della sottrazione del cielo. Le aree evidenziate sono quelle in cui è stato calcolato il valore del fondo cielo.

Sottrazione del cielo

A questo punto deve essere sottratto il cielo alle immagini scientifiche. In pratica, tale correzione è un tentativo di correggere per un eccesso di luminosità dovuto alla luce diffusa dall'atmosfera. Infatti, anche se non sono visibili oggetti astronomici in una data parte del cielo, è sempre presente una certa luminosità, dovuta soprattutto alla diffusione da parte dell'atmosfera sia della luce entrante da sorgenti vicine, che da fonti terrestri artificiali come le città. Nella banda visibile, il livello di luminosità è attorno alla 22esima magnitudine per arcosecondo quadrato: un livello molto basso, ma comunque entro i limiti dell'attuale generazione di telescopi.

Per le stelle, un metodo per la rimozione del fondo cielo misura il contributo dovuto al cielo tramite la tecnica della fotometria d'apertura, che consiste nell'individuare tre cerchi concentrici centrati sulla sorgente luminosa. Il cerchio interno è usato per misurare la magnitudine dell'oggetto, mentre l'anello esterno è usato per determinare il fondo-cielo. Tale tecnica non può essere applicata alle comete perché queste sono oggetti estesi, quindi all'interno dell'apertura in cui si dovrebbe misurare il cielo entrerebbero anche i contributi della chioma e della coda.

Quello che abbiamo fatto allora è selezionare in ogni immagine un'area di cielo vicino alla cometa in cui non fossero presenti né stelle né il contributo della chioma; quest'area selezionata è sempre la stessa regione del cielo per tutte le immagini di una data notte (un esempio in figura 3.4). Ciò è stato possibile perché avevamo poche immagini della cometa per ogni notte, in cui la cometa non si spostava di molto, quindi in immagini successive le stelle di fondo non entravano nell'area fissa. Abbiamo calcolato il valore del cielo dentro quest'area, usando il programma `sky` di IDL, e abbiamo sottratto la media dei valori ottenuti ad ogni pixel dell'immagine. Infine le immagini sono state normalizzate a un tempo di esposizione pari a 1 s.

Le immagini fotometriche ora sono totalmente ridotte e la magnitudine strumentale della cometa può essere calcolata in ogni immagine. La figura 3.5 mostra un'immagine scientifica prima (pannello di sinistra) e dopo la riduzione (pannello di destra). La procedura di riduzione appena descritta deve essere applicata anche alle immagini delle stelle standard fotometriche, che saranno usate per calibrare in flusso la magnitudine della cometa.

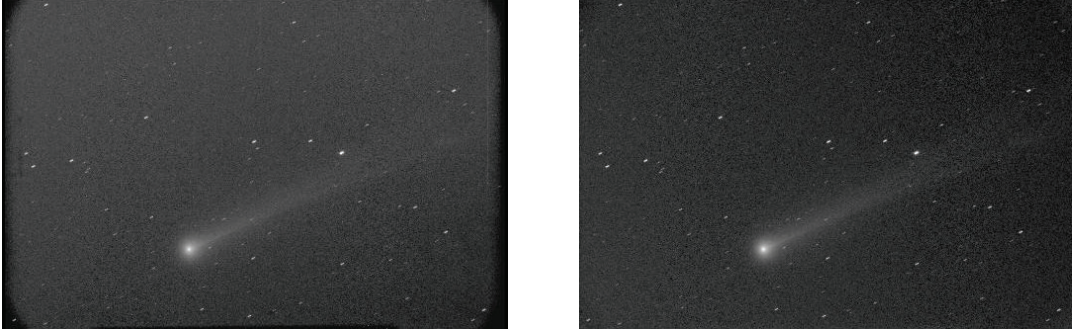


Figura 3.5: Esempio di un'immagine della cometa prima (*a sinistra*) e dopo (*a destra*) la riduzione dell'immagine.

3.3.2 Calibrazione in flusso

Una volta che ogni immagine scientifica della cometa è stata ridotta, deve essere calibrata in flusso, cioè corretta per gli effetti prodotti dal transito della luce attraverso l'atmosfera della Terra ed eventualmente per la sensibilità del colore del sistema ottico usato, in più ci siamo riferiti ad un sistema standard per cui ad un certo flusso in conteggi elettronici abbiamo potuto associare un flusso in unità fisiche. La magnitudine misurata calibrata in flusso di un oggetto è chiamata magnitudine apparente e viene determinata usando la formula:

$$m_{\text{apparente}} = m_{\text{strumentale}} + m_{\text{ZeroPoint}} - k \cdot AM + A \cdot \text{colore} \quad (3.2)$$

dove $m_{\text{strumentale}}$ è la magnitudine misurata, $m_{\text{ZeroPoint}}$ la magnitudine di punto zero, k il coefficiente di estinzione atmosferica, AM la massa d'aria, A il coefficiente di colore e colore l'indice di colore strumentale dell'oggetto. I coefficienti per la calibrazione in flusso sono determinati usando campi di stelle standard fotometriche [Landolt, 2009]. Per queste stelle è tabulata la magnitudine visuale insieme con i colori B-V, V-R e V-I, ottenuti usando un sistema fotometrico standard. I campi di stelle standard fotometriche usati in questo lavoro di tesi (SA 97-248 e SA 101-324) sono mostrati in figura 3.6. Per poter lavorare sulle immagini di tali campi standard abbiamo innanzitutto eseguito la stessa operazione di riduzione precedentemente descritta per le immagini della cometa.

Per calibrare in flusso le immagini abbiamo calcolato la magnitudine delle stelle standard con la tecnica della fotometria d'apertura. La fotometria di apertura è un approccio semplice per determinare la magnitudine misurata di una sorgente puntiforme, per esempio una stella. Per la nostra applicazione, usando il programma `atv` di IDL, sono impiegati tre cerchi concentrici. Il cerchio interno è usato per misurare la magnitudine dell'oggetto, mentre l'anello esterno è usato per determinare il fondo-cielo. Il cerchio interno deve essere abbastanza grande da contenere tutto il flusso dell'oggetto, ma allo stesso tempo abbastanza piccolo da evitare un alto fondo cielo, che aumenta il rumore in confronto al segnale dell'oggetto, cioè fa diminuire il rapporto segnale-rumore. Il criterio che abbiamo usato è stato quello di scegliere un raggio del cerchio interno di tre volte la σ della Point Spread Function (PSF) dell'oggetto; poiché la Full Width Half Maximum (FWHM) è uguale a $2\sqrt{2 \ln 2} \sigma$, allora $3\sigma = 1.274 \cdot \text{FWHM}$. Il fondo cielo deve essere determinato in una regione libera

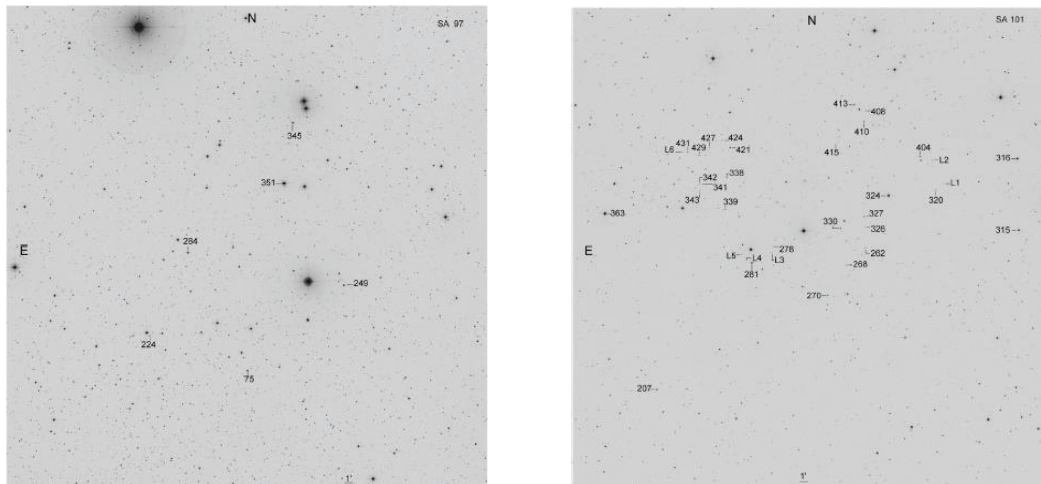


Figura 3.6: Campi di stelle standard fotometriche SA 97-248 (*a sinistra*) e SA 101-324 (*a destra*) usati per la calibrazione in flusso. Sono segnate le posizioni delle stelle di riferimento. Le figure sono state prese da Landolt [2009].

da contaminazioni di oggetti di fondo. Variando l'ampiezza dell'anello centrale, può essere selezionata la posizione migliore per la determinazione del fondo cielo. Dal momento che possono avvenire variazioni del fondo cielo attraverso il CCD, è meglio eseguire la misura del fondo cielo il più vicino possibile all'oggetto. Una buona regola è di usare la stessa apertura (cioè lo stesso raggio del cerchio interno) durante la misura della magnitudine di oggetti in immagini provenienti dallo stesso insieme di dati. Sfortunatamente, questo non è sempre possibile. Per esempio, quando il seeing aumenta, la PSF dell'oggetto si modifica e la FWHM aumenta. Così, per evitare di sottostimare il flusso dell'oggetto, deve essere scelta un'apertura più ampia. Per fare ciò, prima di calcolare la magnitudine, abbiamo determinato per ogni immagine la FWHM delle stelle (che dà una stima del seeing nel momento in cui fu presa l'immagine). Abbiamo quindi deciso di scegliere per tutte le stelle del campo l'apertura corrispondente alla massima FWHM presente in quel determinato campo.

Un altro elemento necessario per la calibrazione in flusso è il coefficiente di estinzione. L'estinzione atmosferica è l'effetto dovuto al fatto che l'atmosfera della Terra non è completamente trasparente. Particelle di polvere, goccioline d'acqua e molecole diffondono e assorbono la luce quando passa attraverso l'aria; più lungo è il percorso nell'atmosfera, più grande è l'effetto. L'assorbimento e lo scattering dipendono dalla lunghezza d'onda: le lunghezze d'onda più brevi sono affette maggiormente di quelle più lunghe. La correzione per estinzione atmosferica dà come risultato la magnitudine dell'oggetto come apparirebbe a un osservatore sopra l'atmosfera della Terra. L'effetto dell'estinzione dipende dall'altezza dell'oggetto sopra l'orizzonte. La lunghezza minima del percorso si ha per un oggetto allo zenith; questo spessore dell'atmosfera è chiamato, per definizione, una massa d'aria (Air Mass, AM). La massa d'aria aumenta all'aumentare l'angolo zenitale (l'angolo tra lo zenith, l'osservatore e l'oggetto). Assumendo un'atmosfera omogenea (senza rifrazione), piano-parallela (trascuriamo la curvatura della Terra), la massa d'aria può essere

Tabella 3.2: Coefficienti di estinzione usati per la calibrazione in flusso

Filtro	Coefficiente di estinzione (k)	
B	0.254	mag AM ⁻¹
V	0.209	mag AM ⁻¹
R	0.149	mag AM ⁻¹
I	0.112	mag AM ⁻¹

approssimata come

$$AM = \sec(z), \quad (3.3)$$

dove z è l'angolo zenitale. La magnitudine misurata (m_{mis}) di una stella può ora essere corretta (al primo ordine) per estinzione come:

$$m_0 = m_{mis} - k \cdot AM \quad (3.4)$$

dove m_0 è la magnitudine che la stella avrebbe se fosse vista da sopra l'atmosfera della Terra e k è il coefficiente di estinzione (legge di Bouguer). Il coefficiente di estinzione si può calcolare come la pendenza della curva che descrive l'andamento della magnitudine misurata di una stella che si avvicina e passa attraverso lo zenith in funzione della massa d'aria (la magnitudine misurata decresce approssimativamente in modo lineare al crescere della massa d'aria). Dal momento che l'estinzione dipende dalla lunghezza d'onda, facendo osservazioni attraverso filtri diversi, otteniamo diversi coefficienti di estinzione.

Una volta che i dati sono corretti per estinzione, devono poter essere confrontabili con i dati ottenuti in altri siti, con altri filtri, e detector. Infatti, quando sono effettuate osservazioni di un oggetto, le misure dipendono dal sistema fotometrico (telescopio, filtro, detector, ecc.). Anche lavorando in sistemi ben consolidati le risposte strumentali delle varie attrezzature (ad esempio camera CCD, filtri) sono raramente identici. Per esempio, le curve di trasmissione e la lunghezza d'onda centrale dei filtri di Bessel originali sono diverse da quelle dei filtri di Bessel usati per le osservazioni. È necessaria una trasformazione in colore per trasformare i dati ottenuti con un particolare sistema fotometrico in un sistema standard. Nel nostro caso la differenza è trascurabile quindi questa correzione è stata omessa.

Riassumendo, per confrontare osservazioni eseguite in luoghi diversi e con strumentazioni diverse, i dati devono essere corretti per la presenza dell'atmosfera tra l'osservatore e l'oggetto e per la sensibilità al colore del sistema ottico. La magnitudine misurata calibrata in flusso di un oggetto è chiamata magnitudine apparente e viene determinata usando la formula:

$$m_{app} = m_{mis} + m_{ZP} - k \cdot AM \quad (3.5)$$

Il coefficiente di calibrazione in flusso m_{ZP} (zero point) è ciò che deve essere determinato usando campi di stelle standard fotometriche osservati con la stessa

configurazione strumentale delle immagini scientifiche. Dopo che i campi di stelle standard fotometriche sono stati totalmente ridotti, come fatto per le immagini della cometa, misuriamo con la tecnica della fotometria di apertura la magnitudine delle stelle di riferimento. Usando l'equazione precedente, dove la magnitudine apparente corrisponde a quella tabulata, per ogni stella di riferimento otteniamo un'equazione lineare in cui l'unico coefficiente della calibrazione in flusso sconosciuto è lo zero point.

Le magnitudini di punto zero per la calibrazione in flusso nelle diverse notti di osservazione sono riassunti nella tabella 3.3. Assumendo un errore del 10% sulle misure dalla calibrazione assoluta in flusso, come già assunto in precedenti studi cometari fotometrici analoghi [Bertini et al., 2012], abbiamo trovato un errore sullo zero point pari a $\sigma_{ZP} = \pm 0.1$.

Una volta che le immagini della cometa sono state calibrate in flusso, è stato trovato il centroide della cometa con il programma `gcntrd` di IDL e le immagini sono state tagliate in quadrati con le dimensioni maggiori possibili in modo che il centro della cometa coincidesse sempre con il centro del quadrato. Questo è stato fatto per permettere misure radiali delle proprietà della chioma della cometa, come ad esempio l'applicazione di filtri radiali per lo studio delle strutture della chioma.

Nei caso in cui ci fosse stata più di un'immagine per banda in una notte, le immagini sono state mediate in un'unica immagine finale calibrata in flusso su cui poi avremmo lavorato. In alcuni casi, però abbiamo dovuto escludere alcune immagini che non sono state incluse nella media. In particolare, in alcune immagini c'è stato un errore di puntamento e la cometa appariva come una striscia invece che puntiforme, quindi queste sono state scartate dalla media.

Tabella 3.3: Zero points calcolati per la calibrazione in flusso

Data	Filtro	Zero point [mag]
Settembre 2013	B	21.9 ± 0.1
	V	21.7 ± 0.1
	R	21.3 ± 0.1
	I	20.1 ± 0.1
6 Novembre 2013	B	22.1 ± 0.1
	V	21.9 ± 0.1
	R	21.5 ± 0.1
	I	20.2 ± 0.1
12 Novembre 2013	B	22.0 ± 0.1
	V	21.8 ± 0.1
	R	21.4 ± 0.1
	I	20.2 ± 0.1
13 Novembre 2013	B	22.1 ± 0.1
	V	21.8 ± 0.1
	R	21.4 ± 0.1
	I	19.9 ± 0.1

Capitolo 4

Analisi dei dati

Per l'estrazione delle informazioni dalle immagini scientifiche, abbiamo usato codici software nel linguaggio IDL. Le immagini utilizzate sono quelle ottenute con la procedura spiegata nel capitolo precedente, calibrate e tagliate in quadrati al cui centro è stato posto l'optocentro della cometa. Una stima del tasso di produzione della polvere è stato derivato con misure fotometriche del parametro $Af\rho$ in cm. Il parametro $Af\rho$ presenta il vantaggio di permettere un facile confronto della produzione di polvere tra comete diverse e ad epoche diverse. Inoltre è spesso relativamente indipendente dalla dimensione dell'apertura usata per l'osservazione finché la produzione di polvere è in uno stato stazionario. Dopo aver trasformato le immagini in coordinate polari, abbiamo studiato l'andamento dei profili radiali di luminosità della chioma di polvere in funzione della distanza dall'optocentro. Questi possono essere descritti da una linea retta se espressi in una rappresentazione doppio-logaritmica. Dalle immagini nelle bande V, R e I sono stati determinati i colori V-R ed R-I. Inoltre per questa analisi sono state ottenute immagini bidimensionali a colori, in cui il reddening della polvere è mostrato in funzione della distanza cometocentrica proiettata. Le immagini sono state poi processate e filtrate con diverse tecniche digitali al fine di evidenziare le strutture anisotrope nella chioma interna.

4.1 Calcolo dell' $Af\rho$

Abbiamo usato il parametro $Af\rho$, introdotto per la prima volta nel 1984, come indicatore per la produzione di polvere [A' Hearn et al., 1984]. Tale parametro può essere calcolato direttamente da quantità osservabili:

$$Af\rho(cm) = \frac{(2\Delta R)^2}{\rho} \frac{F_{cometa}}{F_{\odot}}. \quad (4.1)$$

Dove Δ (cm) e R (UA) sono le distanze geocentrica ed eliocentrica (definite in tabella 2.2), ρ (cm) è il raggio in centimetri dell'apertura fotometrica alla distanza della cometa (Δ e ρ devono essere espresse nella stessa unità di misura), e $\frac{F_{cometa}}{F_{\odot}}$ è il

Tabella 4.1: Magnitudine del Sole nelle bande B, V, R e I.

Filtro	Magnitudine
B	-26.1
V	-26.7
R	-27.1
I	-27.4

rapporto tra il flusso osservato della cometa e quello del Sole nelle bande fotometriche di osservazione, a 1 UA, misurati in $erg\ cm^{-2}s^{-1}$.

Il flusso F_{\odot} è stato calcolato a partire dalla magnitudine del Sole nelle varie bande, i cui valori sono riportati nella tabella 4.1.

Come già detto, A è l'albedo di Bond dei grani di polvere, f il fattore di riempimento (filling factor) nell'apertura fotometrica considerata, che rappresenta la percentuale di area coperta dalla polvere, e ρ è il raggio dell'apertura proiettata uscente dal pixel corrispondente alla posizione del nucleo, supposto coincidente con il centro fotometrico dell'immagine della cometa. Il parametro $Af\rho$ è quindi una funzione della geometria d'osservazione, del flusso cometario misurato all'interno dell'apertura fotometrica, e del flusso solare nello stesso filtro.

Per misurare il flusso della cometa a varie distanze dal centro abbiamo usato il comando `aper` di IDL sulle immagini calibrate come descritto nel capitolo precedente e tagliate in quadrati con l'optocentro della cometa posto al centro delle immagini. Abbiamo deciso la grandezza delle aperture entro cui misurare il flusso in modo che fossero distanti mezzo pixel l'una dall'altra per i primi 6 pixel, poi abbiamo portato la distanza a 1 pixel per le successive, in modo da avere un buon campionamento (in chilometri) vicino alla cometa e meno fine a distanze maggiori. Abbiamo, infatti, calcolato la scala per poter trasformare i pixel in chilometri sul piano in cui è proiettata la cometa, nota la distanza della cometa dall'osservatore (riportata in tabella 2.2) e la scala del telescopio (0.86 arcsec/px). Tale scala, per le diverse date e i diversi filtri, è riportata in tabella 4.2. In questo modo riusciamo a determinare l'apertura in pixel corrispondente a distanze di particolare interesse.

Alcuni esempi dell'andamento del profilo dell' $Af\rho$ in cm al variare della distanza proiettata ρ in km sono mostrati nelle figure 4.1, 4.2, 4.3, 4.4 e 4.5, che si riferiscono, rispettivamente, ai dati del 4 Settembre, 7 Settembre, 6 Novembre, 12 Novembre e 13 Novembre. In ogni figura sono riportati i dati più significativi nelle bande B, V, R e I. Poiché la cometa è stata osservata in condizioni non ideali, sono state omesse le immagini più rumorose e quelle in cui ci sono stati di problemi con l'inseguimento differenziale del telescopio.

Nella nostra analisi abbiamo calcolato il flusso fino ad una distanza dal nucleo corrispondente all'estensione apparente della chioma nella direzione del Sole, stimata a partire dal segnale dell'immagine calibrata come riportato in tabella 4.3. Valori più alti di ρ sono stati esclusi per ridurre l'influenza sulla fotometria della contaminazione

Tabella 4.2: Scala della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I

Data	Scala (km/px)			
	B	V	R	I
4 Settembre	-	1803	1803	1803
7 Settembre	1755	1755	1755	1755
6 Novembre	681	681	681	681
12 Novembre	596	596	596	596
13 Novembre	585	585	585	585

da parte di stelle e di eventuali residui di fondo cielo.

L' $Af\rho$ è legato a un modello stazionario, che assume che le particelle di polvere siano emesse isotropicamente da una sorgente puntiforme, che si muovano radialmente verso l'esterno con una velocità costante nella chioma interna e che gli effetti della pressione di radiazione siano trascurabili. In accordo con questo modello il profilo fotometrico della chioma varia come ρ^{-1} e per questo motivo l' $Af\rho$ diventa indipendente da ρ a grandi distanze proiettate dal centro della cometa. Se la cometa seguisse un andamento ideale ovunque, ci aspetteremmo quindi un profilo dell' $Af\rho$ parallelo all'asse delle distanze.

Inoltre, ci aspettiamo il contributo della polvere principalmente in R ed I, che consideriamo meno contaminati dal gas. Per il B e V abbiamo, invece, il contributo sia del gas che della polvere, soprattutto a Novembre a partire dal quale la produzione di gas come il C_2 e il CN, è aumentata rapidamente [Opitom et al., 2013] mentre prima c'era principalmente solo polvere più CO e CO_2 che non emettono nel visibile [Meech et al., 2013; O'Rourke et al., 2013].

Ciò che si vede è, in alcuni casi, un differenza tra i profili dell' $Af\rho$ nelle bande B e V rispetto ai dati in R e I, probabilmente dovuti proprio alla presenza del gas, ma in entrambi i casi la chioma non sembra seguire un modello ideale. Infatti, si può notare che i profili radiali dell' $Af\rho$ in funzione di ρ , nelle bande R e I, sono caratterizzati da un forte aumento nei primi $\sim 3000 - 8000$ km dal nucleo (a seconda della data di osservazione), seguito da una morbida diminuzione a distanze dal nucleo maggiori. Invece, i profili nelle bande B e V mostrano un tratto crescente per una distanza maggiore dall'optocentro ed un andamento più costante a distanze cometocentriche maggiori, che deriva dalla maggior contaminazione del gas nelle prime due bande, il cui contributo è molto importante soprattutto nelle immagini di Novembre in cui la cometa si stava avvicinando al Sole. Questo dà un'idea dell'effetto del gas sul profilo dell' $Af\rho$: nelle bande B e V l'influenza del gas provoca uno sbrodolamento del profilo, rendendo il segnale più simile a quello di una chioma ideale. I valori della posizione del picco corrispondente a questo cambiamento di pendenza dell' $Af\rho$, rispetto al centro della cometa, nei diversi profili ottenuti, sono riportati in tabella 4.4, sia in pixel che in chilometri.

