



NEWSLETTER

A proposito ...

Alessandro Maitan

Avevo pensato di aprire questo editoriale lamentando il contenuto non particolarmente corposo di questo numero della Newsletter ed invece addirittura ho spostato un contributo al prossimo numero (non me ne voglia Mauro per aver deciso di spostare quanto ha scritto sul suo osservatorio) per non perdere di vista quello che ci siamo sempre detti sui contenuti, ovvero di cercare di tenere i contenuti entro certi limiti per evitare di avere dei numeri con molte più pagine di altri anche se ciò, per motivi contingenti, potrebbe essere necessario.

Gli ultimi due mesi sono stati quasi interamente dedicati da parte di alcuni di noi all'organizzazione dell'associazione in vista degli importanti appuntamenti dell'anno prossimo: il meeting fondativo di ANS Collaboration 2.0 a Ravenna il prossimo 4 marzo 2018 e la successiva scuola di fotometria e spettrografia prevista in quel di Varese il 12 e 13 maggio.

Per arrivare "pronti" a queste date ci siamo dati alcuni obiettivi: preparare un paio di articoli da sottoporre a riviste di Astronomia (ad es. Coelum, Nuovo Orione, Le Stelle, ecc.) e soprattutto avere finalmente disponibile un sito web sul quale poter mostrare quello che abbiamo fatto e ottenuto per poter affrontare in futuro altri obiettivi e trovare anche nuovi stimoli.

La preparazione del sito web è stata affidata ad Alessandro Billecci, persona che pur completamente al di fuori della nostra realtà, sotto la supervisione principale di Mauro ed in parte di Vito, ha saputo dare al sito sia un aspetto gradevole e accattivante che ordinare i contenuti in modo che siano facilmente usufruibili da parte di tutti. È in una versione quasi definitiva che comunque dà un'ottima idea di chi siamo e dove siamo arrivati oggi. Ovviamente chiunque di noi è invitato ad esporre eventuali sue proposte migliorative o commenti indicanti punti di debolezza: www.ans-collaboration.org.

SOMMARIO

Un nuovo target osservativo	2
Alla ricerca del giusto tempo di esposizione	5
L'angolo dell'osservatore	7
Spulciando tra gli ultimi articoli su arXiv	9
ANS sulle pubblicazioni	11

NOTIZIE DI RILIEVO

- "Star paternity"

Un nuovo target osservativo ...

UNA STRANA STELLA DI RED CLUMP: LA N.12 DELL'AMMASSO TOMBAUGH 5

Ulisse Munari

Le stelle di massa intermedia, dopo aver esaurito il bruciamento dell'idrogeno nel nucleo (fase di sequenza principale), spostano il bruciamento dell'idrogeno in una shell esterna al nucleo (fase di gigante rossa), che man mano si sposta verso gli strati esterni della stella in cerca di idrogeno fresco da bruciare, lasciando dietro di sé le ceneri in forma di un nucleo di elio degenere che va ingrossandosi in massa.

Quando il nucleo di elio raggiunge una massa attorno alle 0.45 masse solari, la pressione e temperatura sono alte a sufficienza da innescare il bruciamento in carbonio ed ossigeno dell'elio. La stella in questo momento si trova all'estremo superiore (tip) del ramo delle giganti rosse (RGB, Red Giant Branch). Poiché il nucleo è degenere, il bruciamento dà luogo ad un Thermal Nuclear Runaway (TNR), ovvero la temperatura cresce esponenzialmente (e con essa la produzione di ulteriore energia per bruciamento nucleare) senza che il gas possa metterci un freno espandendo e quindi riducendo temperatura e densità. È la stessa cosa che succede in una nova, nei momenti iniziali dell'outburst. Nella nova, quando la temperatura raggiunge il valore di Fermi, il gas da degenere si trasforma istantaneamente in un gas normale il quale reagisce all'enorme temperatura e pressione alla quale è sottoposto espandendo violentemente, con il risultato di espellere se stesso nello spazio vuoto circostante. Anche nella stella al tip della RGB, al raggiungimento della temperatura di Fermi, il gas