L'andamento crescente, nella prima parte della curva, è dovuto al profilo radiale

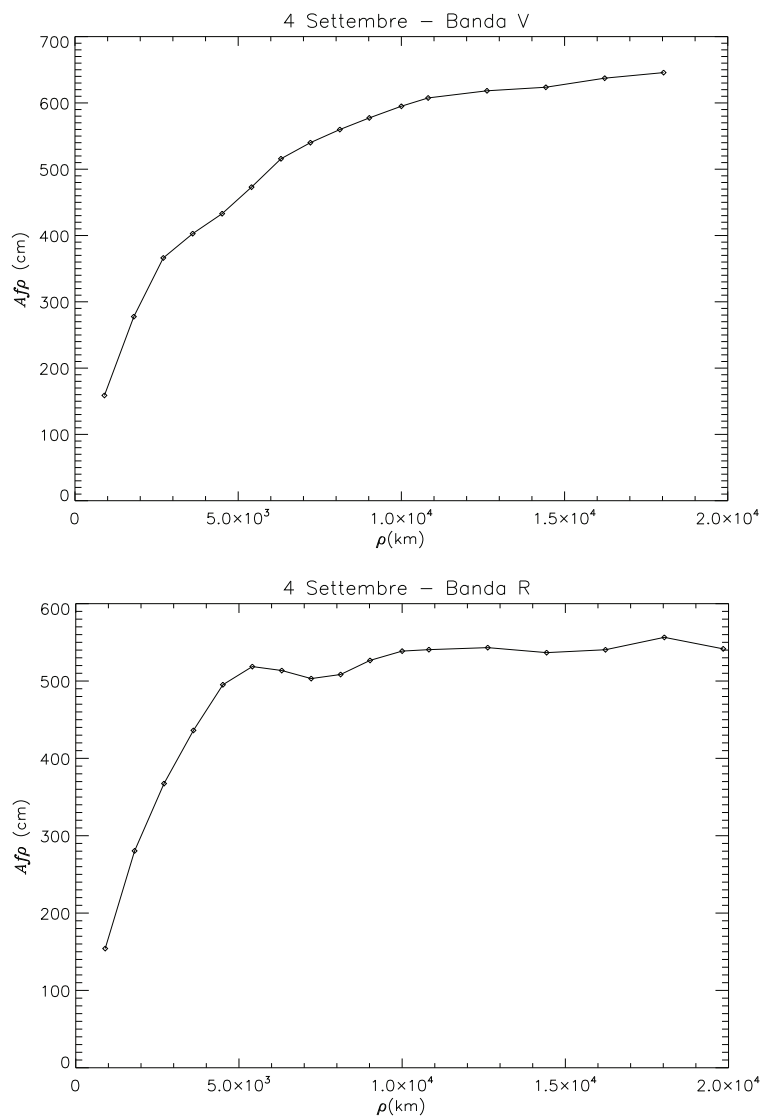


Figura 4.1: Andamento dell' Afp al variare della distanza ρ in data 4 Settembre nei filtri V (*in alto*) ed R (*in basso*).

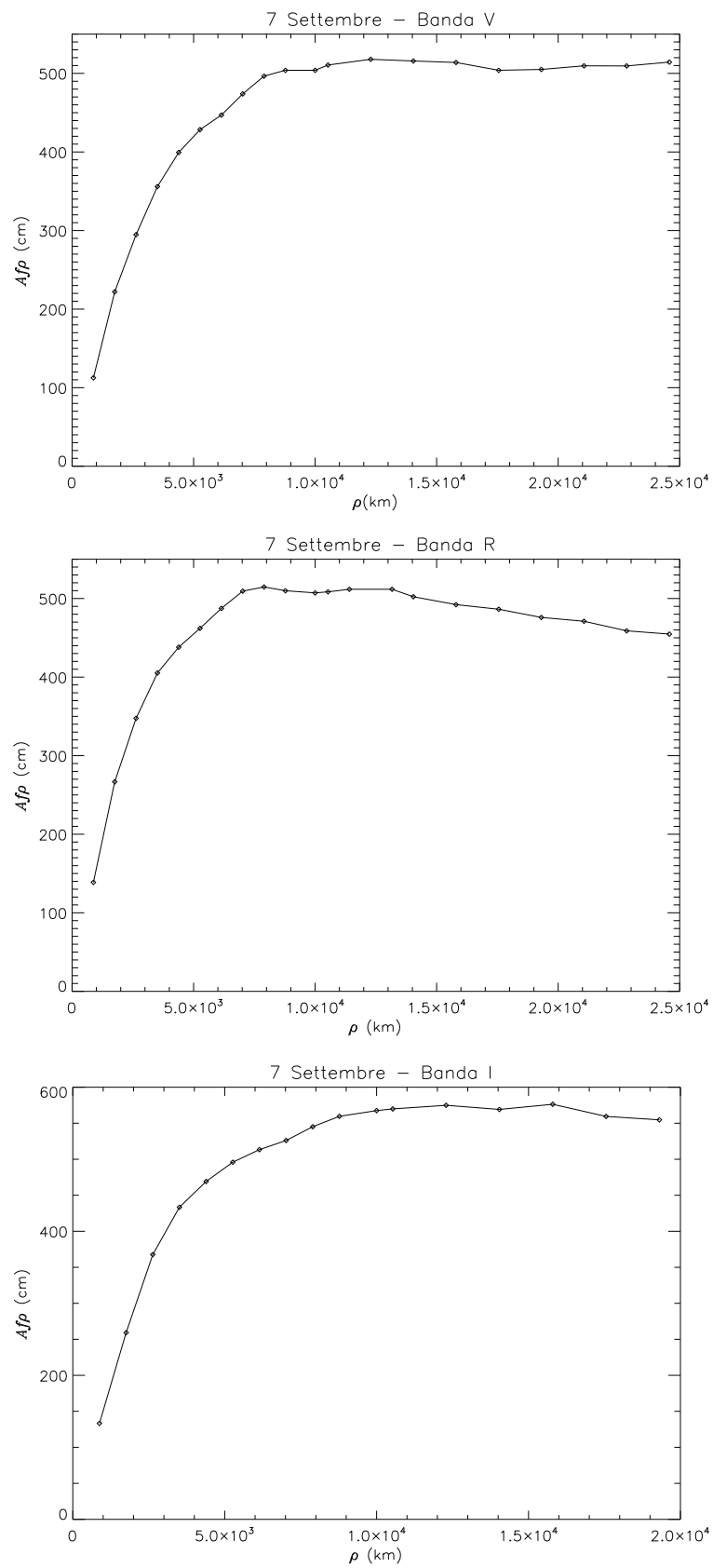


Figura 4.2: Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 7 Settembre nei filtri V (in alto), R (al centro) e I (in basso).

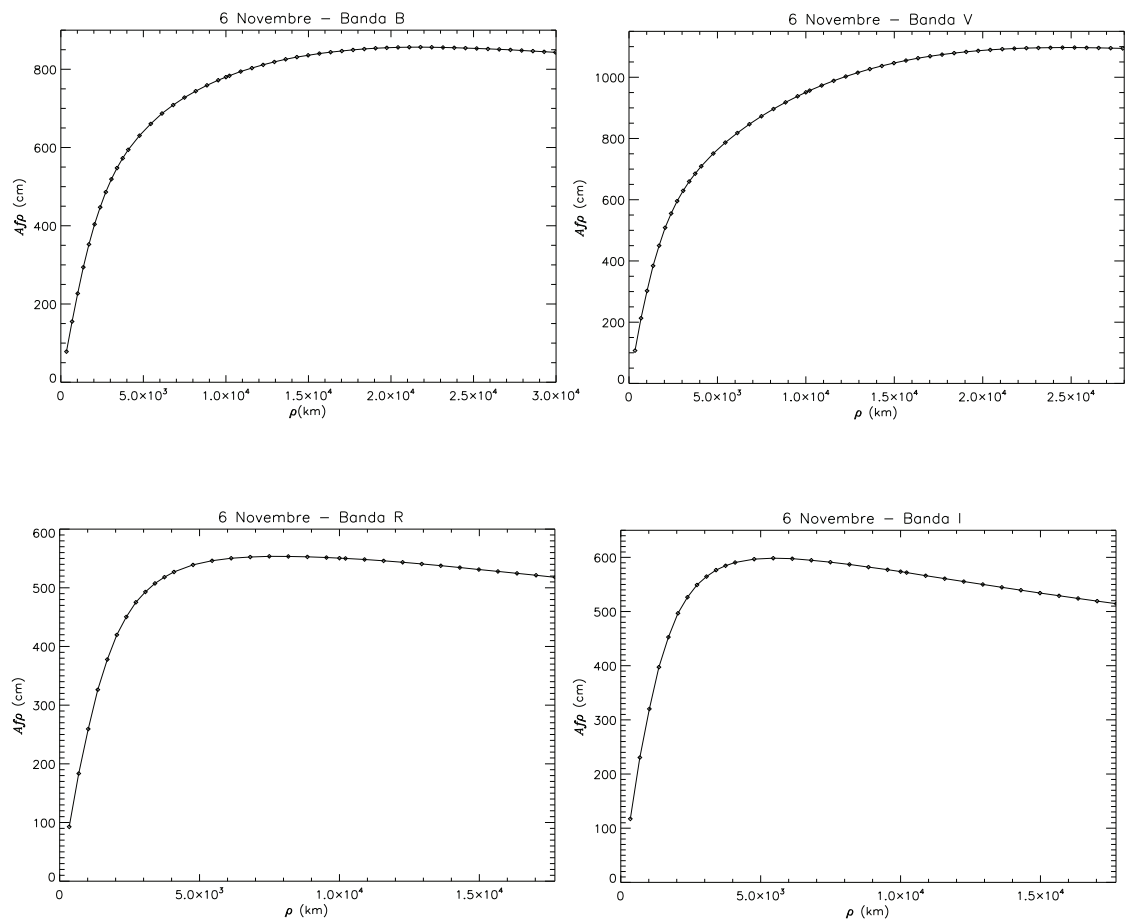


Figura 4.3: Andamento dell' Afp al variare della distanza ρ in data 6 Novembre nei filtri B (in alto a sinistra), V (in alto a destra), R (in basso a sinistra) e I (in basso a destra).

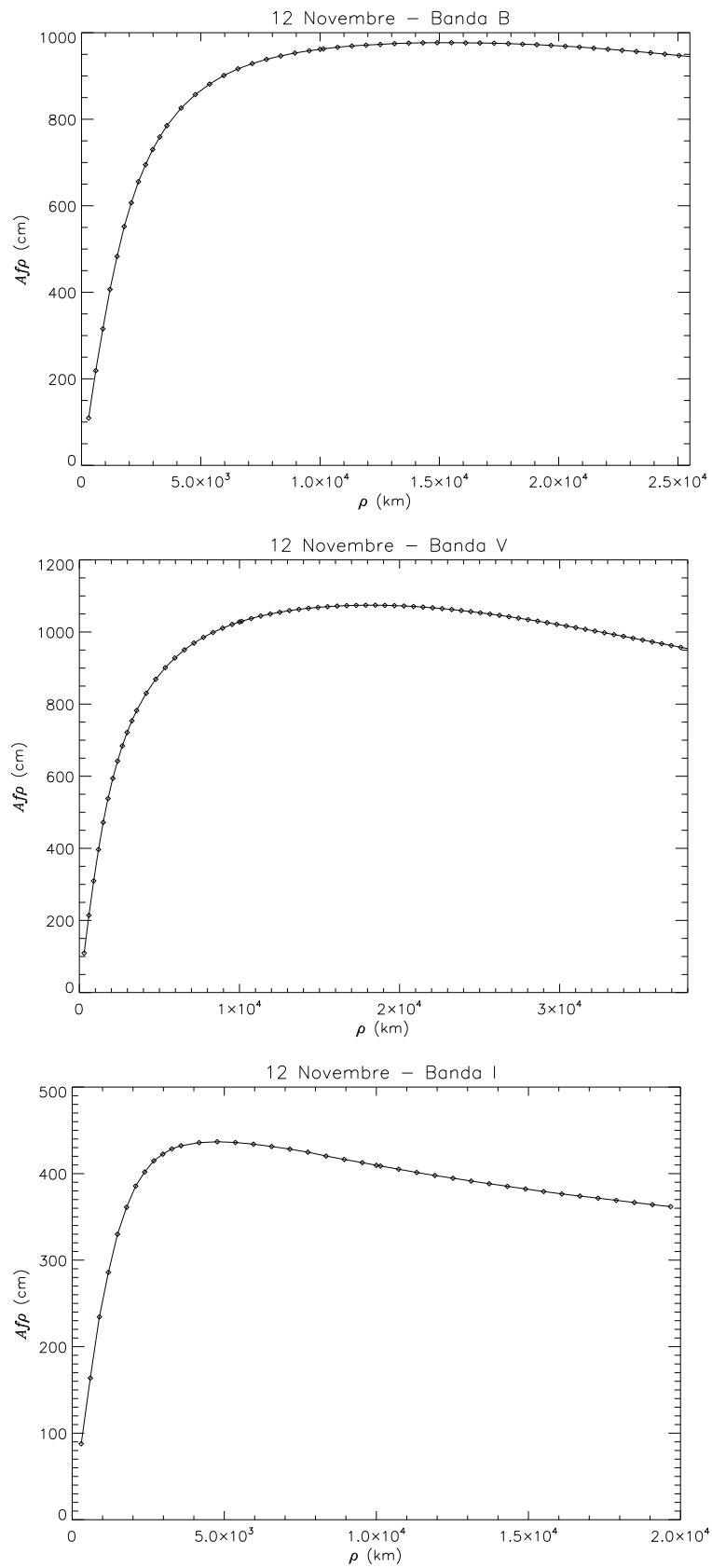


Figura 4.4: Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 12 Novembre nei filtri B (in alto), V (al centro) e I (in basso).

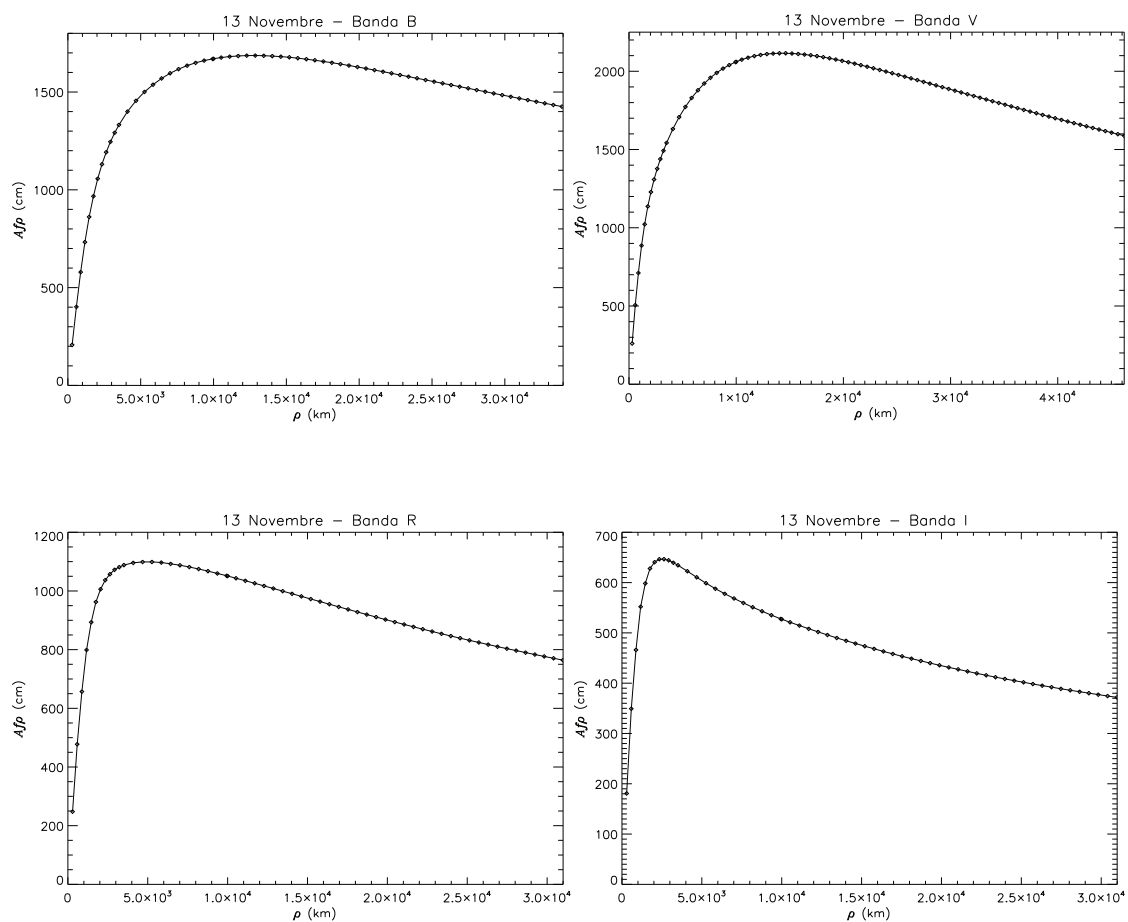


Figura 4.5: Andamento dell' $Af\rho$ al variare della distanza ρ in data 13 Novembre nei filtri B (in alto a sinistra), V (in alto a destra), R (in basso a sinistra) e I (in basso a destra).

Tabella 4.3: Dimensione stimata della chioma di polvere in pixel e in chilometri nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.

Data	Banda	Dimensione chioma	
		Pixel	Chilometri
04 Settembre	V	3	5410
	R	4	7213
	I	4	7213
07 Settembre	B	3	5266
	V	6	10532
	R	6	10532
	I	7	12287
06 Novembre	B	82	55834
	V	82	55830
	R	54	36778
	I	42	28603
12 Novembre	B	76	45322
	V	86	51282
	I	33	19674
13 Novembre	B	98	57303
	V	113	66065
	R	58	33911
	I	55	32152

Tabella 4.4: Distanza dal centro del nucleo della cometa del picco dell' $Af\rho$ nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.

Data	Banda	Distanza picco	
		Pixel	Chilometri
04 Settembre	V	10	18033
	R	3	5410
	I	2.5	4508
07 Settembre	B	5.5	9655
	V	5	8776
	R	4.5	7899
	I	5	8776
06 Novembre	B	26	17703
	V	31	21106
	R	11	7492
	I	8	5448
12 Novembre	B	26	15505
	V	31	18486
	I	8	4770
13 Novembre	B	22	12864
	V	24	14032
	R	9	5262
	I	4.5	2631

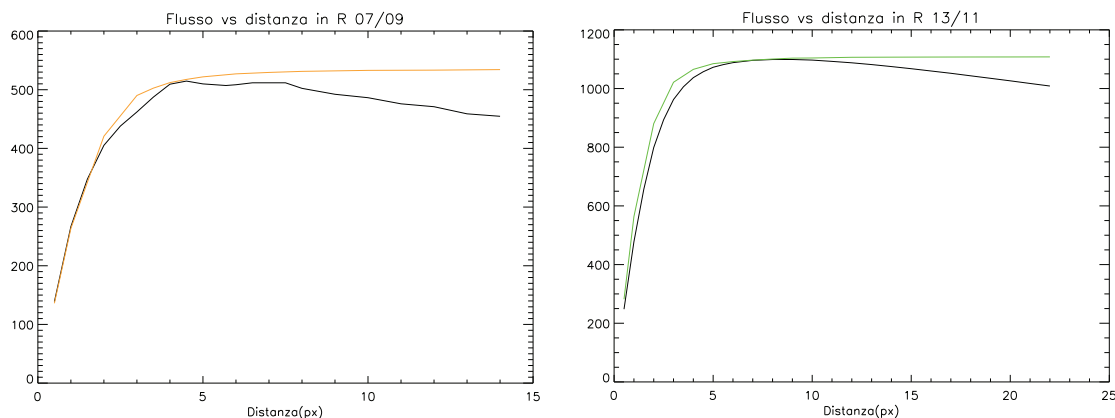


Figura 4.6: Esempi dell'andamento di una chioma ideale convoluta per il seeing confrontato con i profili dell' $Af\rho$ al variare della distanza per un'immagine di Settembre (*a sinistra*) e una di Novembre (*a destra*).

dell' $Af\rho$ interpolato per la PSF, e quindi dovuto al seeing, come si può vedere in figura 4.6 dove sono mostrati esempi dell'andamento di una chioma ideale convoluta per il seeing confrontato con i profili dell' $Af\rho$ al variare della distanza dal nucleo della cometa.

Anche se l' $Af\rho$ fosse quasi indipendente da ρ , non si potrebbe concludere immediatamente che la cometa stia emettendo polvere con velocità costante o con un'isotropia perfetta. Lontano dal nucleo quando lo stato stazionario non è più valido, l' $Af\rho$ comincia a decrescere. Infatti, la pressione di radiazione solare può introdurre una dipendenza lineare di queste funzione da ρ , che diventa evidente solo su grandi scale.

Poiché le condizioni di una chioma cometaria in uno stato stazionario, cioè rappresentata da un semplice modello di emissione (senza vaporizzazione delle particelle di ghiaccio né frammentazione della polvere) con velocità di espansione costante e senza variazioni del tasso di produzione della polvere, si tradurrebbero in un $Af\rho$ indipendente dell'apertura, il suo cambiamento di pendenza potrebbe indicare che la natura della polvere rilasciata e/o il suo movimento siano soggetti a variazioni. Il fatto che avvengano variazioni evidenti potrebbe essere spiegato con un cambiamento nella dimensione e/o composizione della popolazione di grani di polvere o con un improvviso cambiamento nell'attività cometaria. Dato che è stato visto lo stesso andamento in ogni notte di osservazione, questo andamento dei profili non può essere dovuta a un cambiamento drammatico dell'attività. La forma di questi profili potrebbe indicare quindi che una frazione della componente solida della chioma si è distrutta mentre viaggiava verso l'esterno [Lara et al., 2004].

Una spiegazione interessante per la ripidezza dei profili dell' $Af\rho$ vicino al nucleo fu proposta da Tozzi et al. per la cometa C/2000 WM1 (LINEAR) [Tozzi et al., 2004]. Questi autori interpretarono i dati come una prova della presenza di materiali organici nella polvere emessa, che sublimano mentre sono riscaldati dalla radiazione solare. Una spiegazione simile fu proposta anche per la cometa 9P/Tempel 1 da Tozzi et al. ma invocando una diversa natura dei grani di polvere [Tozzi et al.,

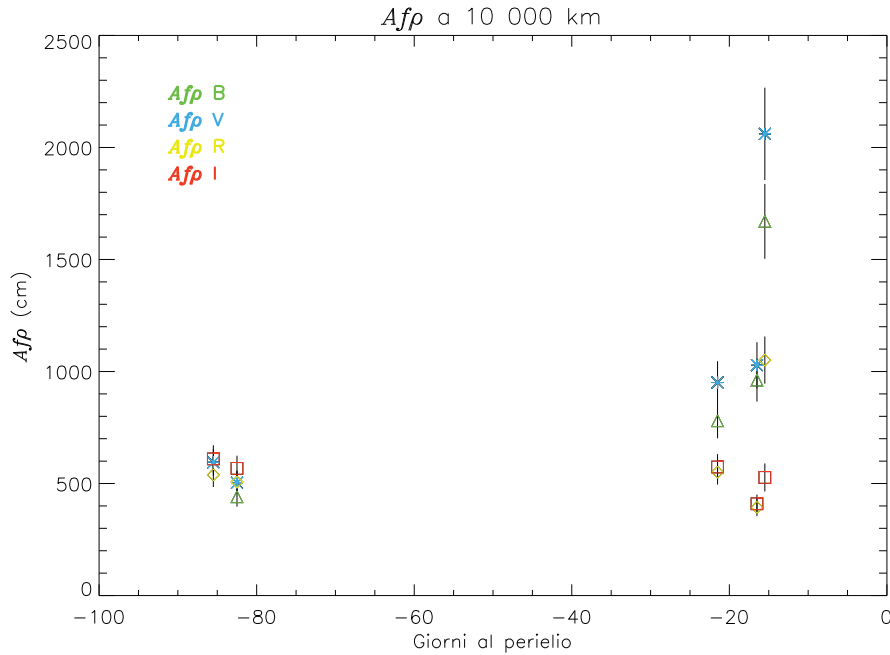


Figura 4.7: Andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda B (*triangoli*), V (*asterischi*), R (*rombi*) e I (*quadrati*).

2007].