che compone il suo nucleo di 0.45 masse solari vorrebbe espandere rapidamente, ma non può farlo per la presenza degli strati superiori della stella che lo bloccano. Il risultato netto è che la stella riorganizza rapidamente la sua struttura interna, scompare dal tip delle RGB e riappare in un'altra posizione del diagramma HR, sulla sequenza di bruciamento dell'elio, dove le stelle bruciano l'elio in carbonio ed

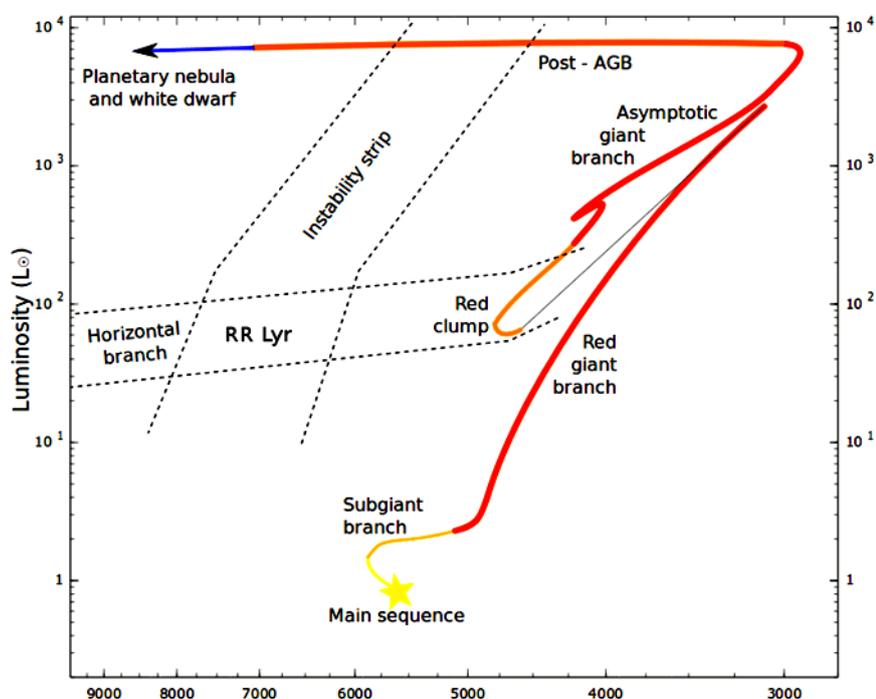


Fig. 1 Traccia evolutiva di una stella di massa intermedia. Dopo la fase di sequenza principale, ma mano che il bruciamento dell'idrogeno si sposta dal centro della stella verso i suoi strati più esterni, la stella risale prima il braccio delle sub-giganti e poi quello delle giganti rosse (RGB). Raggiunta la sua cima (Tip) e l'innescò in condizioni degeneri del bruciamento dell'elio, la stella si riassetta ad un bruciamento normale dell'elio e ricompare nella regione del Red Clump, over permane finché brucia elio al centro. Quando il bruciamento dell'elio si esaurisce al centro e procede in zone via via più esterne la stella risale l'Asymptotic Giant Branch (AGB).

ossigeno in modo tranquillo, non degenere e non esplosivo al loro centro.

Queste stelle danno luogo al braccio orizzontale degli ammassi globulari, sul lato a maggior temperatura e quindi più blu della striscia di instabilità dove si collocano le RR Lyr, le variabili pulsanti tipiche degli ammassi globulari. Gli ammassi globulari

sono caratterizzati da una bassissima metallicità (cioè basso contenuto di tutto ciò che non sia idrogeno ed elio).