Tendenze simili dell' $Af\rho$ in funzione di ρ , tra cui il forte aumento a piccole ρ con una lunghezza di scala paragonabile, sono stati già osservati in diverse altre comete a varie distanze eliocentriche [Bertini et al., 2012]. Possiamo citare a riguardo i dati delle comete C/1999 S4 (LINEAR) [Bonev et al., 2002; Tozzi & Licandro, 2002], C/2000 WM1 (LINEAR) [Lara et al., 2004; Tozzi et al., 2004], 9P/Tempel 1 [Tozzi et al., 2007], C/2007 N3 (Lulin) [Woodward et al., 2011] e 67P/Churyumov-Gerasimenko [Tozzi et al., 2011]. In realtà non esistono comete che si comportano in modo perfettamente ideale ma l'approssimazione di chioma ideale è utile per capire l'andamento generale delle comete.

Abbiamo deciso di calcolare sistematicamente i valori dell' $Af\rho$ a una distanza di 10 000 km dal nucleo perchè molti dati in letteratura sono riferiti alla distanza standard di 10 000 km che permette di campionare la parte interna della chioma senza l'influenza della coda (infatti, come si può vedere in tabella 4.3 l'estensione apparente della chioma a simmetria sferica nel mese di Novembre è superiore a 10 000 km). In figura 4.7 sono mostrati i valori dell' $Af\rho$, nelle diverse bande per la distanza di riferimento, in funzione dei corrispondenti giorni che mancavano alla data del perielio. Si può vedere che il tasso di produzione di polvere è aumentato nei giorni più vicini al perielio ad un ritmo più alto di quanto visto in altre comete, come ad esempio quelle della famiglia di Giove che hanno un andamento più smussato. Questo è dovuto al fatto che la cometa C/2012 S1 era una cometa dinamicamente nuova, entrata nel Sistema Solare interno per la prima volta, quindi aveva ancora tutto il materiale refrattario che le comete periodiche perdono nei successivi passaggi

Tabella 4.5: Valore dell' $Af\rho$ a 10 000 km dal centro del nucleo della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I (questi dati sono mostrati nella figura 4.7)

Data	$Af\rho$ (cm)			
	B	V	R	I
04/09	-	595 ± 59	539 ± 54	610 ± 61
07/09	441 ± 44	504 ± 50	507 ± 51	568 ± 57
06/11	780 ± 78	951 ± 95	551 ± 55	574 ± 57
12/11	962 ± 96	1028 ± 103	394 ± 39	410 ± 41
13/11	1670 ± 167	2061 ± 206	1051 ± 105	527 ± 53

al perielio, inoltre è passata molto vicina al Sole subendo in modo maggiore gli effetti della radiazione solare.

In tabella 4.5, sono riportati i valori degli $Af\rho$ mostrati in figura 4.7. L'errore nelle misure dell' $Af\rho$ è dovuto principalmente all'errore relativo alla calibrazione fotometrica, che è stimato essere dell'ordine del 10%, considerando un errore attorno al 10 % sulle misure dalla calibrazione assoluta in flusso, come già assunto in precedenti studi cometari fotometrici analoghi [Bertini et al., 2012, 2009; Lara et al., 2011; Schulz et al., 2003; Tozzi et al., 2007].

4.1.1 Correzione dell' $Af\rho$ per angolo di fase

Mentre sotto condizioni ideali la quantità $Af\rho$ è indipendente dall'apertura e dalla lunghezza d'onda (per un'approssimazione di polvere grigia), è dipendente dall'angolo di fase osservativo α (cioè l'angolo tra il Sole, la cometa e l'osservatore). Infatti, le particelle di polvere nelle chiome delle comete mostrano diverse efficienze di scattering con l'angolo di fase. C'è una forte crescita nella direzione di scattering in avanti, e un picco molto minore a piccoli angoli di scattering all'indietro. Quasi tutte le comete sono osservate ad angoli di fase tra 0° e 100° , ma anche entro questo range l'effetto di fase può raggiungere fino a un fattore 3, e molto di più ad angoli di fase maggiori, che però non rientrano nel nostro caso. Per confrontare opportunamente misure dei valori dell' $A(\alpha)f\rho$ ottenuti a vari angoli di fase (in date diverse), sia che per una singola cometa che per un gruppo di oggetti, deve essere applicata una normalizzazione per correggere questo effetto di fase causato dalle proprietà di scattering della luce intrinseche della polvere a diversi angoli di fase. In questo modo possono essere misurate solo le variazioni causate dai cambiamenti temporali dell'attività cometaria.

Abbiamo quindi applicato una correzione per angolo di fase nei valori di $A(\alpha)f\rho$ presentati in precedenza, in quanto l'angolo di fase della cometa varia da 15.2° a 73.7° durante l'intera campagna osservativa, e gli effetti della funzione di fase potrebbero essere significativi. Adottando una semplice funzione di fase per singole

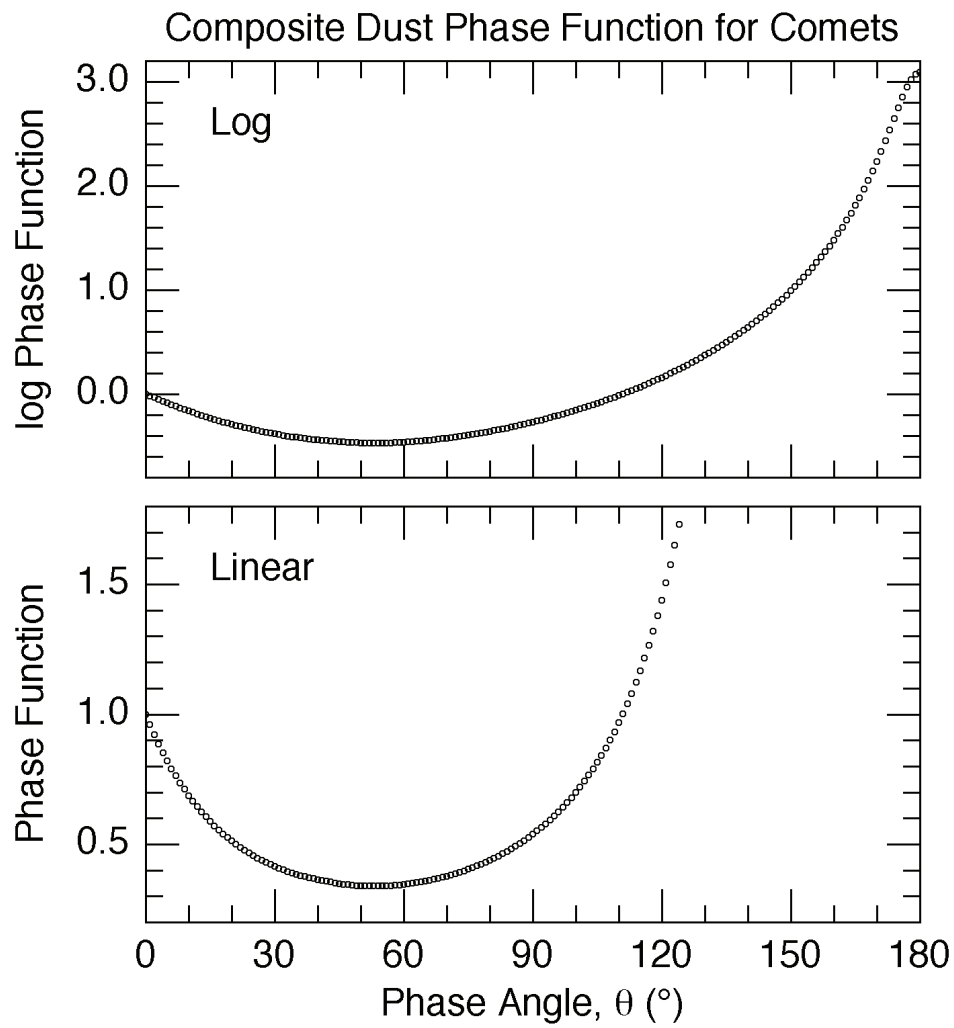


Figura 4.8: Andamento della curva di fase usata come modello per la correzione per angolo di fase, nello spazio lineare e logaritmico.

Tabella 4.6: Valore dell' $Af\rho$ corretto per angolo di fase a 10 000 km dal centro del nucleo della cometa durante le date di osservazione nelle bande B, V, R e I (questi dati sono mostrati nella figura 4.9)

Data	$A(0)f\rho$ (cm)			
	B	V	R	I
04/09	-	1013 ± 101	917 ± 92	1039 ± 104
07/09	773 ± 77	884 ± 88	889 ± 89	995 ± 99
06/11	2267 ± 227	2764 ± 276	1600 ± 160	1668 ± 167
12/11	2521 ± 252	2694 ± 269	1030 ± 103	1074 ± 107
13/11	4204 ± 420	5187 ± 519	2645 ± 265	1327 ± 132

particelle di polvere derivata da Schleicher (2010), i valori dell' $Af\rho$ misurati possono essere corretti in $A(0)f\rho$, il valore atteso se la cometa fosse stata ad un angolo di fase nullo durante l'osservazione. Schleicher ha costruito una funzione di fase composta per lo scattering della luce del Sole ad opera dei grani di polvere nelle chiome cometarie, il cui andamento, in scala logaritmica e lineare, è mostrato in figura 4.8 in funzione dell'angolo di fase in gradi. Per distinguere questa curva dalle altre, è stata indicata come la funzione di fase HM, per le sorgenti delle due componenti che la costituiscono: Halley e Marcus. La curva di Halley per angoli di fase minori proviene da un lavoro precedente dello stesso autore [Schleicher et al., 1998] che sembra fornire una ragionevole corrispondenza con le osservazione di comete con angoli di fase tra $\sim 15^\circ$ e $\sim 70^\circ$. Una precedente funzione di fase per la polvere cometaria era stata costruita da Divine [1981], tuttavia, c'è una prova evidente che la curva di Divine è troppo poco profonda ad angoli di fase minori [Schleicher et al., 1998], e non cresce abbastanza velocemente a grandi angoli di fase [Marcus, 2007]. Mentre Marcus ha interpolato una funzione di Henyey-Greenstein su una varietà di insiemi di dati ad angoli di fase intermedi e grandi [Marcus, 2007], ma questa curva è anch'essa troppo poco profonda a piccoli angoli di fase ($< 15^\circ$), mentre la curva derivata da Schleicher et al. per la cometa Halley non è utile a grandi angoli di fase ($> 55^\circ$). Per questo motivo Schleicher ha dapprima creato una curva composta unendo la funzione di Halley con la curva di Divine, e poi ha creato una curva composta riveduta nel Maggio del 2010 unendo la curva della Halley a piccoli angoli di fase con una curva di Marcus ad angoli maggiori.

I valori dell' $Af\rho$ a 10 000 km nelle diverse bande corretti per angolo di fase sono riportati nella tabella 4.6 e disegnati in funzione dei giorni che mancano al perielio in figura 4.9. Come si può vedere, l'andamento non cambia, questo perché le nostre osservazioni sono state fatte ad angoli di fase dove la curva di fase era pressoché piatta.

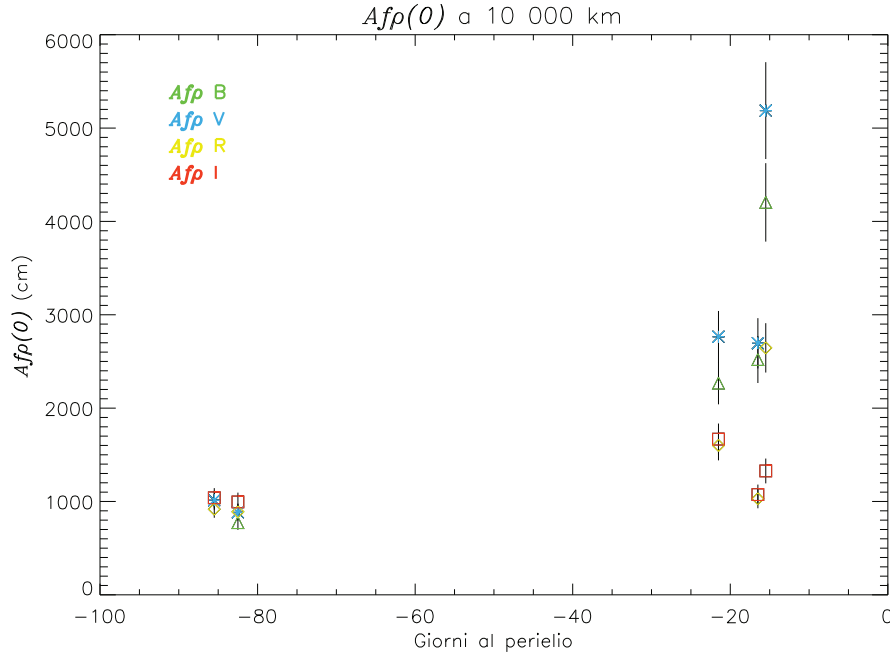


Figura 4.9: Andamento del valore dell' $Af\rho$ corretto per angolo di fase alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda B (*triangoli*), V (*asterischi*), R (*rombi*) e I (*quadrati*).

4.2 Andamento dei profili radiali

Un altro modo per analizzare il comportamento generale della chioma di polvere è attraverso i profili mediati in azimuth dell'intensità del continuo intorno all'optocentro della cometa nelle immagini nelle varie bande. Questi profili danno suggerimenti sulla applicabilità del modello di fontana ideale alla chioma della cometa. Nel modello a fontana ideale [Eddington, 1910; Wallace et al., 1958], una chioma ideale a simmetria sferica in uno stato stazionario è prodotta da una sorgente di intensità continua. Per una semplice chioma in uno stato stazionario, la luminosità superficiale dovrebbe seguire un andamento come ρ^{-1} , con ρ la distanza lineare proiettata dal nucleo [Jewitt & Meech, 1987].

Questa intensità può quindi essere descritta come una linea retta con pendenza $m = -1$ se espressa in una rappresentazione logaritmica in funzione di ρ . Deviazioni da una pura relazione inversa con la distanza riflettono cambiamenti nella componente della polvere nella cometa. Molti processi possono rendere più ripidi o più piatti i profili di luminosità. Per esempio, l'accelerazione della polvere o un flusso di polvere laterale possono aumentare la pendenza, mentre gli effetti di alta profondità ottica e sorgenti estese o secondarie agiscono per appiattirlo. Per comete che mostrano profili più ripidi di $m = -1$, può giocare un ruolo importante anche l'evaporazione dei grani, tipicamente di natura organica [Farnham, 2009]. Anche la frammentazione della polvere o la sublimazione dei ghiacci dalla superficie dei grani possono far aumentare o diminuire la pendenza, e la modulazione del tasso di produzione di

polvere può produrre cambiamenti insoliti nel profilo [Farnham, 2009].

Per ottenere il profilo d'intensità medio della chioma, l'immagine della cometa è stata trasformata in coordinate polari con l'optocentro come centro del sistema di coordinate. Prima di procedere oltre abbiamo scartato i primi pixel intorno all'optocentro della cometa, corrispondenti alla dimensione del disco di seeing. Questo è stato fatto per rimuovere dall'analisi l'appiattimento artificiale dei profili causato dal loro sovracampionamento nella parte interna perché la pixel scale era più piccola rispetto al disco di seeing. Il disco di seeing è stato misurato durante ogni sessione di osservazione attraverso l'analisi fotometrica delle stelle di campo. In pratica, è stata calcolata la FWHM media delle stelle di campo e considerato che questa corrispondesse a 2 volte il raggio del seeing. Questo risulta nel considerare una distanza maggiore di ~ 4000 km dal centro della cometa all'inizio della nostra campagna di osservazioni e maggiore di ~ 2000 km alla fine delle osservazioni, a causa della distanza geocentrica diminuita. Poi, grazie al comando `linfit` di IDL, sono state eseguite interpolazioni ai minimi quadrati dell'andamento del $\log(intensit)$ in funzione del $\log(\rho)$. Gli intervalli di pixel entro cui sono state calcolate le rette interpolatrici sono riportati in tabella 4.9 in cui il limite superiore di ρ è stato determinato come nell'analisi dell' $Af\rho$ e corrisponde alla dimensione della chioma sferica. L'andamento dei profili radiali nelle diverse date di osservazione sono riportati, insieme alle rette interpolatrici, nelle figure 4.10, 4.11, 4.12, 4.13 e 4.14, corrispondenti ciascuna a una diversa notte di osservazione. I picchi di luminosità osservati a grandi distanze cometocentriche sono dovuti alla presenza di stelle di fondo.

Questi grafici del logaritmo della luminosità superficiale ($mag \text{ arcsec}^{-2}$) in funzione del logaritmo della dimensione angolare (km), dovrebbero mostrare un gradiente logaritmico pari a $m = -1$, se la chioma della cometa C/2012 S1 seguisse un profilo di fontana ideale. In realtà, le nostre misure di m cadono all'interno dell'intervallo $[-1.97, -0.77]$. Dal momento che le pendenze della luminosità sono misurate fino a distanze dal nucleo pari all'estensione della chioma nella direzione del Sole, non è una sorpresa che esse devino dal rigoroso criterio $m = -1$, poiché nella loro determinazione sono incluse sezioni della chioma dove la pressione di radiazione sta già agendo.

Infatti, Jewitt & Meech hanno studiato questa relazione e mostrato che quando sono tenuti in considerazione gli effetti della pressione di radiazione, la pendenza può diventare più ripida. Questi autori hanno mostrato che un caso limite di un profilo di chioma in stato stazionario distorto dalla pressione di radiazione solare, è rappresentato da una pendenza di $m = -1.5$. In generale molte misure dei profili di brillantezza superficiale delle comete tendono a cadere nell'intervallo di $-2 < m < -1$ [Bertini et al., 2009; Jewitt & Meech, 1987; Schulz et al., 2003]. Pendenze ripide di m , vicino al valore -2 , sono anche associate a fenomeni di violento ed improvviso aumento di luminosità (cioè ai cosiddetti outbursts) [Bertini et al., 2012]. L'irripidimento dei profili in corrispondenza con gli eventi di outburst è un fenomeno già osservato in altre comete (per esempio la 29P/Schwassmann-Wachmann 1 [Nakamura et al., 1991] e la 73P/Schwassmann-Wachmann 3 [Bertini et al., 2009; Bonev et al., 2008])

I valori delle pendenze, m , delle rette d'interpolazione sono schematizzati in tabella 4.7 per le diverse notti di osservazione e bande. Da questi valori si vede come le immagini di Settembre (figure 4.10 e 4.11) abbiano un rumore piuttosto alto, so-

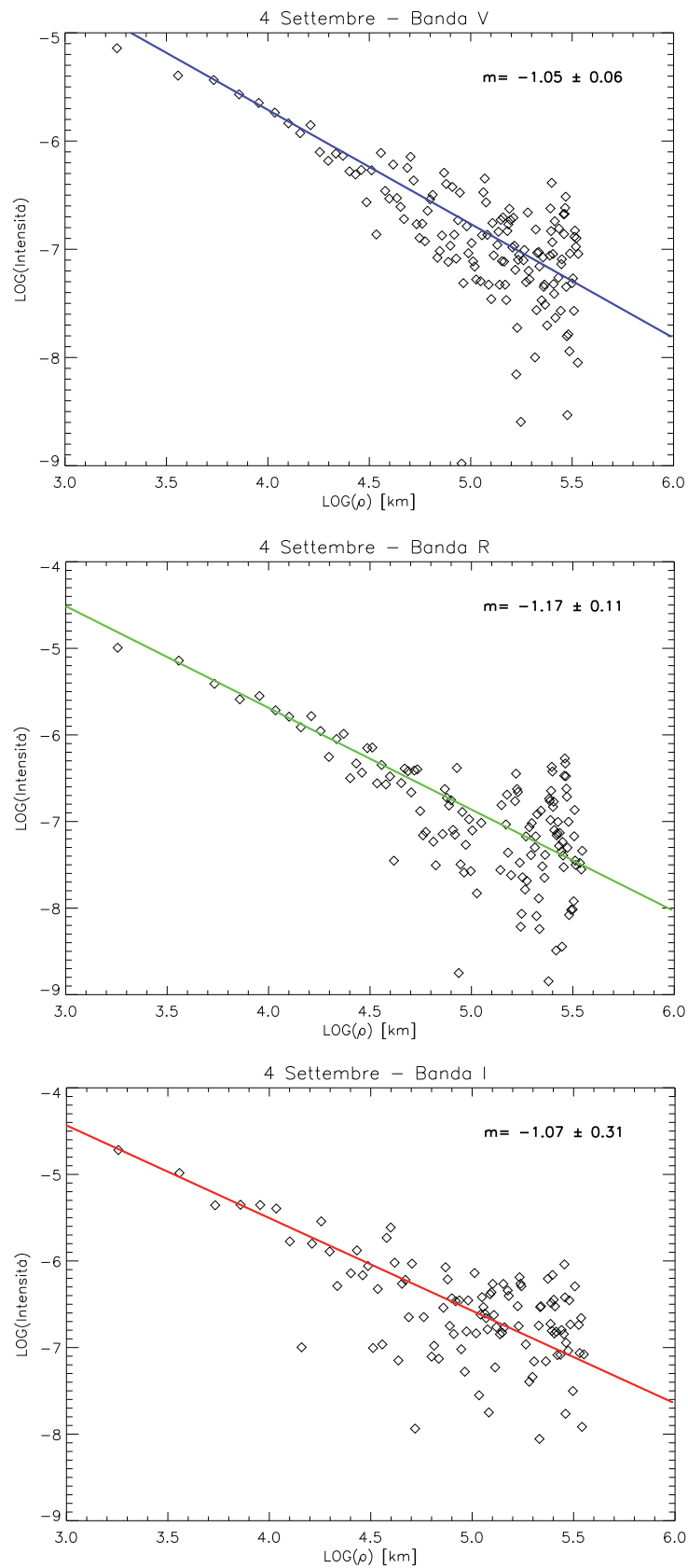


Figura 4.10: Andamento del profilo d'intensità al variare della distanza ρ (in km) in data 4 Settembre nei filtri V (*in alto*), R (*al centro*) e I (*in basso*).

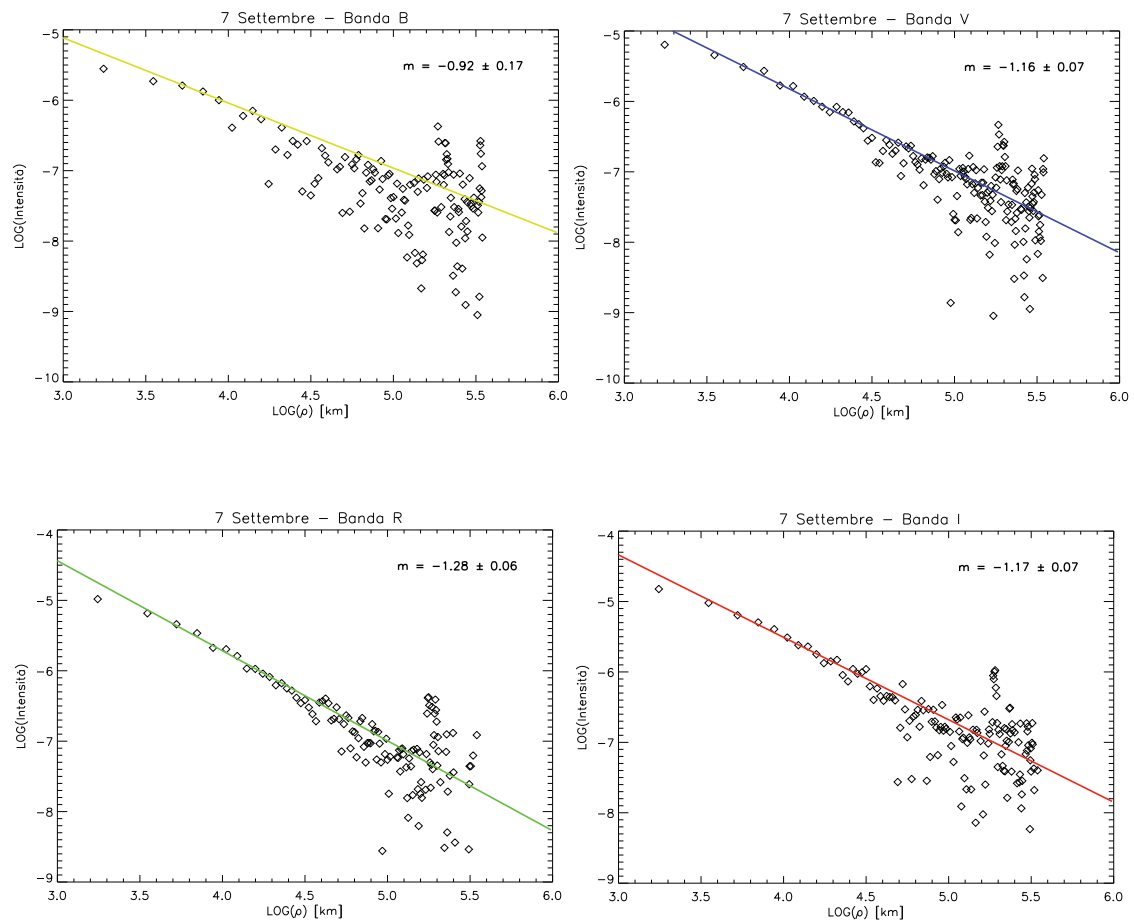


Figura 4.11: Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 7 Settembre nei filtri B (*in alto a sinistra*), V (*in alto a destra*), R (*in basso a sinistra*) e I (*in basso a destra*).

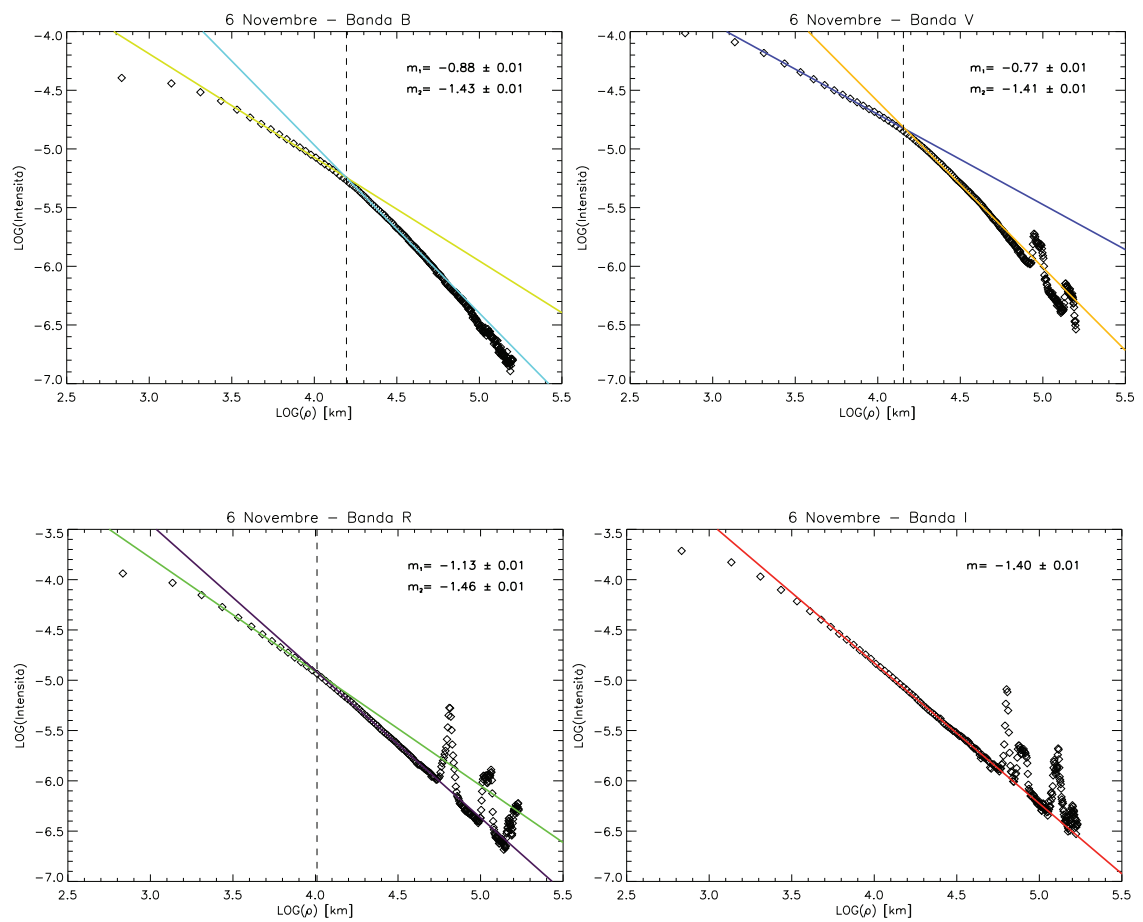


Figura 4.12: Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 6 Novembre nei filtri B (in alto a sinistra), V (in alto a destra), R (in basso a sinistra) e I (in basso a destra).

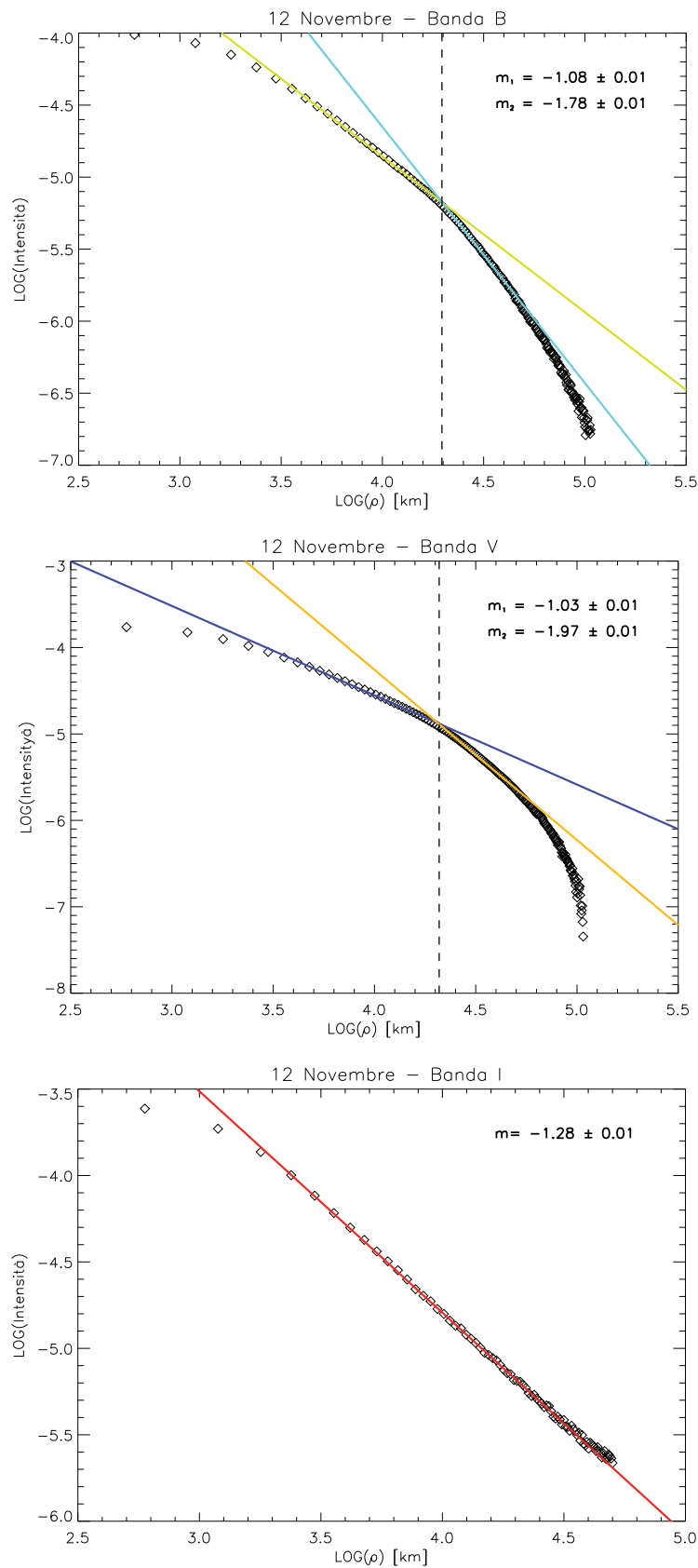


Figura 4.13: Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 12 Novembre nei filtri B (*in alto a sinistra*), V (*in alto a destra*), R (*in basso a sinistra*) e I (*in basso a destra*).

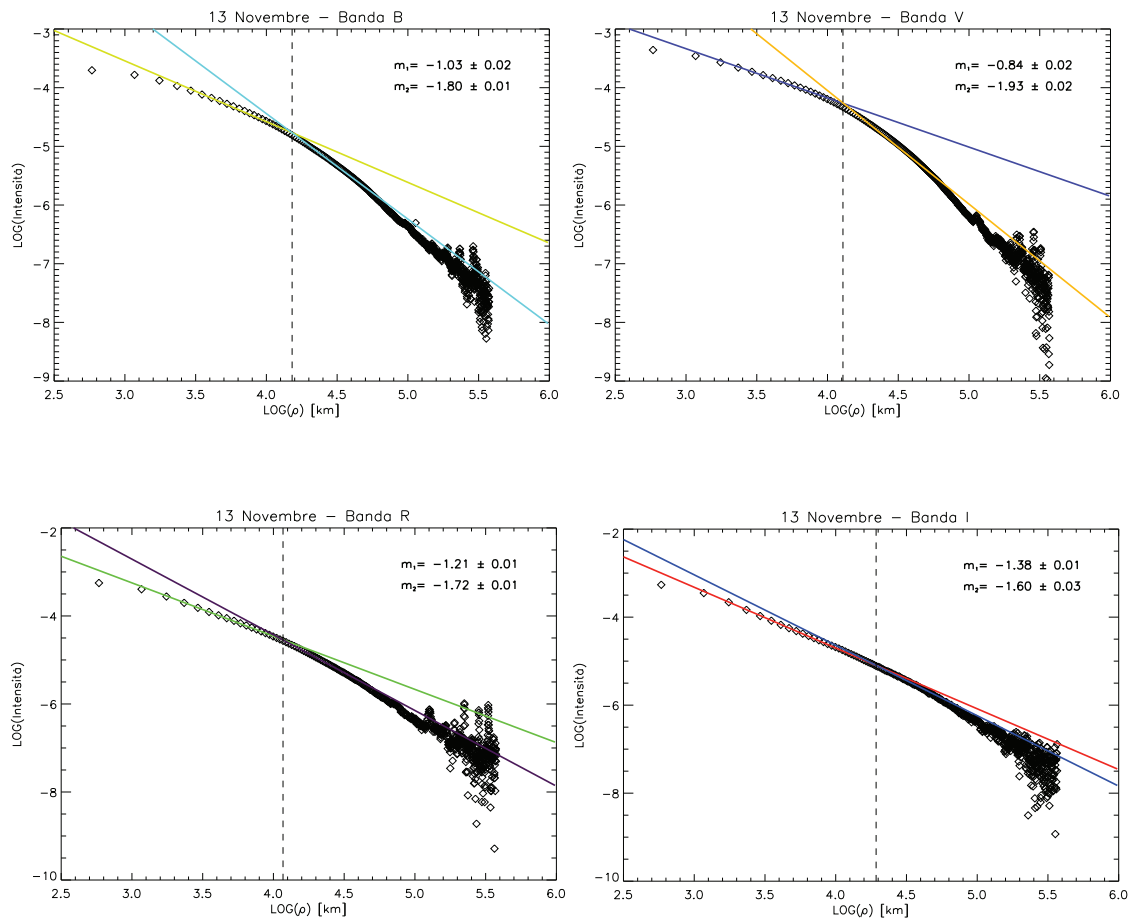


Figura 4.14: Andamento del profilo d'intensità al variare di ρ in data 13 Novembre nei filtri B (*in alto a sinistra*), V (*in alto a destra*), R (*in basso a sinistra*) e I (*in basso a destra*).

Tabella 4.7: Pendenze delle rette d'interpolazione dei profili radiali nelle date di osservazione e nelle bande B, V, R e I.

Data	Banda	Retta 1	Retta 2
04/09	V	-1.05 ± 0.06	
	R	-1.17 ± 0.11	
	I	-1.07 ± 0.31	
07/09	B	-0.92 ± 0.17	
	V	-1.16 ± 0.07	
	R	-1.28 ± 0.06	
	I	-1.17 ± 0.07	
06/11	B	-0.88 ± 0.01	-1.43 ± 0.01
	V	-0.77 ± 0.01	-1.41 ± 0.01
	R	-1.13 ± 0.01	-1.46 ± 0.01
	I	-1.40 ± 0.01	
12/11	B	-1.08 ± 0.01	-1.78 ± 0.01
	V	-1.03 ± 0.01	-1.97 ± 0.01
	I	-1.28 ± 0.01	
13/11	B	-1.03 ± 0.02	-1.80 ± 0.01
	V	-0.84 ± 0.02	-1.93 ± 0.02
	R	-1.21 ± 0.01	-1.72 ± 0.01
	I	-1.38 ± 0.01	-1.60 ± 0.03

Tabella 4.8: Distanza dal centro del nucleo della cometa del punto di flesso dei profili radiali nelle date di osservazione e per le bande in cui è presente.

Data	Banda	Distanza flesso	
		Pixel	Chilometri
06 Novembre	B	22	14980
	V	20	13617
	R	15	10216
12 Novembre	B	33	19680
	V	35	20871
13 Novembre	B	26	15203
	V	19	11108
	R	19	11108
	I	40	23383

prattutto il profilo radiale dell'immagine in I del 4 Settembre che mostra un errore su m superiore al 30%. Invece, gli errori sul calcolo di m sono sempre minori del 10% per le immagini di Novembre. Gli alti errori sulla pendenza a Settembre sono dovuti al piccolo numero di pixel coinvolti nell'analisi (si veda la tabella 4.9). A Settembre, la cometa appariva, infatti, molto piccola e con un basso rapporto segnale/rumore, mentre tale situazione era nettamente migliore nel mese di Novembre. Questi risultati più o meno rumorosi spiegano bene le differenze riscontrate negli andamenti dell' $Af\rho$ nel mese di Settembre (figure 4.1 e 4.2) rispetto ai profili ottenuti nel mese di Novembre (figure 4.3, 4.4 e 4.5).

Nei profili corrispondenti alle immagini dell'ultimo mese (figure 4.12, 4.13 e 4.14) abbiamo notato, in alcuni casi, anche due pendenze diverse della curva d'intensità per i dati in B, V, R e I. Per questo abbiamo utilizzato due rette per interpolare i punti. Per determinare tali rette abbiamo prima individuato il punto in cui cambia la pendenza delle curve, i valori della distanza dal centro cui si trova questo punto di flesso sono raccolti in tabella 4.8. Dove è presente una sola retta d'interpolazione, il comportamento della chioma della cometa C/2012 S1 è coerente con un modello di fontana ideale in cui vengono presi in considerazione gli effetti della pressione di radiazione. Questo può essere spiegato con un cambiamento della natura della polvere emessa, come la sua frammentazione o dalla sublimazione dei ghiacci dalla superficie dei grani. In alcuni profili radiali potrebbe essere notata un'ulteriore pendenza oltre alle due già citate. In realtà la terza pendenza non è reale, ma dovuta a un residuo di segnale del fondo cielo, che non è facile da sottrarre.

La presenza di punti di flesso nei profili radiali può essere correlata con l'andamento dei profili dell' $Af\rho$ descritti nella sezione precedente, che mostrano che la chioma della cometa devia da uno stato ideale nella parte esterna. Per questo

Tabella 4.9: Distanze minime e massime (in pixel) tra cui sono state calcolate le pendenze delle rette d'interpolazione dei profili radiali nelle diverse date di osservazione e bande.

Data	Banda	Retta 1		Retta 2	
		Inizio	Fine	Inizio	Fine
04/09	V	3 px	6 px		
		5410 km	10820 km		
	R	2 px	8 px		
		3607 km	14426 km		
	I	3 px	6 px		
		5410 km	10820 km		
07/09	B	3 px	5 px		
		5266 km	8777 km		
	V	2 px	10 px		
		3511 km	17553 km		
	R	2 px	8 px		
		3511 km	14042 km		
I	2 px	10 px			
		3511 km	17553 km		
06/11	B	4 px	21 px	22 px	82 px
		2724 km	14299 km	14980 km	55153 km
	V	3 px	19 px	20 px	82 px
		2043 km	12936 km	13617 km	55149 km
	R	3 px	14 px	15 px	54 px
		2043 km	9535 km	10216 km	36097 km
	I	6 px	42 px		
		4086 km	17707 km		
12/11	B	5 px	32 px	33 px	76 px
		2982 km	19083 km	19680 km	48304 km
	V	5 px	34 px	35 px	86 px
		2982 km	20275 km	20871 km	59632 km
	I	3 px	33 px		
		1789 km	19675 km		
13/11	B	4 px	25 px	26 px	98 px
		2339 km	14618 km	15203 km	53209 km
	V	3 px	18 px	19 px	113 px
		1754 km	10524 km	11108 km	56711 km
	R	3 px	19 px	20 px	58 px
		1754 km	11108 km	11693 km	58465 km
	I	2 px	40 px	41 px	55 px
		1169 km	25137 km		

sarà utile fare un confronto tra la posizione dei picchi delle curve dell' $Af\rho$ e quella dei punti di flesso dei profili radiali (si veda la tabella 5.1 nel capitolo seguente). I risultati riguardo i profili dell' $Af\rho$ e i profili radiali d'intensità puntano verso un'immagine comune di una cometa entro i limiti di una chioma in stato stazionario distorta dalla pressione di radiazione solare eccetto vicino al nucleo, dove la polvere emessa sembra seguire un profilo ideale.

Questi profili ripidi potrebbero quindi essere influenzati da uno o più fattori: la pressione di radiazione che agisce sulla polvere, o cambiamenti temporali nelle proprietà ottiche dei grani, cioè la sublimazione dei grani di ghiaccio, che cambiano la loro dimensione o l'albedo, oppure un'espansione non isotropa [Lin et al., 2012].

4.3 Analisi del colore

Informazioni aggiuntive sulla polvere emessa possono essere derivate dall'analisi dei colori della luce diffusa dalle particelle stesse. Il parametro spesso usato negli studi cometari è il cosiddetto colore normalizzato, o reddening, misurato in $\%/1000$ [Jewitt & Meech, 1986]. Questo può essere misurato usando i valori dell'intensità del flusso della cometa relativo al flusso del Sole nelle diverse bande [Bonev et al., 2002] con la seguente formula:

$$S'_{\lambda_1, \lambda_2} = \frac{20 \cdot 10^{0.4\Delta m} - 1}{\Delta\lambda \cdot 10^{0.4\Delta m} + 1}. \quad (4.2)$$

Dove $\Delta\lambda = \lambda_2 - \lambda_1$, con $\lambda_2 > \lambda_1$, (micron) è la differenza tra le lunghezze d'onda tra cui si calcola il reddening, $\Delta m(\text{mag})$ è la differenza tra il colore della polvere e il colore del Sole (nel nostro caso i colori V-R e R-I). Per quest'ultimo abbiamo fatto riferimento ai colori contenuti in Holmberg et al. [2006]. Il fattore 20, invece, deriva dall'espansione dell'equazione del gradiente di riflettività normalizzato tra le lunghezze d'onda λ_1 e λ_2 , nell'approssimazione che la riflettività sia una funzione lineare della lunghezza d'onda nell'infrarosso.

I valori del reddening della polvere sono stati calcolati mediando sui 10 000 km più interni della chioma al fine di evitare effetti di eventuali residui di fondo cielo, come in Bertini et al. [2012], e sono mostrati nella tabella 4.10 insieme con i colori V-R e R-I. Le stime degli errori presenti nella tabella sono ottenute tramite la propagazione delle incertezze sulle misure del flusso, stimando un'errore del 10% su queste ultime.

In sostanza, ci aspettiamo solo il contributo della polvere nel colore R-I, mentre nel V-R ci può essere una forte contaminazione da parte del gas (a causa della presenza delle righe di emissione dei gas cometari nel V). Ed in effetti è uno dei risultati che vediamo, con il colore R-I che rimane abbastanza costante avvicinandosi al perielio quindi marcatore del comportamento della polvere (se ci fosse troppa contaminazione del gas cambierebbe col tempo), mentre il colore V-R diminuisce. Questo è dovuto al fatto che quando la cometa si avvicina al perielio aumenta l'emissione di gas [Opitom et al., 2013], quindi la luminosità aumenta, la magnitudine in V diminuisce, e anche il colore V-R diminuisce a sua volta. I risultati, per quanto riguarda il colore R-I, mostrano una polvere moderatamente arrossata nella cometa ISON rispetto al colore solare, con un colore normalizzato compreso tra 2.7 e 8.2

Tabella 4.10: Colori V-R e R-I della chioma della cometa e colore normalizzato R-I a 10000 km dall'optocentro nelle diverse date di osservazione

Data	Colore (mag)		Reddening (%/1000Å)
	R-I	V-R	
04 Settembre	0.47 ± 0.10	0.25 ± 0.10	8.23
07 Settembre	0.46 ± 0.10	0.36 ± 0.10	7.42
06 Novembre	0.38 ± 0.10	-0.24 ± 0.10	2.75
12 Novembre	0.38 ± 0.10	-0.69 ± 0.10	2.68

%/1000 Å. Per i colori V-R, nel mese di Novembre i risultati ottenuti sono tutti negativi, questo perché, come abbiamo già detto, la magnitudine in V è influenzata dalla presenza di gas.

Usando le nostre immagini a banda larga calibrate in flusso, abbiamo ottenuto mappe di colore bidimensionali. Nelle figure 4.15 e 4.16 riportiamo esempi di immagini di reddening R-I e V-R corrispondenti ai dati del 4 e 7 Settembre e del 6 Novembre. Le immagini di Settembre sono troppo rumorose e non forniscono informazioni utili in quanto il cambiamento nel colore è dell'ordine del rumore. Sono presenti due immagini per data perché nelle seconde abbiamo espanso i limiti della barra di colore per aumentare il contrasto e facilitare la lettura (ma polvere con colori negativi o molto positivi non è realistica) e anche in questo caso non vediamo chiare evidenze di differenti valori di colore nella polvere della cometa.

Per quanto riguarda l'immagine del 6 Novembre, nel V-R si vede chiaramente un alone circolare più blu rispetto alla chioma di polvere. È la presenza del gas, la cui crescente influenza era già stata sottolineata nell'interpretazione dai valori del V-R a 10 000 km che diventano sempre più bassi. Infatti la color bar ha alti valori di limite a causa degli eccezionali valori negativi di V-R.

Un alone più blu si vede anche nel colore R-I e si potrebbe pensare che analogamente sia dovuto a una minima contaminazione del gas, però, i valori R-I alla distanza di 10 000 km (marcata con un cerchio nelle mappe di colore 2D in figura 4.16), praticamente costanti durante le osservazioni, indicano che invece la contaminazione del gas a tale distanza in R ed I è minima e di conseguenza l'alone blu potrebbe anche essere dovuto a caratteristiche della polvere, come una natura diversa o una variazione delle proprietà ottiche dei grani di polvere all'interno della chioma circolare. Comunque, il reddening resta dell'ordine del 10% rispetto al centro fotometrico alla distanza di 10 000 km.