Se la metallicità è alta, come nel disco della nostra Galassia, le stelle che bruciano elio al loro centro si dispongono sul lato più freddo e quindi più rosso della striscia di instabilità. Questo luogo si chiama di **Red Clump** (letteralmente "accumulo rosso" ndr). Quindi braccio orizzontale e Red Clump sono i due luoghi dove si posizionano, a seconda della loro metallicità, le stelle quando bruciano elio al loro centro. Dopo la sequenza principale, è la fase di maggior durata nella vita di una stella di massa intermedia. Le stelle di Red Clump sono stelle giganti centrate sui tipi spettrali K0III – K2III, molto simili ad Arturo (α Boo). La temperatura superficiale è attorno a 4750 K ed il raggio a circa 20 raggi solari.

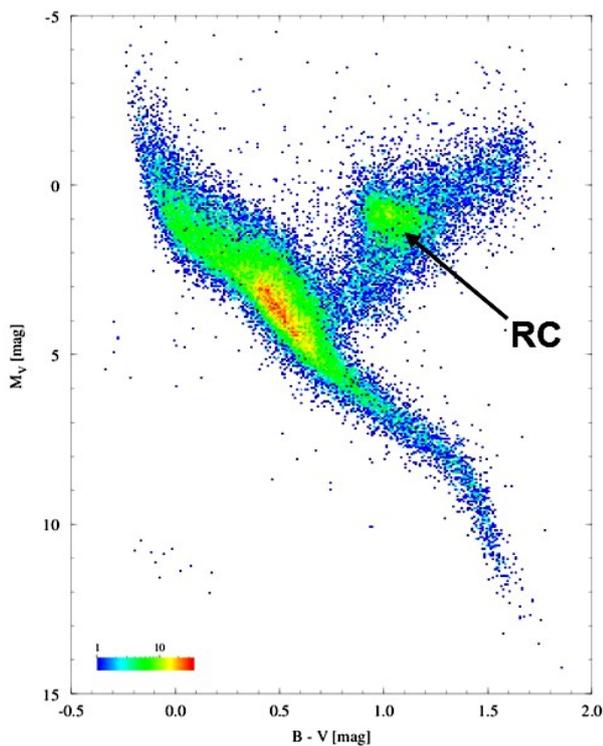


Fig. 2 Diagramma HR ottenuto dal satellite Hipparcos per le stelle nei dintorni solari per le quali la distanza è stata misurata con un errore migliore del 10%. La prominenza del Red Clump (RC) è evidente. Esso si trova spazialmente sovrapposto al braccio delle giganti (RGB), costituito dalle stelle in uscita dalla sequenza principale.

La zona molto confinata del diagramma HR dove si

posizionano le stelle di Red Clump si accompagna ad una grande similarità dei loro spettri ottici. In Figura 3 mostro una serie di spettri che ho preso con il telescopio da 1.22m di Asiago lo scorso 24 Ottobre per stelle di Red Clump dell'ammasso aperto NGC 6940 nella Volpetta, di età ~ 750 milioni di anni e ad una distanza di ~ 800 pc. Gli spettri delle stelle di Red Clump di NGC 6940 sono praticamente tutti indistinguibili tra loro. Essi sono dominati da righe caratteristiche "fredde", come il doppietto H & K del CaII (Calcio ionizzato due volte) a 3933, 3970 Ang, il doppietto del NaI a 5893, varie bande molecolari del CN, quella molto forte del CH a 4300 Ang, ed il tripletto del MgI attorno a 5170 Ang. Potete immaginare la sorpresa quando poche notti dopo, il 27 Ottobre scorso sono passato ad osservare stelle di Red Clump di un altro ammasso aperto, Tombaugh 5, e ne ho trovato una che nel blu presentava le caratteristiche di una stella A, non di una Red Clump !