Un'ulteriore interpretazione per il colore più blu nella chioma fu fornito da Bertini et al. [2009] che avevano trovato nella cometa 73P/Schwassmann-Wachmann 3 una struttura ad arco, più blu della chioma circostante, che sembrava provenire dal nucleo approssimativamente all'inizio di un'altra struttura, identificata come un getto. Secondo questi autori, la differenza di colore tra l'arco e la chioma circostante implicava che le proprietà di scattering (cioè la natura intima) delle particelle di polvere variasse dopo essere stata emessa dal nucleo, in particolare, il colore più

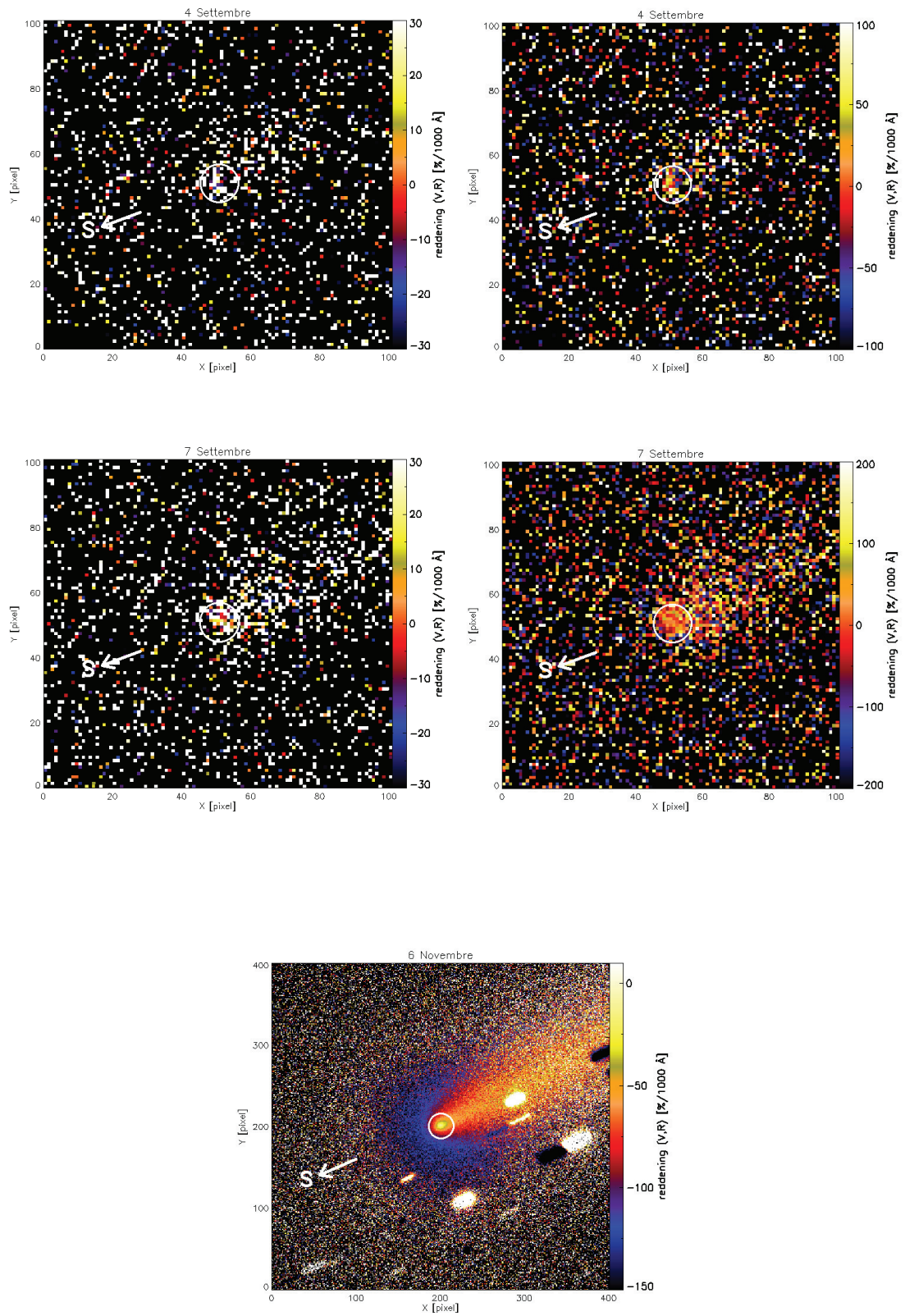


Figura 4.15: Immagini bidimensionali del colore V-R nelle diverse notti di osservazione.

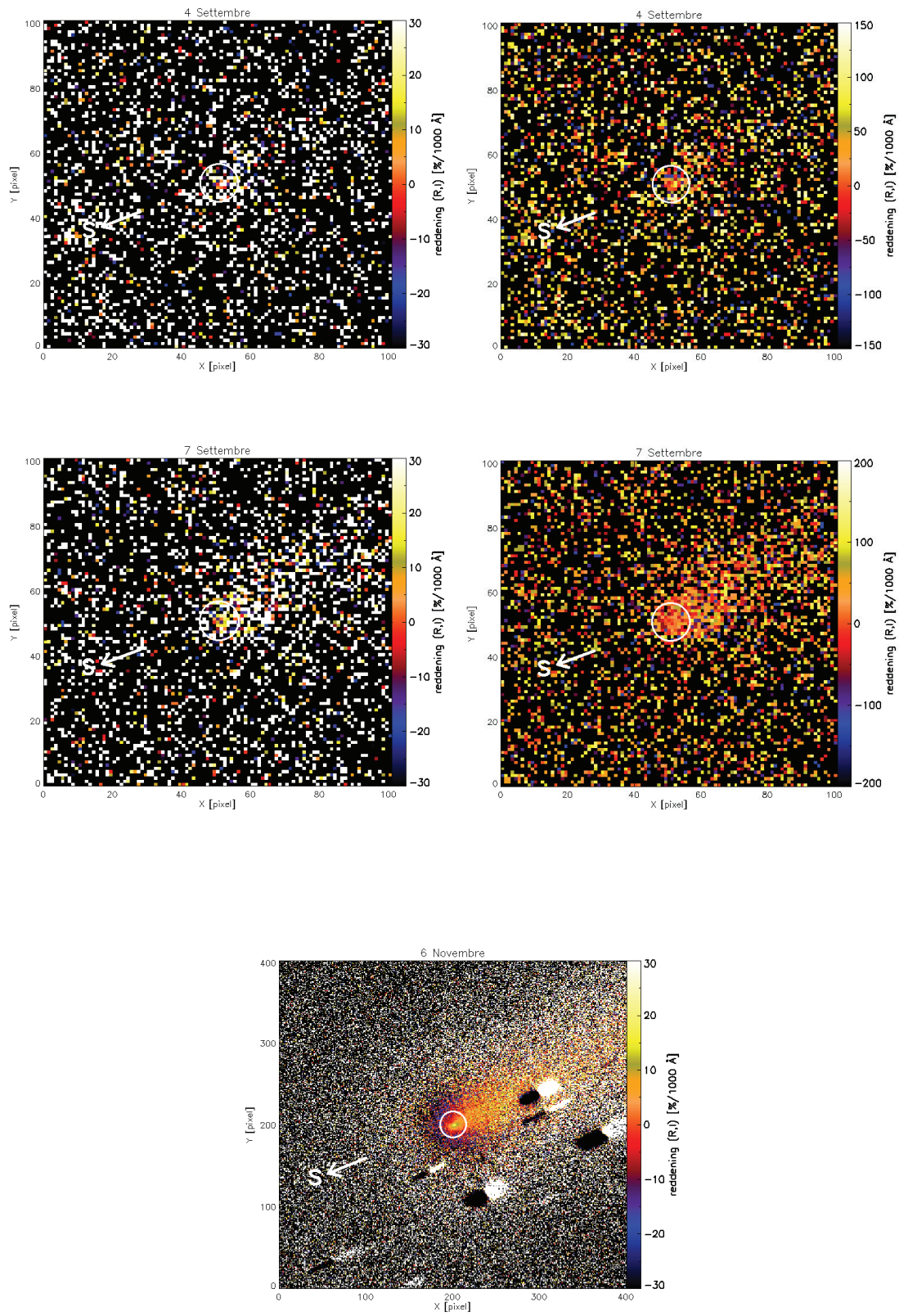


Figura 4.16: Immagini bidimensionali del colore R-I nelle diverse notti di osservazione.

blu dell'arco vicino al nucleo poteva essere interpretato qualitativamente come una frammentazione di particelle puramente silicatiche. Da un'analisi con un modello di scattering di Mie, assumendo una composizione della polvere puramente silicatica, le particelle più grandi sono state trovate essere più blu di quelle più piccole, quindi la polvere passava da più blu a più rossa a causa della frammentazione di materiale silicatico dovuto all'azione della radiazione solare [Bertini et al., 2009]. Il cambiamento di colore misurato potrebbe, quindi, indicare una differenza nella distribuzione delle dimensioni della polvere (con grani grandi più abbondanti) nella direzione del Sole rispetto alla polvere nel resto della chioma.

Un effetto analogo è stato osservato nel getto creato dalla Deep Impact sulla cometa 9P/Tempel 1, che appariva più blu della chioma, ed è stato spiegato con la presenza di una sovrappopolazione di grani da sub-micrometrici a micrometrici o con il fatto che i grani fossero più rifrangenti nel range blu che in quello rosso [Lara et al., 2007].

Un "inbluimento" del colore della polvere può anche essere associato con fenomeni di outbursts, come già osservato nelle comete 1P/Halley [Womack et al., 1994] e C/1999 S4 Linear durante la sua distruzione [Bonev et al., 2002].

4.3.1 Modello di scattering di Mie

Per derivare informazioni sulla natura della polvere emessa, abbiamo completato i calcoli con un modello di Mie con particelle sferiche e diverse composizioni della polvere. Sebbene siamo consapevoli che le particelle di polvere cometaria sono morfologicamente più complesse di sfere singole, possiamo notare che i calcoli di Mie possono approssimare bene le proprietà di scattering della polvere [Bertini et al., 2009]. Con la teoria di Mie è anche più facile investigare il comportamento di scattering per particelle di polvere molto più grandi della lunghezza d'onda della radiazione incidente. In questo elaborato, abbiamo interpretato i dati utilizzando un modello di scattering delle proprietà fotometriche della cometa ISON, ricavato in un lavoro precedente di Bertini et al. (2015, in produzione).

L'intervallo di dimensioni è stato fissato per estendersi da $0.1 \mu\text{m}$ a $10 \mu\text{m}$. Questa scelta è giustificata perché tiene conto del range di particelle che più probabilmente forniscono il contributo maggiore alla luminosità osservata alle lunghezze d'onda ottiche. Fissate la forma e la dimensione delle particelle di polvere, l'unico parametro che poteva variare nelle simulazioni era la composizione. Sono state tenute in considerazione la composizione puramente silicatica e gli organici refrattari, e miscele di silicati e organici, in quanto silicati ed organici sono, come ci si aspetta da molti studi precedenti, sia osservativi che teorici, i componenti principali della polvere cometaria [Bertini et al., 2007].

Una volta che le proprietà ottiche delle diverse componenti sono state definite, le loro proprietà di scattering sono state calcolate con un codice di Lorenz-Mie che fornisce come output i parametri di scattering finali per la distribuzione di dimensioni considerata entro il range di dimensioni scelto. Il risultato finale di questi calcoli sono mostrati in tabella 4.11, dove sono stati riportati i colori simulati B-V, V-R e R-I per diverse composizioni all'angolo di fase di $\alpha = 12^\circ$ delle osservazioni di Bertini et al. (2015, in produzione). Le composizioni della polvere andando da materiale puramente organico a miscele con silicati fino al $\sim 95\%$ in massa produ-

Tabella 4.11: Colori sintetici per diverse composizioni della polvere ad angoli di fase $\alpha = 12^\circ$ derivati da Bertini et al. (2015, in produzione). SI(X) e OR(Y) indicano la percentuale in massa X e Y dei silicati e degli organici nell'insieme, rispettivamente.

Composizione	B-V	V-R	R-I
Silicati	0.90	0.98	1.22
SI(99)/OR(1)	0.70	0.62	1.18
SI(98)/OR(2)	0.65	0.45	0.67
SI(95)/OR(5)	0.64	0.36	0.34
SI(90)/OR(10)	0.65	0.36	0.34
SI(70)/OR(30)	0.68	0.37	0.35
SI(50)/OR(50)	0.69	0.37	0.36
Organici	0.68	0.37	0.36

cono essenzialmente gli stessi colori, mostrando una forte dominanza del materiale organico nel comportamento di scattering della polvere, anche se presente in piccole percentuali.

Dal colore R-I abbastanza costante e dal V-R alto di settembre (dove la contaminazione del gas è minore) possiamo derivare un'interpretazione di polvere con alta percentuale di silicati rispetto agli organici in accordo col lavoro precedente dei dati della cometa ISON prima della congiunzione solare di Giugno. Secondo la tabella dello scattering di Mie (4.11), le misure di V-R e R-I della cometa ISON, per il mese di Settembre, suggeriscono un'alta percentuale di silicati, andando da $\sim 98\%$ fino a $\sim 95\%$ di silicati, anche se non abbiamo trovato una composizione sintetica che combacia perfettamente con i colori osservati. La cometa sembra quindi avere emesso una polvere dalle caratteristiche composizionali costanti durante tutta la sua apparizione.

Infine, il nostro modello di scattering non è in grado di confermare l'ipotesi citata precedentemente per spiegare la diminuzione dell' $Af\rho$ dopo il massimo, circa la sublimazione della componente organica, come sostenuto da Tozzi et al. [2004]. Questa interpretazione di polvere tendenzialmente silicatica confermerebbe invece la spiegazione del colore più blu della polvere come dovuto a una frammentazione di particelle puramente silicatiche.

4.4 Studio delle anisotropie della chioma

Le strutture nella chioma sono indicative dell'emissione anisotropa di gas e polvere dal nucleo. Dunque, identificazioni e misure corrette corrispondenti all'informazione spaziale delle strutture della chioma sono necessarie per un'accurata interpretazione delle osservazioni. L' $Af\rho$ descrive le strutture isotrope, le caratteristiche non isotrope nella chioma possono essere investigate meglio processando le immagini.

I dati nelle diverse bande sono stati analizzati con tecniche di intensificazione delle immagini per rivelare possibili strutture all'interno della chioma. In particolare, abbiamo utilizzato il gradiente rotazionale di Larson-Sekanina [Larson & Sekanina, 1984] e il filtraggio adattivo derivato di Laplace [Boehnhardt & Birkle, 1994]. L'algoritmo di Larson-Sekanina è uno strumento molto potente per individuare i dettagli più sottili delle strutture, ma è abbastanza sensibile al rumore. Questa tecnica consiste in una sottrazione diretta tra l'immagine ruotata e l'immagine originale (abbiamo scelto un angolo di rotazione di 30°). La procedura adattiva di Laplace è, al contrario, più robusta nell'individuare le strutture della chioma con un alto livello di rumore, ma l'appiattimento adattivo può anche influenzare i dettagli più fini, il che spesso ostacola le misure della dimensione delle strutture. Il filtro adattivo di Laplace è disponibile nell'European Southern Observatory Munich Image Data Analysis System (ESO-MIDAS). Questo applica un kernel Laplaciano a un'immagine logaritmicizzata, che può rimuovere tutte le variazioni graduali nei gradienti lineari e del secondo ordine. Un filtraggio adattivo significa cercare la banda di frequenza spaziale che contiene il relativo segnale, soprattutto per intensificare in modo adeguato le strutture in questa banda. Abbiamo quindi applicato la procedura *filter/adaptive* di MIDAS con il filtro di Laplace con i parametri scelti. La larghezza del filtro di Laplace è stata scelta dopo numerosi test per ottenere la migliore valorizzazione delle strutture della chioma e, contemporaneamente, maneggiare risultati paragonabili in date diverse. La soluzione migliore è stata trovata con una larghezza di 15, 23 e 31 pixel. Per la maggior parte delle immagini è stata selezionata un'apertura di 23 pixel come la migliore per effettuare la fotometria: è grande abbastanza da contenere una quantità significativa di flusso e abbastanza piccola da evidenziare la coda antisolare o le strutture della chioma.

Le figure 4.17, 4.18, 4.19, 4.20, 4.21 mostrano i risultati del processo di filtraggio, in cui sono evidenti la chioma della cometa e la coda. Abbiamo anche cercato la presenza di anisotropie nelle isofote della chioma interna delle immagini calibrate, come un'ulteriore verifica indipendente dell'esistenza di strutture. Le figure mostrano quindi un confronto tra le isofote delle immagini originali della cometa (pannelli di sinistra), le immagini processate attraverso l'algoritmo di Larson-Sekanina (pannelli centrali), e quelle elaborate con il filtraggio di Laplace (pannelli a destra). L'indice S segnala la direzione del Sole, mentre l'indice T quella della coda.

Durante il mese di Settembre le strutture possono a malapena essere notate, anche se potrebbero essere presenti, perché le immagini sono troppo rumorose per mostrare la loro eventuale presenza (per questo motivo non sono utilizzabili le immagini processate con l'algoritmo di Larson-Sekanina). Al contrario, nel mese di Novembre, le isofote delle immagini sono ben visibili e chiaramente allungate per effetto della radiazione solare. Inoltre, il nucleo ha mostrato la presenza di attività, caratterizzata dalla presenza di una piccola struttura nella direzione del Sole. Tale

piccola struttura, visibile come un accrescimento della chioma nella direzione solare, è presente solo nelle immagini filtrate con l'algoritmo di Larson-Sekanina.

Dal momento che il contributo da parte del gas e dell'emissione di ioni è piccolo in banda R, interpretiamo le strutture osservate come polvere che diffonde la luce del Sole. Infatti, in R e I tale struttura è più collimata perché in queste bande si vede di più la polvere, la quale è più collimata.

Non abbiamo trovato strutture nella direzione solare indicative di getti da cui, se fossero rimasti costanti per un certo periodo di tempo, sarebbe stato possibile ricavare l'inclinazione dell'asse di rotazione e quindi misure della variazione dell'asse di rotazione nel tempo. Questo perché il rapporto segnale/rumore non è stato eccezionale per tutta la durata delle osservazioni.

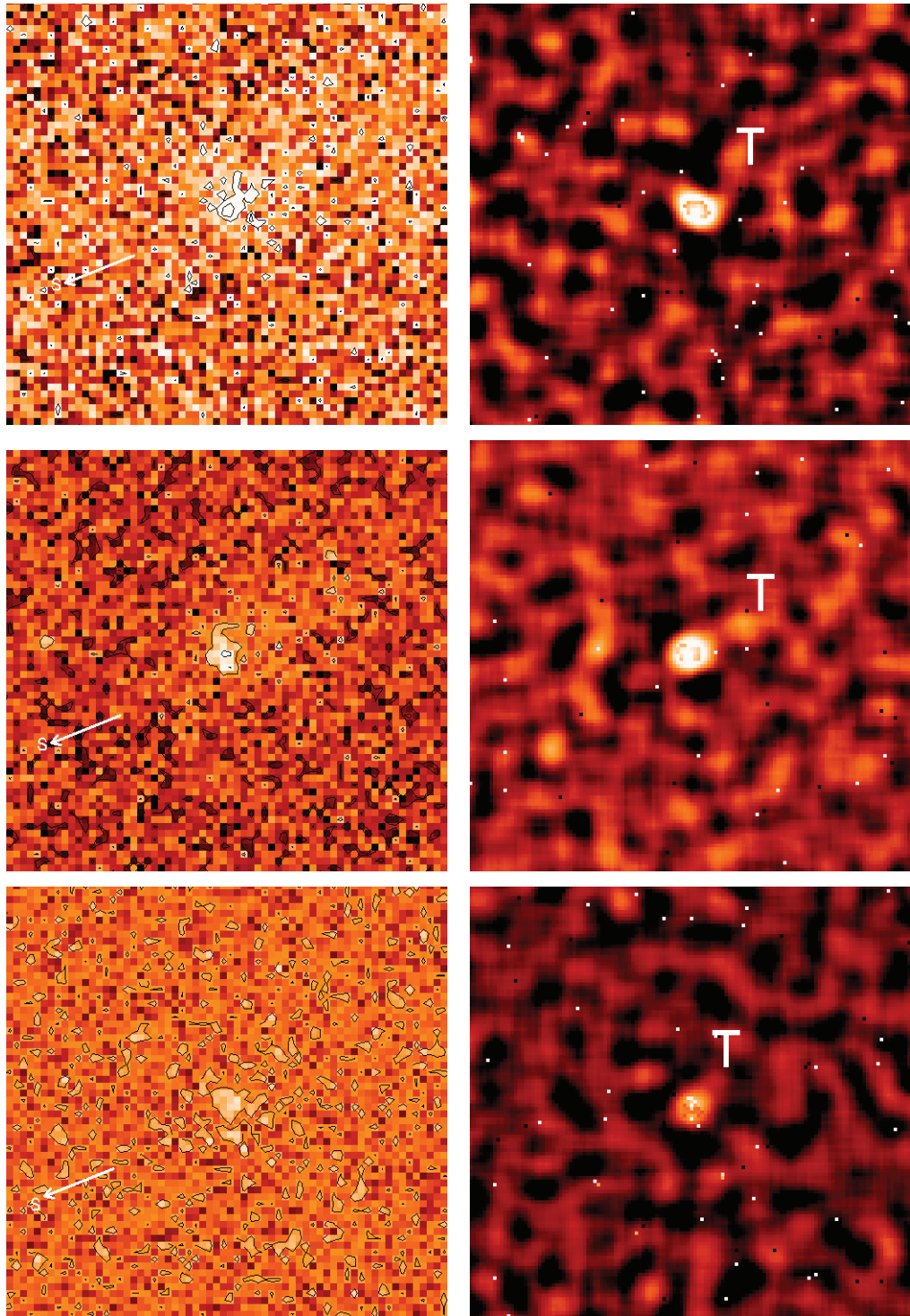


Figura 4.17: Strutture della chioma trovate in data 4 Settembre da dati nei filtri V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La prima e seconda colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande.

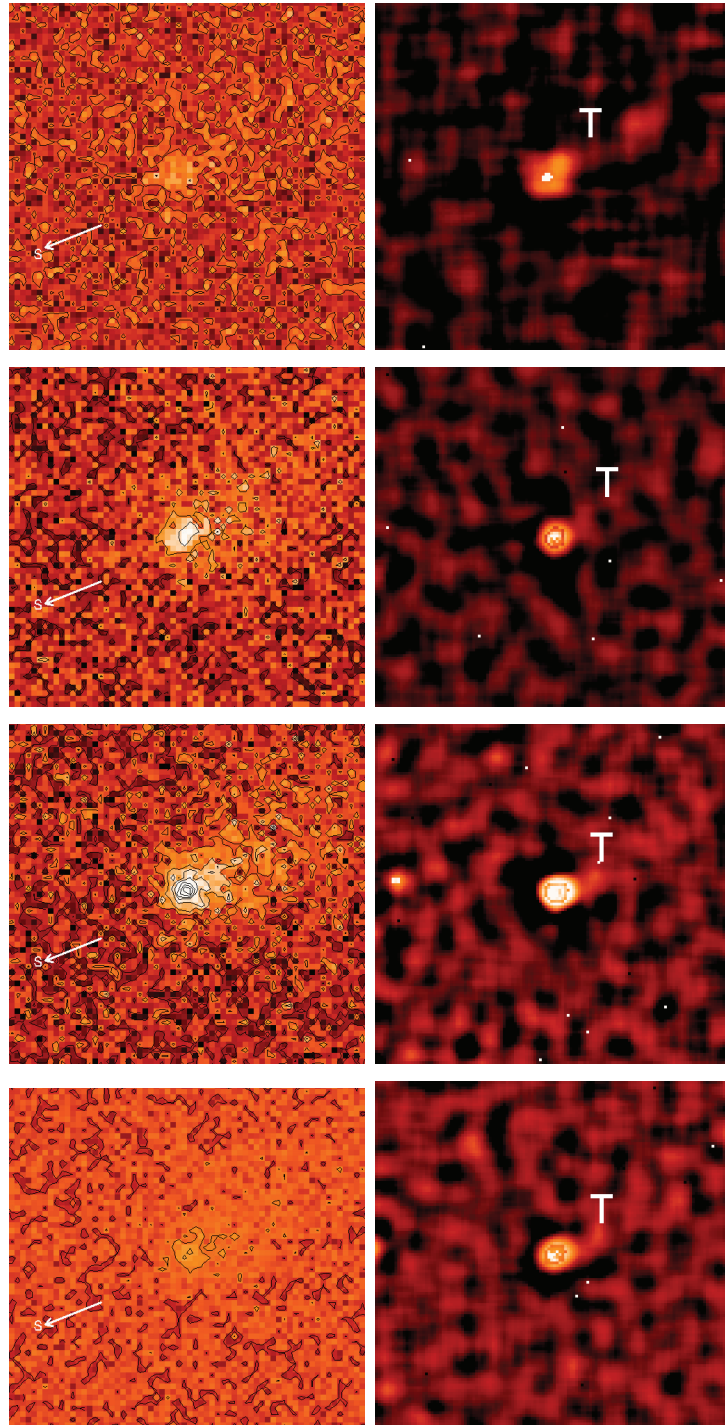


Figura 4.18: Strutture della chioma trovate in data 7 Settembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La prima e seconda colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande.