Lo spettro di questa stella (la N.12 del catalogo su Tombaugh 5), è mostrato in rosso in Figura 3. Come si vede chiaramente, nel blu lo spettro è dominato dalla serie di Balmer (assente nelle stelle di Red Clump) e le caratteristiche tipiche di una Red Clump sono molto diluite o assenti. Esse diventano via via più marcate solo spostandosi verso il rosso. Controllata l'assenza di errori d'osservazione e riduzione dati, l'ipotesi più naturale è che si tratti di un sistema binario, nella rarissima combinazione di una stella A ed una di Red Clump. La stella A è rappresentativa di quelle che in Tombaugh 5 stanno ora esaurendo la loro fase di sequenza principale e si avviano prima verso le sub-giganti e poi verso il ramo gigante RGB.

Questa stella è alle coordinate e magnitudini:

Tombaugh 5 N.12 03:48:27.83 +59:04:56.18
 $V=11.7$ $B-V=+1.2$ $V-R=0.8$ $V-I=1.6$ (vedi pag. 8)

ed è sconosciuta sia come binaria che come stella variabile. Una vera anonima di campo assente in SIMBAD o VSX.

Potrebbe essere entrata nella fenditura dello spettrografo una stella di campo di tipo A scorrelata con la Red Clump e confusa entro il dischetto di seeing di questa ?

Ho cercato sul catalogo Hipparcos/Tycho ma in quella regione di cielo la magnitudine limite non è stata fonda a sufficienza. Ho allora cercato nel catalogo DR1 di Gaia, che va molto fondo e spazialmen-