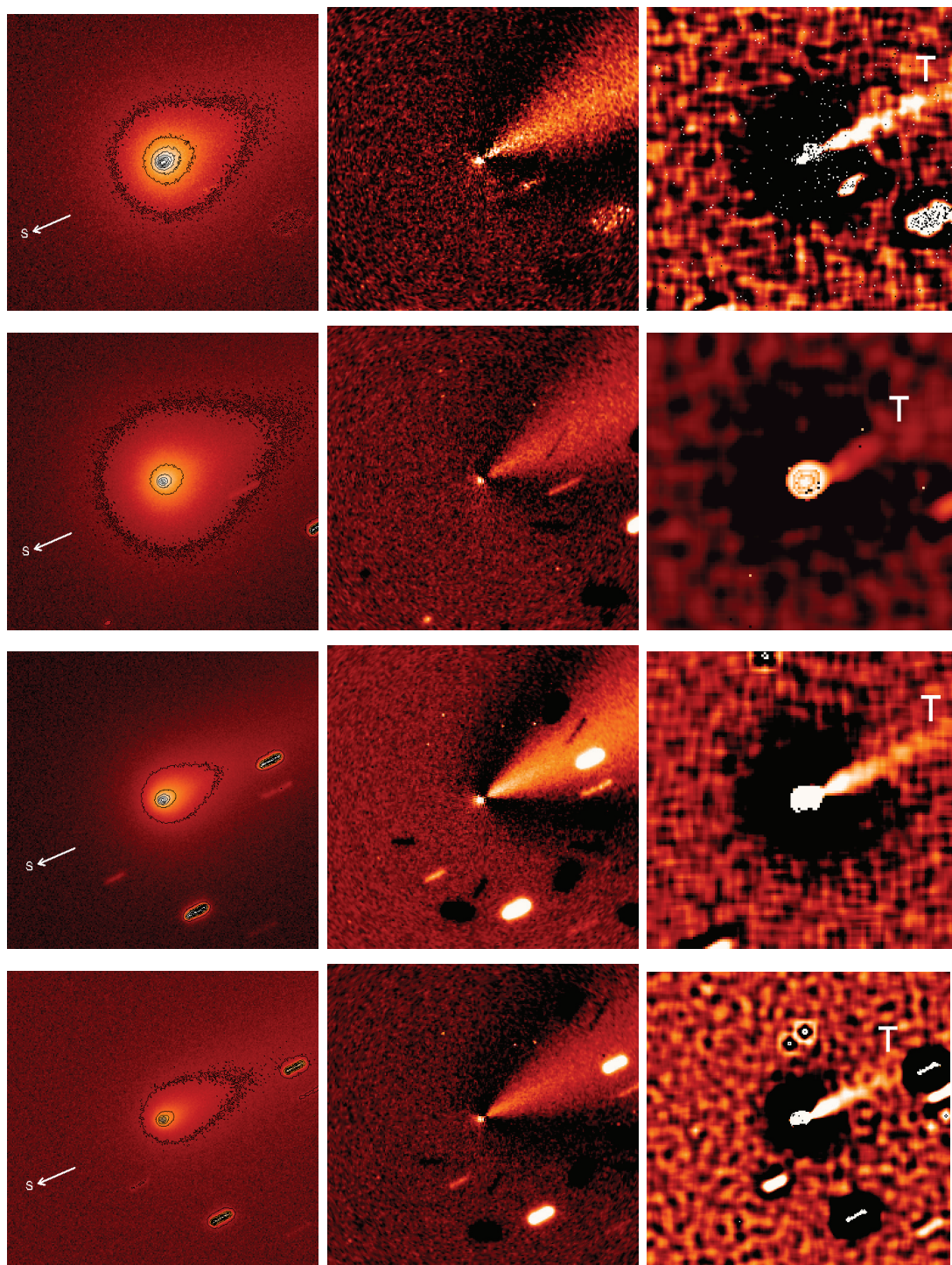


Figura 4.19: Strutture della chioma trovate in data 6 Novembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtri di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 31 pixel in banda B, 15 in banda R e 23 pixel nelle altre bande. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.

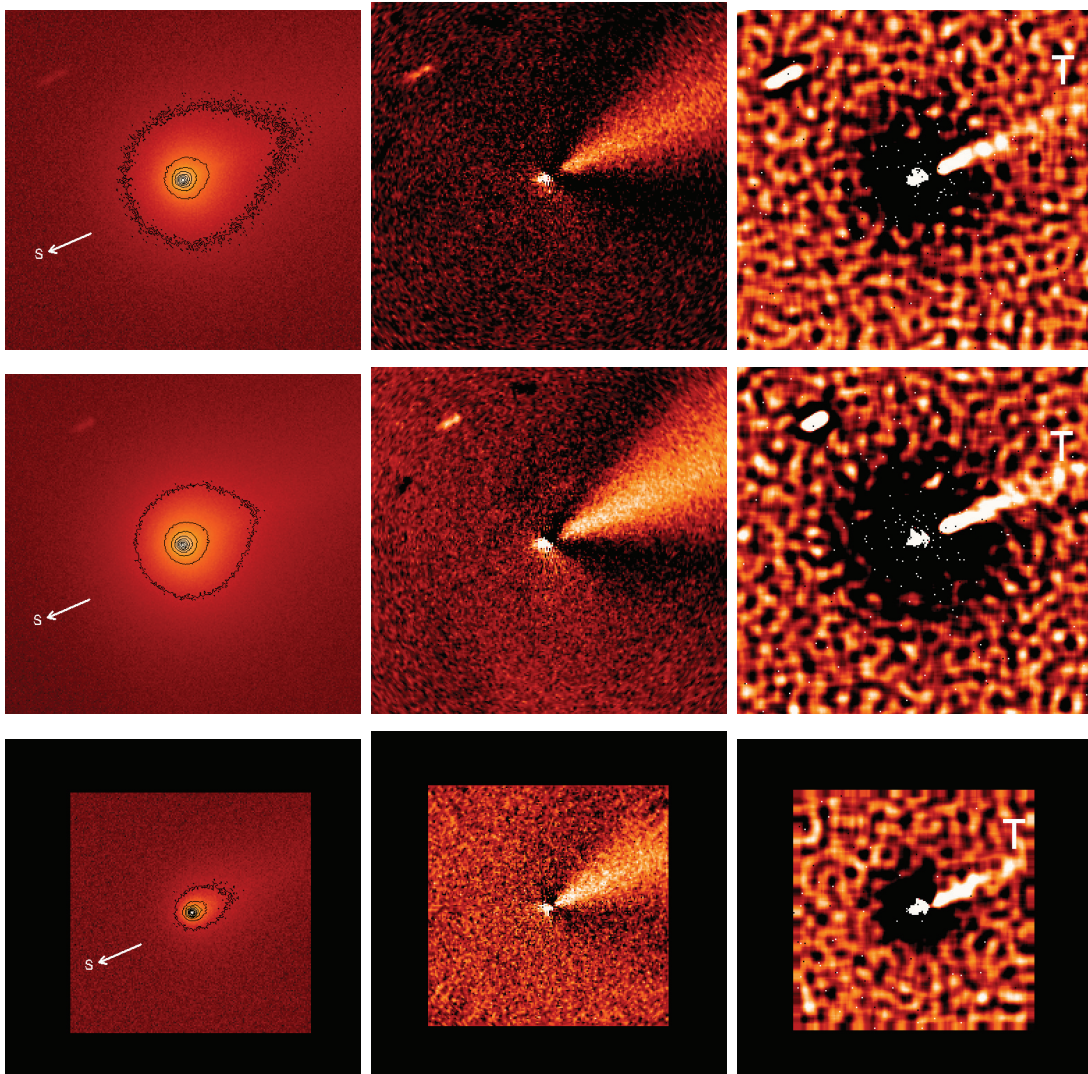


Figura 4.20: Strutture della chioma trovate in data 12 Novembre da dati nei filtri B, V e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e quello adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.

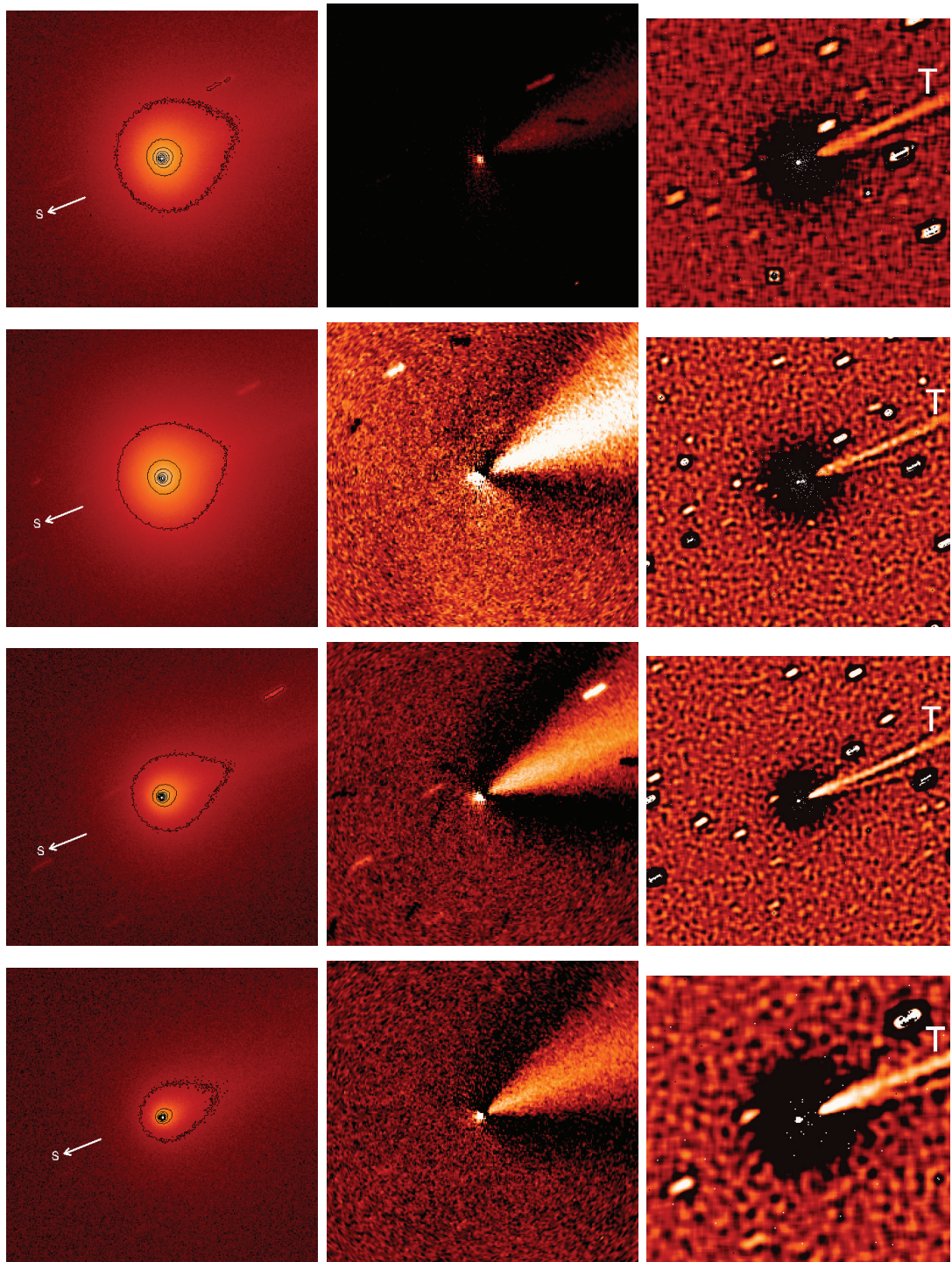


Figura 4.21: Strutture della chioma trovate in data 13 Novembre da dati nei filtri B, V, R e I con tecniche di miglioramento delle immagini. La seconda e terza colonna mostrano rispettivamente i risultati dei filtraggi di Larson-Sekanina e del filtraggio adattivo di Laplace. L'ampiezza del filtro di Laplace usata è di 23 pixel in tutte le bande tranne in B dove è stata usata un'ampiezza di 31 pixel. La prima colonna mostra le immagini con i contorni sovrapposti per evidenziare alcune delle caratteristiche della chioma polvere.

Capitolo 5

Risultati

Abbiamo eseguito uno studio completo dell'evoluzione dell'ambiente di polvere della cometa C/2012 S1 analizzando una serie di immagini e di dati di flusso. Ora vogliamo commentare i risultati ottenuti, paragonandoli alla letteratura attuale sulla cometa e confrontando le sue caratteristiche con quelle di altre comete precedentemente osservate.

5.1 Riassunto dei risultati ottenuti

Il nostro lavoro è consistito nell'analisi del tasso di produzione di polvere, dei profili radiali della chioma, del reddening della polvere e delle strutture di polvere presenti nella chioma interna.

L' $Af\rho$ è considerato una stima del tasso di produzione di polvere di una cometa. Per la cometa C/2012 S1 è stato calcolato per ogni filtro integrando il flusso in aperture concentriche attorno al picco di luminosità centrale nella chioma. Questo flusso è stato misurato fino a una distanza per cui la chioma fosse misurata essere superiore al background: questo ha permesso di ottenere un'indicazione sull'estensione proiettata della chioma di polvere della cometa ISON. Le figure 4.1, 4.2, 4.3, 4.4 e 4.5 hanno mostrato che l' $Af\rho$ non è costante per tutta la chioma, come dovrebbe essere per una produzione di polvere con un flusso uscente costante. Il parametro $Af\rho$ presentava infatti una ripida decrescita per $\sim 3000 < \rho < \sim 8000$ km che può essere interpretata come una chioma di polvere in uno stato non stazionario. Il tratto crescente iniziale è riproducibile con un profilo di chioma ideale convoluto per il seeing (si veda la figura 4.6), invece il tratto decrescente è dovuto agli effetti della pressione di radiazione che fa discostare la chioma da un profilo ideale. Inoltre è stato calcolato il valore dell' $Af\rho$ a 10 000 km per fare un confronto tra date diverse e/o comete diverse. In figura 4.7 si può vedere un aumento molto piccato dell' $Af\rho$ al diminuire della distanza eliocentrica. Tale andamento è dovuto al fatto che a Novembre l'attività superiore del gas ha fatto fuoriuscire dal nucleo più polvere e più ghiaccio, facendo aumentare il valore dell' $Af\rho$ in tutte le bande.

I profili di luminosità superficiale della polvere sono stati essere interpolati linearmente con il metodo dei minimi quadrati, e calcolati in una rappresentazione doppio logaritmica (cioè $\log B = m \cdot \log \rho + q$) come si vede nelle figure 4.10, 4.11, 4.12, 4.13, 4.14. Nella rappresentazione doppia logaritmica, i profili radiali della chioma dovrebbero essere linee rette con una pendenza di $m = -1$ [Jewitt & Meech, 1987] in una situazione di stato stazionario con un'emissione di polvere isotropa con velocità costante. Le nostre misure, per il mese di Settembre, hanno mostrato una pendenza compresa tra -0.92 e -1.28 più o meno consistenti con la legge di potenza con ρ^{-1} . La pendenza nel mese di Novembre ha invece mostrato un'interessante piegatura, con una pendenza tra -0.77 e -1.21 nella regione interna [da ~ 000 km a ~ 15000 km] e tra -1.40 e -1.97 nella regione esterna [da ~ 15000 km a ~ 50000 km] (si veda la tabella 4.7). Notiamo che i primi pixel sono stati esclusi da questa interpolazione dal momento che erano soggetti a un effetto di appiattimento dovuto al seeing atmosferico e non mostravano la reale distribuzione di luminosità della parte più interna della chioma. Dal momento che le pendenze misurate deviano significativamente dal valore caratteristico di una chioma in stato stazionario, possiamo concludere che il profilo radiale della chioma di polvere è modificato dagli effetti della pressione di radiazione. Queste pendenze più ripide potrebbero essere causate da un'emissione della polvere in uno stato non stazionario o, eventualmente, dalla dissolvenza o distruzione dei grani di polvere [Baum et al., 1992]. Inoltre, nella tabella 5.1 possiamo fare un confronto tra la posizione del punto di flesso dei profili radiali e il punto di massimo dell' $Af\rho$ e si può vedere come i due valori siano abbastanza consistenti tra di loro.

Il colore del nucleo della cometa C/2012 S1 è stato trovato più rosso di quello solare, con un reddening che va da 8.2 a 2.7 %/1000 Å. Quello che abbiamo visto è un colore R-I che rimaneva abbastanza costante avvicinandosi al perielio, quindi marcatore del comportamento della polvere (come ci aspettavamo), e un V-R con una contaminazione crescente da parte del gas evidente nei valori sempre più bassi (si veda la tabella 4.10). Inoltre le mappe di colore della polvere rivelano che esiste un gradiente di colore all'interno della chioma, come si può vedere nelle figure 4.15 e 4.16. L'immagine del V-R mostra un alone circolare più blu rispetto alla chioma di polvere dovuto alla presenza del gas. Il reddening tra R e I delle immagini di Novembre mostra anch'esso una differenza all'interno della chioma, in particolare, allontanandosi dal nucleo nella direzione del Sole, il colore della polvere cometaria diventa più blu di quello solare. Questo può significare che le proprietà ottiche dei grani di polvere variano all'espandersi dei grani all'interno della chioma. Una delle possibili spiegazioni del colore più blu è data da una frammentazione di particelle puramente silicatiche, in questo modo sarebbero presenti più particelle piccole (blu) che grandi (rosse) nella direzione del Sole piuttosto che nella direzione della coda. Ci sono infatti forti indicazioni che la massa totale della polvere della cometa ISON sia composta da una grande percentuale di silicati con inclusioni molto piccole di materiali organici, ottenute interpretando un modello di scattering di Mie derivato a Bertini et al. (2015, in produzione).

Le immagini sono state processate e filtrate con diverse tecniche digitali al fine di intensificare le strutture nella chioma interna, in più abbiamo anche cercato

Tabella 5.1: Confronto tra la dimensione stimata della chioma di polvere (in pixel e in chilometri), la distanza dal centro del nucleo della cometa del picco dell' $Af\rho$ e la distanza dal centro del nucleo della cometa del punto di flesso dei profili radiali (se presente) nelle diverse date di osservazione e bande.

Data	Banda	Dimensione chioma		Distanza picco $Af\rho$		Distanza flesso	
		Pixel	km	Pixel	km	Pixel	km
04/09	V	3	5410	10	18033		
	R	4	7213	3	5410		
	I	4	7213	2.5	4508		
07/09	B	3	5266	5.5	9655		
	V	6	10532	5	8776		
	R	6	10532	4.5	7899		
	I	7	12287	5	8776		
06/11	B	82	55834	26	17703	22	14980
	V	82	55830	31	21106	20	13617
	R	54	36778	11	7492	15	10216
	I	42	28603	8	5448		
12/11	B	76	45322	26	15505	33	19680
	V	86	51282	31	18486	35	20871
	I	33	19674	8	4770		
13/11	B	98	57303	22	12864	26	15203
	V	113	66065	24	14032	19	11108
	R	58	33911	9	5262	19	11108
	I	55	32152	4.5	2631	41	23968

anisotropie nelle isofote delle immagini calibrate in modo da avere una verifica indipendente dell'esistenza di eventuali strutture. I risultati di questo processo sono mostrati nei pannelli delle figure 4.17, 4.18, 4.19, 4.20, 4.21. Non sono state visibili strutture nella chioma della cometa ISON, ma l'analisi delle isofote ha mostrato che la pressione di radiazione modifica la distribuzione della polvere nella chioma, da questo è chiaro che non sono soddisfatte le condizioni ideali di un'espansione della polvere omogenea e isotropa a una velocità costante. Questo ha confermato i risultati trovati con lo studio del parametro $Af\rho$, dei profili radiali e dei colori.

5.2 Confronto con la letteratura

Sebbene siano state prese immagini nelle bande B, V, R e I durante l'apparizione, facciamo riferimento ai risultati in banda R per il confronto. Le immagini in banda R sono infatti relativamente libere dalla contaminazione del gas e sono quindi dominate dalla polvere che diffonde il continuo solare. Per questo, possiamo utilizzare le immagini prese in questo filtro per studiare al meglio le proprietà della polvere.

5.2.1 Risultati sulla cometa ISON

Lo studio del parametro $Af\rho$ è stato eseguito anche da Moreno et al., per i quali i dati in banda R si riferiscono a un raggio dell'apertura ρ di 10 000 km. Questi autori hanno tenuto conto dei dati dell' $Af\rho$ forniti dall'associazione astronomica amatoriale *Cometas-Obs*, che provengono da molti osservatori, da parecchi paesi, la maggior parte in Spagna. Questo insieme di dati è di grande valore, perché fornisce una copertura quasi completa dell'evoluzione della polvere della cometa. I nostri risultati dell' $Af\rho$ sono compatibili entro le barre di errore con i risultati trovati da Moreno et al. per dati vicini nel tempo. Questo si può vedere dalla figura 5.1, che mostra i dati dell' $Af\rho$ in funzione del tempo, in giorni che mancano al passaggio al perielio. I dati iniziano appena dopo la scoperta, mostrano un gap mentre la cometa era dietro il Sole, nei mesi di Giugno, Luglio e parte di Agosto, e arrivano fino a 10 giorni prima del perielio, quando la cometa era troppo vicina al Sole. Gli autori hanno corretto i dati degli astrofili per l'effetto dell'angolo di fase. I cerchi pieni più grandi sono le misure di $Af\rho$ ottenute per le immagini prese dagli autori stessi, i quadrati in rosso sono i valori trovati in questo lavoro di tesi. La linea solida è l' $Af\rho$ modellato da immagini sintetiche generate ogni 10 giorni per i parametri del modello di miglior approssimazione tramite un codice Monte Carlo di analisi della coda di polvere [Moreno et al., 2014]. I nostri risultati non si discostano troppo da tale curva quindi l' $Af\rho$ da noi ottenuto è consistente con i valori presenti in letteratura.

Anche Knight & Schleicher hanno estratto i flussi dalle immagini CCD acquisite durante sette notti fotometriche, e li hanno poi convertiti in tassi di produzione e $Af\rho$. Come per i dati ottenuti in questo elaborato, l' $Af\rho$ mostrava una diminuzione radiale più ripida rispetto al canonico ρ^{-1} con ρ la distanza dal nucleo. La deviazione dall'andamento ρ^{-1} era maggiore nelle prime fasi dell'apparizione, ma non era il risultato di un cambiamento nella dimensione della chioma. Gli autori hanno visto nell'appiattimento dei profili dell' $Af\rho$ durante l'apparizione la prova di una popolazione di grani che si muovono lentamente, oppure di un flusso relativamente

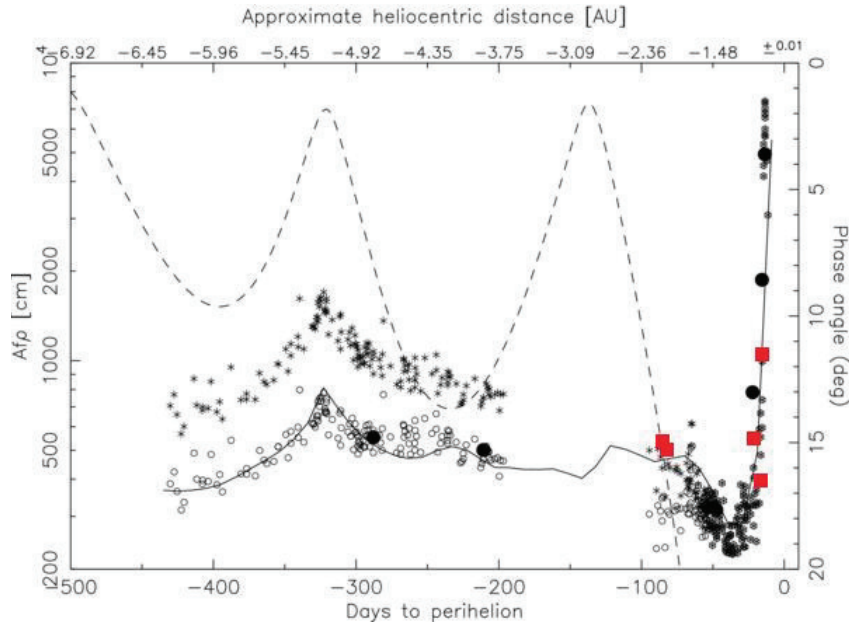


Figura 5.1: Confronto dell'andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda R ottenuti in questo elaborato (*in rosso*) con i dati presenti in Moreno et al. [2014].

basso di grani di ghiaccio sporco più piccoli che potrebbero essere stati rilasciati quasi continuamente verso l'esterno a partire da grandi distanze eliocentriche. A grandi distanze questi grani che si allontanano molto lentamente dal nucleo sarebbero sopravvissuti per giorni o settimane, ma a distanze minori sarebbero durati solo minuti o ore, per questo potrebbero aver aumentato la luminosità apparente della ISON e i tassi di produzione misurati per alcuni mesi. Come risultato la ISON è stata meno brillante di quanto credevano la maggior parte delle proiezioni.