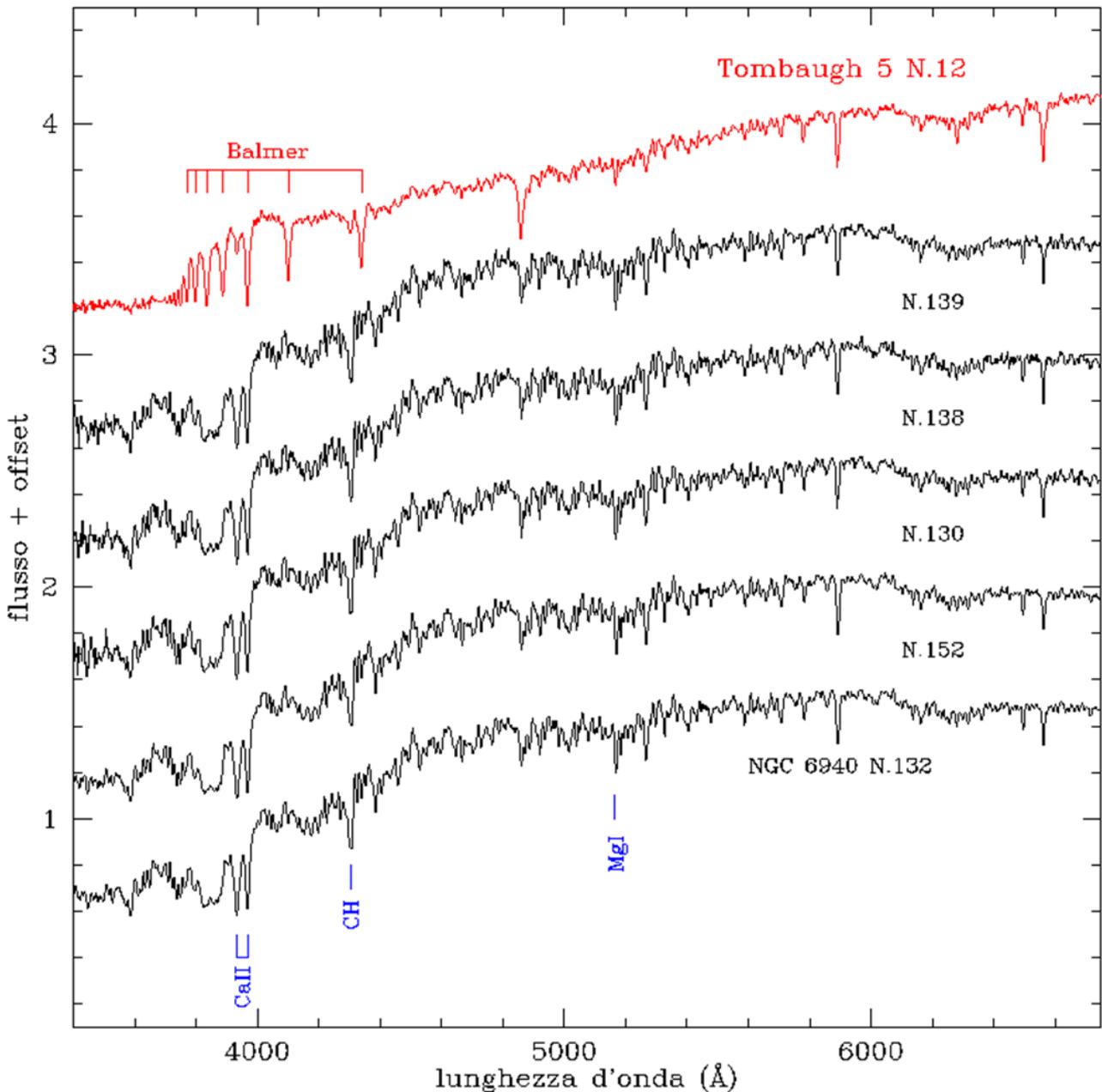


Fig. 3 Spettri di stelle di Red Clump dell'ammasso aperto NGC 6940 (in nero) e spettro della stella N.12 dell'am-

te risolve stelle a distanze ben sotto al secondo d'arco. Tombaugh 5 N.12 appare a Gaia come una stella singola e non come una binaria ottica o apparente. Sembra quindi che la Red Clump e la stella A non siano prospetticamente allineate ma possano essere legate in un vero sistema binario.

Mentre io farò degli spettri in alta risoluzione con lo spettrografo Echelle all'1.82m di Cima Ekar ad Asiago, propongo che la stella sia monitorata da ANS in BVRI per i mesi di visibilità a venire. L'idea è di provare che

sia un vero sistema binario e ricavare dalle velocità radiali il moto orbitale. Se la fotometria dovesse rivelare eclissi, diventerebbe un sistema estremamente importante permettendo la determinazione della massa di una Red Clump. La fotometria potrebbe non rivelare eclissi ma invece:

1) la deformazione ellissoidale della Red Clump se questa dovesse riempire il lobo di Roche (pensierino per prendere sonno la sera: cosa succede del trasferimento di massa verso una stella di sequenza principale di tipo

A ?), oppure

2) il riscaldamento del lato della Red Clump illuminato dalla ben più calda stella A compagna.

Gli effetti fotometrici cercati sono subdoli, e solo la preci-

sione delle misure ANS Collaboration può sperare di rivelarli, però il premio in palio è assai ricco ! La sequenza fotometrica è presente sul server ANS con il nome **TOMB_5_N12**.

Fotometria BVRcIc

ALLA RICERCA DEL GIUSTO TEMPO DI ESPOSIZIONE

Mauro Graziani

Dopo anni di cimento nella fotometria astronomica stellare mi sono, ad un certo punto, accorto di come spesso la qualità della mia fotometria, soprattutto nella banda B, venisse pregiudicata da una sensibile inadeguatezza nei tempi di esposizione dell'oggetto di studio e/o delle stelle di confronto utilizzate. Altri astrofili, più bravi di me, hanno saputo arguire meglio quanto esporre nelle diverse bande BVRcIc per poter ottenere un adeguato rapporto S/N, tuttavia, la mia sensazione è che tale risultato spesso sia il frutto di un processo eminentemente empirico, magari effettuato in presa diretta durante le sessioni di ripresa al telescopio.

Il desiderio di un approccio più analitico a tale problematica, dettato anche dalla necessità di pianificare più adeguatamente le osservazioni eseguite in modalità automatica mi ha portato al desiderio di sviluppare un piccolo software che permettesse il calcolo del giusto tempo di esposizione per le bande fotometriche BVRcIc.

La lettura che ha aperto i miei orizzonti al riguardo è stata la *FAQ n°3 di ANS Collaboration* scritta da Ulisse Munari qualche anno fa, nella quale si parla, per l'appunto, di adeguatezza dei tempi di esposizione di un oggetto celeste, per la fotometria in banda.

Altre letture di cui ho usufruito, anche in fase di stesura del software sono state le seguenti:

- *U Munari M. Fiorucci and D. Moro: Asiago Database on Photometric Systems (ADPS)* <http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>.
- *W Romanishin: An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs* University of Oklahoma wjr@nhn.ou.edu.
- *P. Camaiti: Guida ai CCD per l'astronomia* Ed. Castello.

Il software che ne è scaturito, battezzato FAQ3 quale ringraziamento alla bibliografia che lo ha ispirato, si prefigge come obiettivo il calcolo dei tempi di esposizione per riprese effettuate tramite CCD attraverso i filtri fotometrici BVRcIc dello standard Johnson-Cousin-Bessel (attualmente non è supportata la banda U).

Tale software è pensato per la fotometria differenziale, nella quale l'oggetto da misurare e le stelle di confronto si trovano tutte nello stesso campo inquadrato.

Essendo svariati i parametri che concorrono alla determinazione dei risultati troviamo una cospicua videata di ingresso nella quale impostare questi vari parametri, molti dei quali in realtà relativi al setup strumentale in uso e quindi, verosimilmente, piuttosto stabili nel tempo. Sono richiesti i valori di *saturazione, Gain, Readout e dark current* della propria CCD, trasmissività dei filtri e caratteristiche medie del sito osservativo, ma anche tempo massimo, permesso dalla bontà della propria montatura, per una singola posa.

Una volta inseriti questi parametri si dovrà indicare, per ogni banda fotometrica, la magnitudine della stella più debole del nostro insieme formato da stella variabile più stelle di confronto (ovviamente per la magnitudine della stella variabile si userà un valore approssimato) e il valore di magnitudine della stella più luminosa del medesimo insieme. Ovviamente non è detto che la stella più debole/ luminosa, in una certa banda fotometrica sia la stessa nelle altre bande.

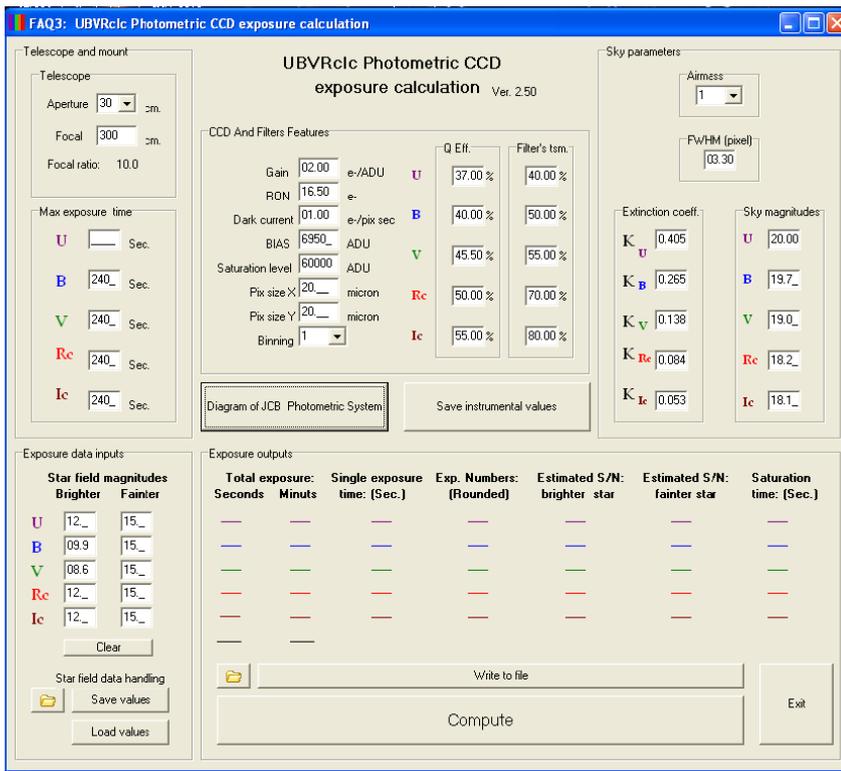
A questo punto, dopo aver inserito l'airmass di osservazione il sistema calcolerà, per ogni banda fotometrica, il miglior tempo di esposizione totale ed indicherà, sulla base delle caratteristiche della montatura nonché dell'eventuale possibilità di saturazione il tempo di esposizione da effettuare per ogni singola posa e di converso il numero di pose da effettuare. Volendo è possibile salvare l'output in un file di testo.