Tecniche di miglioramento delle immagini hanno rivelato una struttura all'incirca nella direzione del Sole nelle immagini in banda R acquisite in gran parte dell'apparizione. Tale struttura era quasi rettilinea a Settembre, estendendosi radialmente per ~ 5000 km. Una struttura nella direzione del Sole era stata vista anche ad Ottobre e Novembre ma era più corta in estensione rispetto agli altri mesi (2500 - 3000 km) e il suo aspetto e la sua posizione erano molto sensibili alla posizione del centroide. Per questo motivo, Knight & Schleicher hanno suggerito che non fosse reale ad Ottobre e Novembre, ma che fosse un artefatto del processo di intensificazione dal momento che la coda brillante avrebbe potuto distorcere leggermente il baricentro nella direzione anti-solare, producendo una piccola quantità di segnale in eccesso nella direzione del Sole [Knight & Schleicher, 2015]. Non sappiamo se questa sia la stessa struttura osservata nelle immagini di Novembre con l'algoritmo di Larson-Sekanina, perché in questo lavoro non siamo riusciti ad individuare strutture nel mese di Settembre, dal momento che le nostre immagini erano troppo rumorose.

Non sono disponibili informazioni sul colore della cometa ISON che possano essere confrontate direttamente con i nostri risultati per stimare se siano avvenuti cambiamenti nel comportamento della cometa a grandi distanze eliocentriche du-

rante la sua apparizione. Però si può fare un paragone con i risultati ottenuti da Li et al. con l'HST a 4.15 UA, sebbene siano usati filtri diversi. Questi autori hanno misurato un colore della polvere, entro un'apertura di ~ 5000 km, più rosso di quello del Sole, consistente con quello delle comete dinamicamente nuove, ma più blu di quello di molte comete periodiche. La chioma di polvere della cometa ISON mostrava una variazione di colore tra 5000 km e 10 000 km dal nucleo, diventando più rossa a distanze maggiori, il che è inusuale. Ma Li et al. hanno affermato che la variazione di colore osservata era un effetto reale, forse causato da variazioni nella composizione o nella distribuzione delle dimensioni dei grani. La separazione delle particelle per dimensione è un fenomeno comune nelle comete, causato dalle velocità termiche e/o dall'efficienza della pressione di radiazione che ha effetti differenti su grani di dimensioni diverse. Quindi, se ci fosse una separazione osservabile delle particelle per dimensione nella chioma, allora ci sarebbero particelle relativamente grandi che si muovono lentamente e dominano la parte interna della chioma, e particelle relativamente piccole che si muovono velocemente e dominano la parte esterna. Assumendo la stessa composizione per i grani di polvere di tutte le dimensioni, allora i grani più grandi dovrebbero apparire relativamente più rossi dei grani più piccoli. Questo suggerirebbe che la parte interna della chioma dovrebbe apparire più rossa della parte esterna, l'opposto del comportamento misurato per la ISON da questi autori. Quindi, la variazione in dimensione delle particelle nella chioma non è in questo caso la causa delle variazioni di colore. Gli autori hanno notato che per aggregati grandi ma leggeri, che sono sostanzialmente colpiti in modo più efficiente sia dal gas drag che dalla pressione di radiazione solare rispetto alle particelle compatte o aggregate, la velocità termica potrebbe essere vicina a quella di piccole particelle monomeriche. Secondo Li et al. è plausibile che la chioma della cometa ISON potesse contenere aggregati ricchi di ghiaccio d'acqua e/o piccole particelle di ghiaccio d'acqua relativamente pura. Come queste particelle lasciano il nucleo, il ghiaccio sublima, causando l'impoverimento in ghiaccio degli aggregati e/o la rimozione di piccole particelle di ghiaccio. Poiché il ghiaccio d'acqua appare blu o grigio alle lunghezze d'onda visibili, e le particelle piccole sono relativamente più blu di quelle grandi, questo scenario porterebbe ad un arrossamento con la distanza dalla cometa nella chioma. Nei nostri risultati abbiamo invece trovato che la chioma diventa più blu con la distanza nella direzione del Sole, questo è consistente con la presenza di particelle di dimensione diversa, ma non con la presenza di aggregati ricchi di ghiaccio d'acqua. Questa discrepanza può essere dovuta al fatto che le nostre osservazioni sono avvenute a distanze eliocentriche minori, dove la sublimazione del ghiaccio d'acqua era più intensa.

Come per i risultati discussi nella sezione precedente, Li et al. hanno trovato che $lAf\rho$ rimaneva quasi costante entro ~ 5000 km ma diminuiva per aperture più grandi a causa del decadimento più ripido di $1/\rho$ oltre questo punto. Infatti, il profilo radiale medio della chioma della cometa ISON seguiva strettamente una distribuzione di luminosità superficiale come $1/\rho$ per distanze tra ~ 300 km e ~ 5000 km, ma fuori da questa regione, la pendenza era più ripida di $1/\rho$. Secondo questi autori la pendenza leggermente più ripida indicherebbe che la chioma si arrossa con ρ . Il profilo di luminosità ideale nella chioma interna, invece, sarebbe consistente con un modello di emissione della polvere in uno stato stazionario, in cui la polvere abbandoni il nucleo isotropicamente a una velocità costante, suggerendo la presenza

di sublimazione attiva di volatili alla guida dell'attività della polvere [Li et al., 2013]

Lo studio di Hines et al. a 3.81 UA ha confermato la morfologia ottenuta da Li et al., con una chioma che generalmente segue l'attesa distribuzione di luminosità come $1/\rho$ ma con un'asimmetria a forma di getto. Particelle che diffondono verso l'esterno in questa struttura a getto potrebbero contribuire alla polarizzazione positiva osservata da questi autori entro 1000 km dal nucleo. Inoltre il segnale di polarizzazione positiva molto vicino al nucleo suggerirebbe abbondanti grani ghiacciati. Questi grani ghiacciati potrebbero essere passeggeri, considerato che evaporano alla luce del Sole. Da qui si spiegherebbe la loro localizzazione vicino al nucleo, ma potrebbero anche essere parzialmente responsabili della polarizzazione negativa nell'alone che circonda il nucleo. Questo potrebbe spiegare il colore più blu della regione intorno al nucleo confrontata con il resto della chioma come osservato nelle immagini dell'HST [Hines et al., 2014].

Moreno et al. hanno notato che le immagini di Novembre sono sempre di più contaminate dalla coda di plasma, così che i tassi di perdita di massa derivati sono in realtà un limite superiore. La maggior parte della contaminazione presumibilmente proviene dallo ione H_2O^+ , che è quello che domina la regione rossa dello spettro coperta dalla banda rossa [Moreno et al., 2014].

5.2.2 Confronto con altre comete

In questo elaborato abbiamo derivato la quantità $Af\rho$ dai dati fotometrici. Questa quantità misura il continuo della polvere e permette un confronto di dati ottenuti in diversi siti, epoche, circostanze geometriche, e/o con diversi telescopi e aperture fotometriche, inoltre è spesso relativamente indipendente dalla dimensione dell'apertura usata per l'osservazione finché la produzione di polvere è in uno stato stazionario. Il parametro $Af\rho$ permette poi un facile confronto della produzione di polvere tra comete diverse.

Mazzotta Epifani et al. hanno presentato la fotometria multicolore a banda larga di un insieme di otto comete a lungo periodo, osservate per la prima volta a distanze eliocentriche > 5 UA con il telescopio TNG da 3.52 m. Tre di loro (C/2005 S4, C/2007 M1 e C/2009 S3) sono comete a lungo periodo ricorrenti, e cinque (C/2005 L3, C/2007 JA21, C/2008 FK75, C/2010 R1 e C/2011 L4) sono comete dinamicamente nuove. Alcune delle comete campione sono state osservate mentre si avvicinavano al Sole, mentre le altre furono osservate dopo il loro passaggio al perielio a una distanza eliocentrica > 5.6 UA, cioè ben oltre la cosiddetta *snow-line*. Le comete campione hanno una morfologia molto varia. L'analisi dei dati della fotometria multibanda mostravano che molte comete campione sono da leggermente a significativamente più rosse del Sole, anche se per alcune di loro l'errore sul colore è troppo grande per garantire un significativo andamento del reddening con la distanza radiale dalla cometa. La cometa C/2008 FK75 mostra indicazioni di indici di colore (principalmente R-I) decrescenti con la distanza radiale, il che indica che ci sono variazioni significative verso la polvere più blu al crescere della distanza radiale. Questo potrebbe indicare la sublimazione dei ghiacci presenti sui grani di polvere. Lo stesso andamento del colore con la distanza è stato trovato per la cometa ISON, quindi questo fenomeno potrebbe spiegare anche il comportamento di questa cometa.

Tabella 5.2: Valori dell' $Af\rho$ per le comete target di Mazzotta Epifani et al. [2014], per il filtro R nell'apertura di riferimento di 10 000 km e centrate sull'optocentro, insieme ai valori trovati per la ISON.

Cometa	$Af\rho$ (cm)	ρ_{max} (km)	r_h (UA)	Riferimento
C/2005 L3	5091 ± 47	18 204	6.64	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2005 S4	114 ± 2	11 927	7.52	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2007 JA21	181 ± 2	12 255	8.47	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2007 M1	471 ± 7	12 633	7.69	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2008 FK75	895 ± 72	9 102	5.01	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2009 S3	396 ± 32	8 385	6.57	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2010 R1	703 ± 56	3 786	6.09	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2011 L4	880 ± 75	3 742	7.70	Mazzotta-Epifani et al., 2014
C/2012 S1	539 ± 54	5 410	2.13	Questo elaborato
"	507 ± 51	7 899	2.07	Questo elaborato
"	551 ± 55	7 492	0.87	Questo elaborato
"	393 ± 39		0.70	Questo elaborato
"	1051 ± 105	5 262	0.67	Questo elaborato

I valori dell' $Af\rho$ in banda R nell'apertura di riferimento di 10 000 km vanno da 114 ± 2 cm per la cometa C/2005 S4 (McNaught) al valore straordinariamente alto di 5091 ± 47 cm per la cometa C/2005 L3 (McNaught). Gli andamenti dell' $Af\rho$ con la distanza cometocentrica in banda R per le comete campione, hanno mostrato che dopo una crescita più o meno ripida nella parte interna della chioma, che è dovuta al seeing ed è osservabile in tutto il campione, per molte delle comete (C/2005 L3, C/2007 M1, C/2008 FK75 C/2009 S3, C/2010 R1, e C/2011 L4) è possibile identificare chiaramente una decrescita nell' $Af\rho$ con la distanza dal nucleo ρ , come evidenziano anche i profili dell' $Af\rho$ della cometa ISON. Una decrescita simile è stata attribuita a un'emissione della polvere in uno stato non stazionario e forse alla dissolvenza o distruzione dei grani di polvere e/o a una recente produzione di polvere entro la chioma, anche se quest'ultimo processo è più probabile che si osservi durante passaggi ravvicinati al Sole. Siccome la cometa ISON è stata osservata vicino al perielio, questi processi potrebbero spiegare bene l'andamento dei profili della stessa. Questa decrescita non è osservata per le restanti due comete (C/2005 S4 e C/2007 JA21), ma potrebbe essere che l'estensione relativamente piccola della chioma apparente e il basso livello di attività impediscano una tale scoperta con i loro dati. In tabella 5.2 sono mostrati i valori dell' $Af\rho$ per le comete campione, che sono derivati per il filtro R nell'apertura ottica di riferimento di $\rho = 10\,000$ km, insieme con il raggio dell'apertura corrispondente al valore massimo dell' $Af\rho$ in banda R e la distanza eliocentrica della cometa, seguiti dai valori ottenuti in questo elaborato per la cometa C/2012 S1.

L' $Af\rho$ è spesso usato per confrontare il tasso di produzione della polvere tra comete diverse, ma si dovrebbe tenere a mente che esso coinvolge parecchi parametri osservativi e fisici: la dimensione dell'apertura se l' $Af\rho$ non è costante con la distanza dalla cometa; l'albedo geometrica dei grani, che dipende sia dall'angolo di fase osservativo che dalla lunghezza d'onda; la distribuzione delle dimensioni dei grani. Tuttavia, come regola generale si assume che grandi valori dell' $Af\rho$ indichino alta attività della polvere. I risultati ottenuti per le otto comete campione nel loro insieme conferma infatti che queste comete sono oggetti da moderatamente a molto attivi, e anche il valore dell' $Af\rho$ della cometa ISON è indicativo di un tasso di produzione della polvere significativo.

La figura 5.2 mostra il confronto di $Af\rho$ in banda R ottenuti nell'apertura di riferimento di 10 000 km nell'articolo di Mazzotta Epifani et al. con i valori ottenuti per comete diverse (a lungo e corto periodo) nel passato. I risultati per la cometa ISON (in rosso nella figura) sono consistenti con quelli delle altre comete a lungo periodo (triangoli) per le distanze eliocentriche maggiori, mentre sono intermedi tra quelli delle comete a corto e lungo periodo alle distanze eliocentriche minori.

Secondo gli autori, tutti i risultati ottenuti durante la campagna di osservazione e riassunti sopra indicano che le comete nuove siano intrinsecamente più attive delle comete periodiche "vecchie" [Mazzotta Epifani et al., 2014], e la cometa ISON confermerebbe questo scenario.

Anche Baum et al. hanno trovato, per 10 comete sulle 14 presenti nel loro campione, profili radiali di luminosità più ripidi a piccole distanze dalla cometa che possono essere spiegati con un flusso radiale uscente di grani senza dissolvenza. Tramite un semplice modello questi autori hanno mostrato che la pressione di radiazione non può spiegare questa discrepanza, ma che la dissolvenza dei grani può farlo. Essi mostrarono anche che ogni allontanamento del profilo di luminosità dalla legge ρ^{-1} è una diagnosi sensibile della presenza di dissolvenza dei grani [Baum et al., 1992].

Conclusioni interessanti possono essere derivate confrontando i nostri risultati con la raccolta di colori cometari fatta da Ferrín. Gli indici di colore R-I che abbiamo determinato per la cometa C/2012 S1 sono leggermente più rossi della misura media dei colori e gli errori associati di tutte le comete considerate nel lavoro sopramenzionato, ma sono all'interno del range di valori individuato. Il colore V-R invece è sempre più blu dei colori medi catalogati a causa della crescente influenza del gas che, quando la cometa si avvicina al perielio, fa aumentare la luminosità in V e quindi fa diminuire la magnitudine, e di conseguenza il colore V-R [Ferrín, 2014]. Dal momento che i colori di comete nuove come la ISON sono consistenti anche con quelli di comete evolute della famiglia di Giove o di tipo Halley, segue che i colori della polvere non possono essere considerati un buon tracciante per la posizione della sorgente cometaria e degli effetti dell'età.

Per fare un confronto per quanto riguarda la composizione, bisogna fare riferimento allo spettrometro di massa PUMA-1 a bordo della sonda Vega-1 [Jessberger, 1999] che ha fornito la prova che i grani di polvere cometaria sono una miscela di CHON e rocce. La componente CHON è principalmente materiale organico refrattario, mentre la componente rocciosa è principalmente composta di silicati ricchi di magnesio e poveri di ferro [Jessberger, 1999]. Dai dati di PUMA-1 è stato trovato che il rapporto di massa totale tra silicati e organici nella cometa 1P/Halley è $M_{sil}/M_{org} \sim 1-2$ [Hanner & Hayward, 2003], mentre nel caso della cometa C/2012

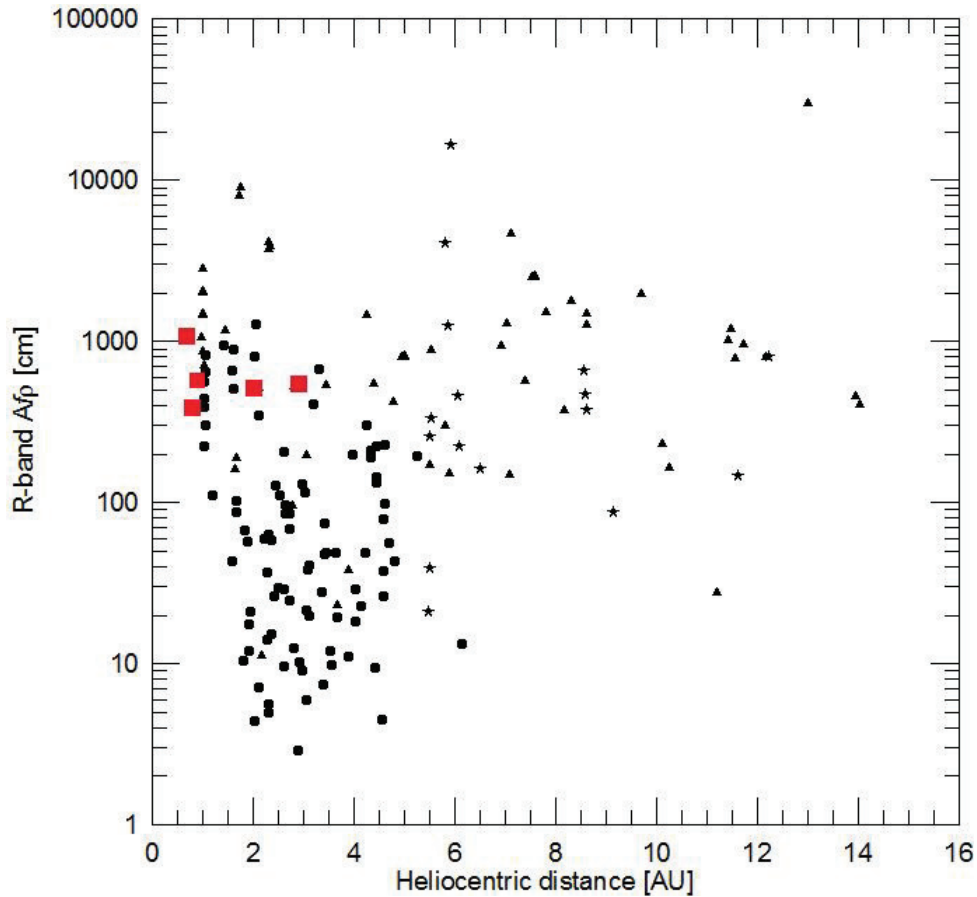


Figura 5.2: Confronto dell'andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km in banda R ottenuti in questo elaborato (*in rosso*) con i dati raccolti in Mazzotta Epifani et al. [2014], relativi a diversi corpi minori: comete a corto periodo (*punti*), Centauri attivi (*stelle*), e comete a lungo periodo (*triangoli*).

Sì il rapporto è molto maggiore. Questo può essere dovuto alla diversa storia evolutiva delle due comete, infatti la cometa di Halley è una cometa periodica che ha compiuto numerosi passaggi attorno al Sole, mentre la cometa ISON è una cometa dinamicamente nuova entrata per la prima volta nel Sistema Solare interno.

5.3 Estensione dei dati precedenti

Questo studio si pone come conseguimento di uno studio precedente della cometa ISON avvenuto prima della congiunzione solare avvenuta tra Giugno e Agosto 2013. Le osservazioni precedenti della cometa ISON sono importanti per fornire una conoscenza di base su di essa e per individuare e interpretare i cambiamenti evolutivi che sono avvenuti in seguito sulla cometa.

La cometa ISON è stata osservata dal telescopio Schmidt 92/67 dell'Osservatorio Astrofisico di Asiago-INAF tra Marzo e Maggio del 2013, per un totale di 11 notti,

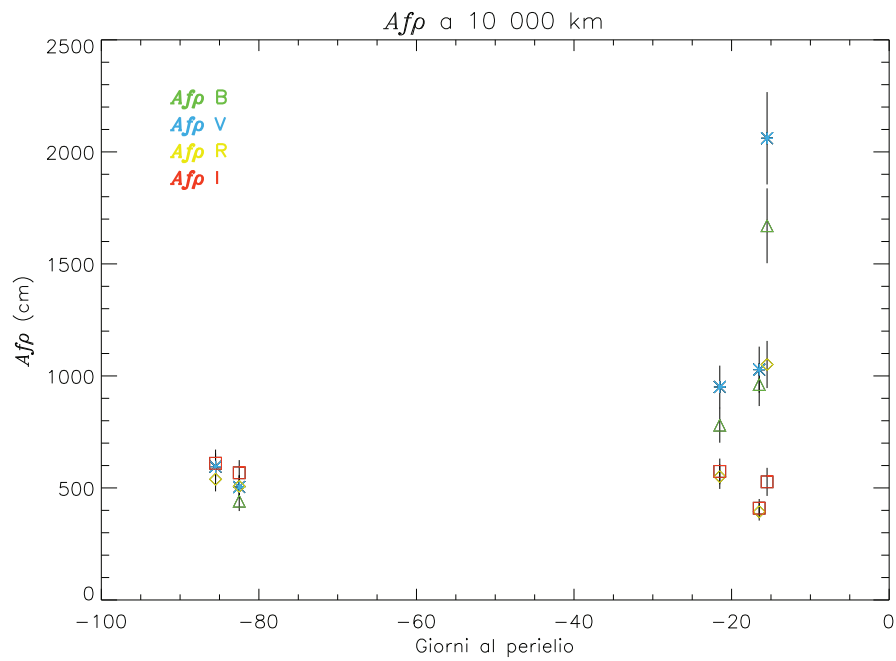


Figura 5.3: Andamento del valore dell' $Af\rho$ alla distanza di riferimento di 10 000 km trovati in questo elaborato con i dati presenti in Bertini et al. [2015, in produzione].

da Bertini et al. (2015, in produzione).

Anche in tale lavoro, la produzione di polvere è stata investigata attraverso le misure del parametro $A(\alpha)f\rho$ [A' Hearn et al., 1984]. Dal momento che le osservazioni nel periodo Marzo-Maggio sono state ottenute con un angolo di fase simile, gli autori hanno trascurato l'effetto di fase. I profili radiali dell' $Af\rho$ in funzione di ρ sono caratterizzati in ogni filtro da un ripido aumento nei primi $\sim 8000 - 12000$ km dal nucleo, con il valore del picco che cambia con la data, seguito da una dolce decrescita a distanze nucleocentriche maggiori. Anche in questo caso la chioma appariva ideale fino ad un certo punto per poi deviare da questa condizione. Ciò stabilisce che la cometa ha mantenuto lo stesso comportamento dall'inizio delle osservazioni. Anche questi autori hanno confrontato i valori dell' $Af\rho$ in date differenti, per studiare il comportamento della produzione di polvere in funzione della distanza eliocentrica. I loro dati in banda V e R sono mostrati in figura 5.3 insieme con quelli ottenuti in questo elaborato. Dal confronto si vede che nei dati precedenti l' $Af\rho$ in V era più alto che in R, mentre nei dati più recenti si vede il contrario. Questo è dovuto all'aumento del contributo del gas al diminuire della distanza eliocentrica mentre a distanze maggiori si vedeva essenzialmente sollo la polvere.

Bertini et al. hanno anche analizzato il comportamento generale della chioma di polvere attraverso i profili mediati in azimuth dell'intensità del continuo attorno all'optocentro della cometa. Tutti i dati sono caratterizzati da pendenze più ripide di $m = -1.5$.

Tali studiosi hanno calcolato gli usuali colori della polvere B-V, V-R e R-I, mediati sui primi 10 000 km della chioma, che risultano essere stabili tra Marzo e Maggio entro le incertezze. La polvere appare essere più rossa del Sole, infatti il reddening della polvere [Jewitt & Meech, 1986] è stato calcolato ottenendo un valore $S(R; I) = 2 - 3\%/1000$. Questi valori sono in accordo con quelli trovati in questo elaborato.

Il modello di scattering di Mie dei colori osservati suggerisce che la massa totale della polvere della ISON è composta da una grande percentuale di silicati con inclusioni molto piccole di materiali organici. Questo è stato confermato dai dati corrispondenti al mese di Settembre ottenuti nel capitolo precedente.

I dati nelle bande V ed R sono stati infine analizzati con tecniche di miglioramento delle immagini per rivelare possibili strutture anisotrope attorno all'optocentro della cometa. Sono stati usati il gradiente rotazionale di Larson-Sekanina e il filtraggio adattivo di Laplace [Boehnhardt & Birkle, 1994; Larson & Sekanina, 1984]. Come ottenuto in questo elaborato, la migliore soluzione per l'ampiezza del filtro di Laplace è stata trovata con una larghezza di 23 pixel. Il miglior parametro di per l'algoritmo di Larson-Sekanina è stato trovato essere una rotazione di 40° attorno all'optocentro, di poco diverso dai 30° di rotazione utilizzati in questo studio. Il miglioramento delle immagini ha rilevato una dritta coda nella direzione anti-solare che si estende per più di 150 000 km dal centro fotometrico, assunto essere la posizione del nucleo.

5.4 Sviluppi futuri

Le considerazioni fin qui effettuate, non pretendono di esaurire l'argomento, ma si sono concentrate sull'aspetto particolare della componente della polvere cometaria. Tale lavoro può essere utilizzato quindi come punto di partenza per ulteriori studi dettagliati:

- Innanzitutto, oltre alle immagini analizzate in questo lavoro di tesi, sono presenti anche degli spettri della cometa C/2012 S1 raccolti nel mese di Novembre durante la stessa campagna di osservazioni. Questo renderebbe possibile anche l'analisi della componente gassosa. Lo studio della porzione visibile dello spettro e delle emissioni dovute alle specie molecolari nell'UV permetterebbe una classificazione tassonomica della cometa ISON, stabilendo se questa è una cometa *tipica* (come ci si aspetterebbe essendo una cometa della nube di Oort) o *carbon depleted* [A'Hearn et al., 1995]. L'analisi congiunta dei dati fotometrici analizzati in questa tesi e di quelli spettroscopici consentirebbe di studiare l'andamento della produzione del gas rispetto alla produzione della polvere e il tasso di produzione delle principali molecole. In particolare, negli spettri è visibile la riga dell'[OI]: modelli di produzione di questa molecola possono condurre a determinare il rapporto tra polvere e acqua. Questo è possibile, infatti McKay & Cochran hanno individuato la riga dell'[OI] durante l'apparizione della cometa da Ottobre a Novembre, e questa ha fornito una stima del tasso di produzione dell'H₂O e del rapporto CO₂/H₂O.
- Un ulteriore studio può essere fatto per analizzare il comportamento della ISON all'interno di uno studio di tipo evolucionistico. In particolare sarebbe interessante riuscire a legare la composizione prevalentemente silicatica della cometa con la sua evoluzione. La ISON è una cometa nuova che mostra una composizione con una contaminazione minima dei silicati, quindi sarebbe interessante comprendere se gli organici si formino più con i vari passaggi vicino al Sole che con la residenza nella nube di Oort.
- Infine, il proseguimento dell'analisi dei filtraggi consentirebbe un'eventuale interazione con il gruppo di Moreno et al. [2014] nell'applicazione di modelli di dinamica della polvere, tramite l'utilizzo del loro codice Monte Carlo di analisi della coda di polvere.

In conclusione, si può notare come ci siano delle ulteriori opportunità di lavoro in futuro in diversi ambiti.

Conclusion

Comunemente si crede che le comete siano gli oggetti più incontaminati e meno evoluti del nostro Sistema Solare. Il loro studio fornisce quindi preziosi suggerimenti sui materiali originali e sulle condizioni ambientali da cui si sono formati i pianeti, i satelliti e i corpi minori. La polvere è una delle componenti principali nelle comete e l'analisi delle sue proprietà è di primaria importanza nella comprensione della fisica di questi oggetti primitivi e della nascita del Sistema Solare.

In questo elaborato abbiamo monitorato la cometa della nube di Oort C/2012 S1 (ISON) con osservazioni a banda larga nei filtri B, V, R e I, da Settembre a Novembre del 2013 per un totale di 5 notti, dalla distanza eliocentrica di 2.1 UA a quella di 0.6 UA, ed angoli di fase compresi tra 15.2° e 73.7° . Lo scopo scientifico di questa campagna osservativa è stato la valutazione delle proprietà fisiche della componente di polvere della cometa e della sua evoluzione a piccole distanze eliocentriche prima del perielio.

Le immagini scientifiche sono state ridotte con le classiche procedure di sottrazione del bias e della dark current e divisione per il flat field. Poi è stato sottratto il fondo cielo, misurato in zone del campo abbastanza vicine alla cometa ma non contaminate dalla chioma o da stelle. Infine le immagini sono state calibrate in flusso e centrate in modo che il nucleo della cometa corrispondesse al centro fotometrico delle immagini perché in seguito tutte le quantità misurate sarebbero state di tipo radiale. È stata, infatti, eseguita l'analisi del tasso di produzione di polvere, dei profili radiali della chioma, del reddening della polvere e delle strutture non isotrope presenti nella chioma interna.

Come stima del tasso di produzione di polvere della cometa, è stato misurato il parametro $Af\rho$, dove A è l'albedo dei grani di polvere, f il fattore di riempimento (filling factor) nell'apertura fotometrica considerata e ρ è il raggio dell'apertura proiettata uscente dal centro fotometrico dell'immagine della cometa. Tale parametro non risulta essere costante per tutta la chioma, come dovrebbe essere per una produzione di polvere in uno stato stazionario, ma presenta una ripida crescita nella parte interna, seguita da una lenta decrescita. Il tratto crescente iniziale è riproducibile con un profilo di chioma ideale convoluto per il seeing, invece il tratto decrescente è dovuto agli effetti della pressione di radiazione che fa discostare la chioma da un profilo ideale, in particolare potrebbe indicare che una frazione della componente solida della chioma si è distrutta mentre viaggiava verso l'esterno.

Un altro modo per analizzare il comportamento generale della chioma di polvere è attraverso i profili mediati in azimuth dell'intensità del continuo intorno all'optocentro della cometa. Per una chioma ideale in uno stato stazionario, la luminosità

superficiale dovrebbe seguire un andamento come ρ^{-1} , con ρ la distanza lineare proiettata dal nucleo. Questa intensità può quindi essere descritta come una linea retta con pendenza $m = -1$ se espressa in una rappresentazione logaritmica in funzione di ρ . Quando sono tenuti in considerazione gli effetti della pressione di radiazione, la pendenza può diventare più ripida: un caso limite di un profilo di chioma in stato stazionario distorto dalla pressione di radiazione solare, è rappresentato da una pendenza di $m = -1.5$. Le misure, per il mese di Settembre, mostrano una pendenza che si trova tra -0.92 e -1.28 , mentre per quello di Novembre il gradiente del profilo radiale nella regione esterna è leggermente più ripido di quello nella regione interna. Le due pendenze sono comprese tra $-0.77/-1.21$ nella regione interna e $-1.40/-1.97$ nella regione esterna. La chiara deviazione dal fit lineare di pendenza -1 nella regione esterna indica o che i grani nella chioma stanno subendo una frammentazione che cambia la loro dimensione o una perdita di volatili, o che l'espansione non è isotropa. Da questo abbiamo concluso che il profilo radiale della chioma di polvere è modificato dagli effetti della pressione di radiazione, che agisce sulla polvere alle distanze cometocentriche più grandi.

Informazioni aggiuntive sulla polvere emessa possono essere derivate dall'analisi dei colori della luce diffusa dalle particelle stesse. Il colore del nucleo della cometa C/2012 S1 è più rosso di quello solare, con un reddening che va da 8.2 a 2.7% /1000 Å. Il colore R-I rimane abbastanza costante avvicinandosi al perielio, quindi indicatore del comportamento della polvere, mentre il V-R assume valori sempre più bassi a causa della contaminazione del gas. Anche le mappe di colore della polvere rivelano la presenza del gas nel V-R in un alone circolare più blu rispetto alla chioma di polvere interna (dovuto alla predominanza della luminosità in V rispetto a quella in R). Una particolarità riscontrata è che anche nella mappa di colore R-I diventa più blu allontanandosi dal nucleo nella direzione del Sole (quindi la cometa in banda R è più luminosa che in banda I). Una delle possibili spiegazioni è data dal fenomeno di frammentazione di particelle puramente silicatiche. Ci sono infatti forti indicazioni che la massa totale della polvere della cometa ISON sia composta da una grande percentuale di silicati con inclusioni molto piccole di materiali organici. Questa è una caratteristica eccezionale di questa cometa se confrontata con la cometa con i dati dello strumento PUMA a bordo della sonda Vega sulla cometa Halley in cui è stato trovato che il rapporto di massa totale tra silicati e organici è $\sim 1 - 2$, mentre nel caso della cometa C/2012 S1 questo rapporto è molto maggiore.

Le immagini sono state processate e filtrate con diverse tecniche digitali al fine di intensificare le strutture nella chioma interna. In queste immagini sono stati evidenti il nucleo e la coda, ma non sono stati visibili strutture o getti nella chioma della cometa ISON che avrebbero permesso di individuare, ad esempio, l'asse di rotazione della cometa, se fossero stati costanti per un certo periodo di tempo. L'analisi delle isofote ha mostrato che la pressione di radiazione modifica la distribuzione della polvere nella chioma, allungandole in direzione anti-solare.

Poiché la condizione di una chioma cometaria in uno stato stazionario, con produzione di polvere e velocità di emissione costante, si traduce in valori dell' $Af\rho$ indipendenti dall'apertura, in profili radiali con pendenze $m = -1$ e in isofote circolari, i dati suggeriscono che la chioma della cometa ISON era in uno stato di flusso stazionario solo nella parte interna, mentre è evidente una deviazione da questa condizione a distanze cometocentriche crescenti. Questo può essere spiegato con un

cambiamento della natura della polvere emessa, come la sua frammentazione o la dissolvenza dei grani. Un ulteriore risultato significativo di questa tesi riguarda i colori della polvere per i quali non ci sono risultati analoghi in letteratura e che, con ulteriori studi futuri, potrebbero portare a importanti interpretazioni di tipo evolutivo. Questi mostrano infatti un'eccezionale composizione con un'altissima percentuale di silicati che non è cambiata durante tutta l'evoluzione, come si vede da studi fotometrici precedenti sulla stessa cometa.

Successivi sviluppi di questa tesi porterebbero ad implementare l'analisi fotometrica con quella spettroscopica e quindi all'individuazione dei tassi di produzione delle principali molecole, anche rapportati al tasso di produzione della polvere. Inoltre la messa a punto delle tecniche di filtraggio potrebbe portare all'analisi della dinamica della polvere utilizzando modelli come il modello Monte Carlo di Moreno et al. [2014].

Bibliografia

- A' Hearn, M. F., Schleicher, D. G., Millis, R. L., Feldman, P. D., & Thompson, D. T. 1984, *AJ*, 89, 579
- Agúndez, M., Biver, N., Santos-Sanz, P., Bockelée-Morvan, D., & Moreno, R. 2014, *A&A*, 564, L2
- A'Hearn, M. F., Millis, R. C., Schleicher, D. O., Osip, D. J., & Birch, P. V. 1995, *Icarus*, 118, 223
- Altwegg, K., Balsiger, H., Bar-Nun, A., et al. 2015, *Science*, 347
- Balsiger, H., Altwegg, K., & Geiss, J. 1995, *JGR*, 100, 5827
- Baum, W. A., Kreidl, T. J., & Schleicher, D. G. 1992, *AJ*, 104, 1216
- Bertini, I., Barbieri, C., Ho, T.-M., et al. 2012, *A&A*, 541, A159
- Bertini, I., Lara, L. M., Vincent, J.-B., et al. 2009, *A&A*, 496, 235
- Bertini, I., Magrin, S., Lazzarin, M., et al. 2015, in produzione
- Bertini, I., Thomas, N., & Barbieri, C. 2007, *A&A*, 461, 351
- Bessell, M. & Murphy, S. 2012, *PASP*, 124, 140
- Biesecker, D. A., Lamy, P., St. Cyr, O. C., Llebaria, A., & Howard, R. A. 2002, *Icarus*, 157, 323
- Bockelée-Morvan, D., Gautier, D., Lis, D. C., et al. 1998, *Icarus*, 133, 147
- Boehnhardt, H. & Birkle, K. 1994, *A&AS*, 107, 101
- Bonev, T., Boehnhardt, H., & Borisov, G. 2008, *A&A*, 480, 277
- Bonev, T., Jockers, K., Petrova, E., et al. 2002, *Icarus*, 160, 419
- Brownlee, D., Tsou, P., Aléon, J., et al. 2006, *Science*, 314, 1711
- Burns, J. A., Lamy, P. L., & Soter, S. 1979, *Icarus*, 40, 1
- Clark, B. C., Mason, L. W., & Kissel, J. 1987, *A&A*, 187, 779
- Combi, M. R., Fougere, N., Mäkinen, J. T. T., et al. 2014, *ApJL*, 788, L7

- Cremonese, G., Boehnhardt, H., Crovisier, J., et al. 1997, *ApJL*, 490, L199
- Delsemme, A. H. 1998, *P&SS*, 47, 125
- Divine, N. 1981, in *ESA Special Publication*, Vol. 174, *The Comet Halley. Dust and Gas Environment*, ed. B. Battrick & E. Swallow, 47–53
- Dones, L., Weissman, P. R., Levison, H. F., & Duncan, M. J. 2004, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 323, *Star Formation in the Interstellar Medium: In Honor of David Hollenbach*, ed. D. Johnstone, F. C. Adams, D. N. C. Lin, D. A. Neufeld, & E. C. Ostriker, 371
- Drouart, A., Dubrulle, B., Gautier, D., & Robert, F. 1999, *Icarus*, 140, 129
- Eberhardt, P., Reber, M., Krankowsky, D., & Hodges, R. R. 1995, *A&A*, 302, 301
- Eddington, A. S. 1910, *MNRAS*, 70, 442
- Edgeworth, K. E. 1943, *Journal of the British Astronomical Association*, 53, 181
- Farnham, T. L. 2009, *Planet. Space Sci.*, 57, 1192
- Feldman, P. D. & Brune, W. H. 1976, *ApJL*, 209, L45
- Ferrín, I. 2014, *MNRAS*, 442, 1731
- Festou, M. C. 1981, *A&A*, 95, 69
- Fulle, M., Leblanc, F., Harrison, R. A., et al. 2007, *ApJL*, 661, L93
- Giese, R. H., Weiss, K., Zerull, R. H., & Ono, T. 1978, *A&A*, 65, 265
- Halley, E. 1705, *Synopsis Astronomia Cometicæ*
- Hanner, M. S. & Bradley, J. P. 2004, *Composition and mineralogy of cometary dust*, ed. M. C. Festou, H. U. Keller, & H. A. Weaver, 555–564
- Hanner, M. S. & Hayward, T. L. 2003, *Icarus*, 161, 164
- Haser, L. & Swings, P. 1957, *Annales d’Astrophysique*, 20, 52
- Hayashi, C. 1981, in *IAU Symposium*, Vol. 93, *Fundamental Problems in the Theory of Stellar Evolution*, ed. D. Sugimoto, D. Q. Lamb, & D. N. Schramm, 113–126
- Hellmich, R. & Keller, H. U. 1980, in *IAU Symposium*, Vol. 90, *Solid Particles in the Solar System*, ed. I. Halliday & B. A. McIntosh, 255–258
- Hines, D. C., Videen, G., Zubko, E., et al. 2014, *ApJL*, 780, L32
- Holmberg, J., Flynn, C., & Portinari, L. 2006, *MNRAS*, 367, 449
- Houppis, H. L. F., Mendis, D. A., & Ip, W.-H. 1985, *ApJ*, 295, 654
- Hoyle, F. & Wickramasinghe, C. 1978, *Lifeclock. The origin of life in the universe*
- Hughes, D. W. 1988, *MNRAS*, 234, 173

- Iju, T., Abe, S., Tokumaru, M., & Fujiki, K. 2015, *Icarus*, 252, 301
- Jenniskens, P. & Vaubaillon, J. 2007, *AJ*, 134, 1037
- Jessberger, E. K. 1999, *Space Sc. Rev.*, 90, 91
- Jewitt, D. & Meech, K. J. 1986, *ApJ*, 310, 937
- Jewitt, D. C. & Meech, K. J. 1987, *ApJ*, 317, 992
- Keller, H. U., Arpigny, C., Barbieri, C., et al. 1986, *Nature*, 321, 320
- Kissel, J., Brownlee, D. E., Buchler, K., et al. 1986a, *Nature*, 321, 336
- Kissel, J., Sagdeev, R. Z., Bertaux, J. L., et al. 1986b, *Nature*, 321, 280
- Klinger, J. 1985, in *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Vol. 156, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, ed. J. Klinger, D. Benest, A. Dollfus, & R. Smoluchowski, 407–417
- Knight, M. M., A’Hearn, M. F., Biesecker, D. A., et al. 2010, *AJ*, 139, 926
- Knight, M. M. & Battams, K. 2014, *ApJL*, 782, L37
- Knight, M. M. & Schleicher, D. G. 2015, *AJ*, 149, 19
- Knight, M. M. & Walsh, K. J. 2013, *ApJL*, 776, L5
- Kreutz, H. C. F. 1888, *Untersuchungen uber das comentesystem 1843 I, 1880 I und 1882 II*.
- Kuiper, G. P. 1951, *Proceedings of the National Academy of Science*, 37, 1
- Lamy, P. L., Toth, I., & Weaver, H. A. 2014, *ApJL*, 794, L9
- Landolt, A. U. 2009, *AJ*, 137, 4186
- Lara, L. M., Boehnhardt, H., Gredel, R., et al. 2007, *A&A*, 465, 1061
- Lara, L. M., Lin, Z.-Y., Rodrigo, R., & Ip, W.-H. 2011, *A&A*, 525, A36
- Lara, L.-M., Tozzi, G. P., Boehnhardt, H., DiMartino, M., & Schulz, R. 2004, *A&A*, 422, 717
- Larson, S. M. & Sekanina, Z. 1984, *AJ*, 89, 571
- Levison, H. F. 1996, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 107, Completing the Inventory of the Solar System*, ed. T. Rettig & J. M. Hahn, 173–191
- Levison, H. F. & Duncan, M. J. 1993, *ApJL*, 406, L35
- Levison, H. F. & Duncan, M. J. 1997, *Icarus*, 127, 13
- Li, J.-Y., Kelley, M. S. P., Knight, M. M., et al. 2013, *ApJL*, 779, L3

- Lin, Z.-Y., Lara, L. M., Vincent, J. B., & Ip, W.-H. 2012, *A&A*, 537, A101
- Lowry, S. C., Fitzsimmons, A., Cartwright, I. M., & Williams, I. P. 1999, *A&A*, 349, 649
- Lyttleton, R. A. 1948, *MNRAS*, 108, 465
- Marcus, J. N. 2007, *International Comet Quarterly*, 29, 39
- Mazzotta Epifani, E., Perna, D., Di Fabrizio, L., et al. 2014, *A&A*, 561, A6
- McKay, A. J. & Cochran, A. L. 2014, in *Lunar and Planetary Inst. Technical Report*, Vol. 45, *Lunar and Planetary Science Conference*, 2303
- McNaught, R. H. & Cass, C. P. 1995, *IAU Circ.*, 6198, 1
- Meech, K. J. & Hainaut, O. R. 1997, in *IAU Joint Discussion*, Vol. 6, *IAU Joint Discussion*, 19
- Meech, K. J., Pittichová, J., Bar-Nun, A., et al. 2009, *Icarus*, 201, 719
- Meech, K. J. & Svoren, J. 2004, *Using cometary activity to trace the physical and chemical evolution of cometary nuclei*, ed. M. C. Festou, H. U. Keller, & H. A. Weaver, 317–335
- Meech, K. J., Yang, B., Kleyana, J., et al. 2013, *ApJL*, 776, L20
- Meier, R., Owen, T. C., Matthews, H. E., et al. 1998, *Science*, 279, 842
- Morbidelli, A. 2008, *Comets and Their Reservoirs: Current Dynamics and Primordial Evolution*, ed. D. Jewitt, A. Morbidelli, & H. Rauer, 79–164
- Moreno, F., Pozuelos, F., Aceituno, F., et al. 2014, *ApJ*, 791, 118
- Nakamura, T., Watanabe, J.-I., & Kawakami, H. 1991, *Earth Moon and Planets*, 52, 15
- Novski, V., Novichonok, A., Burhonov, O., et al. 2012, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3238, 1
- Oort, J. H. 1950, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 11, 91
- Opitom, C., Jehin, E., Manfroid, J., et al. 2013, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3693, 1
- Oró, J. 1961, *Nature*, 190, 389
- O'Rourke, L., Bockelée-Morvan, D., Biver, N., et al. 2013, *A&A*, 560, A101
- Owen, T. & Bar-Nun, A. 1995, *Icarus*, 116, 215
- Pansecchi, L., Fulle, M., & Sedmak, G. 1987, *A&A*, 176, 358
- Prialnik, D. 1992, *ApJ*, 388, 196

- Prialnik, D., Benkhoff, J., & Podolak, M. 2004, Modeling the structure and activity of comet nuclei, ed. M. C. Festou, H. U. Keller, & H. A. Weaver, 359–387
- Richardson, D. C., Bottke, W. F., & Love, S. G. 1998, *Icarus*, 134, 47
- Santos-Sanz, P., Ortiz, J. L., Morales, N., et al. 2015, *A&A*, 575, A52
- Schleicher, D. G., Millis, R. L., & Birch, P. V. 1998, *Icarus*, 132, 397
- Schleicher, D. G. & Osip, D. J. 2002, *Icarus*, 159, 210
- Schulz, R., Stüwe, J. A., Boehnhardt, H., Gaessler, W., & Tozzi, G. P. 2003, *A&A*, 398, 345
- Sekanina, Z. 2002, *ApJ*, 566, 577
- Sekhar, A. & Asher, D. J. 2014, *MNRAS*, 437, L71
- Stephens, J. R. & Russell, R. W. 1979, *ApJ*, 228, 780
- Swamy, K. S. K. 1986, *Physics of comets*
- Thomas, P. J., Chyba, C. F., & McKay, C. P. 1996, *Comets and the Origin and Evolution of Life*
- Tozzi, G. P., Boehnhardt, H., Kolokolova, L., et al. 2007, *A&A*, 476, 979
- Tozzi, G. P., Lara, L. M., Kolokolova, L., et al. 2004, *A&A*, 424, 325
- Tozzi, G. P. & Licandro, J. 2002, *Icarus*, 157, 187
- Tozzi, G. P., Patriarchi, P., Boehnhardt, H., et al. 2011, *A&A*, 531, A54
- Wallace, L. V., Miller, I., & Freeman, D. 1958, *AJ*, 63, 213
- Weissman, P. R. 1995, *ARA&A*, 33, 327
- Whipple, F. L. 1950, *ApJ*, 111, 375
- Wiegert, P. & Tremaine, S. 1999, *Icarus*, 137, 84
- Womack, M., Lutz, B. L., & Wagner, R. M. 1994, *ApJ*, 433, 886
- Woodward, C. E., Jones, T. J., Brown, B., et al. 2011, *AJ*, 141, 181
- Zolensky, M. E., Zega, T. J., Yano, H., et al. 2006, *Science*, 314, 1735