Il programma non richiede una vera installazione, basta scompattarlo in una directory di propria scelta e lanciare il file FAQ3.EXE. Chi eventualmente volesse provarlo può scaricarlo gratuitamente dal sito del mio osservatorio all'indirizzo:

<http://sintiniobservatory.interfree.it/>

Il calcolo del tempo di saturazione. La mia incapacità di reperire in letteratura una formula di calcolo del tempo di saturazione è sfociata in un approccio personale al problema di seguito dettagliato.

Il punto di partenza è l'equazione per trovare il valore



Visione esemplificativa della schermata del software FAQ3

in ADU che ha la seguente forma:

$$ADU = BIAS + \frac{RON}{G} + \frac{DCURR * t}{G} + \frac{SKY * t}{G} + \frac{STAR * t}{G}$$

dove:

- ADU** = Analogic to Digit Unit total of a star image
 - BIAS** = Noise from CCD's electronic in ADU
 - RON** = Readout noise in electrons*sec⁻¹
 - G** = Gain in electrons
 - DCURR** = Dark current in electrons*pixel* sec⁻¹
 - SKY** = electrons flux originates by skylight photons * sec⁻¹
 - STAR** = electrons flux originates by star light photons * sec⁻¹
 - t** = time of exposure
- gli elettroni incidenti provenienti da **SKY** e **STAR** sono così calcolati:

$$1) \quad e_n^- = \frac{(Phot_n) * (Phot_e)}{3.65}$$

- e_n^- = number of electrons created from photons
- Phot_n** = number of incident photons from the star or sky
- Phot_e** = energy of each incident photon from the star or sky expressed in eV

3.65 è il valore dell'efficienza del silicio, espresso in elettronvolt, nella conversione fotone-elettrone, in altre parole l'energia dei fotoni incidenti divisa per 3.65 fornisce il numero di elettroni che vanno ad originarsi nel singolo pixel della CCD.

A questo punto, usando il valore di saturazione in ADU (valore noto e dipendente dall'architettura dell'elettronica della camera) e risolvendo l'equazione di cui sopra rispetto al tempo di esposizione otteniamo:

$$2) \quad t_s = \frac{(ADU_s - BIAS - \frac{RON}{G}) * G}{DCURR + SKY_p + STAR_{mip}}$$

dove:

- t_s** = saturation time exposure
- ADU_s** = ADU saturation value of each pixel that depending from Analogic to Digit Converter (ADC)

of our CCD camera. i.e. a sensor with a 16 bit ADC have a ADU saturation of 65536 counts

- BIAS** = Noise from CCD's electronic in ADU
- RON** = Readout noise in electrons*sec⁻¹
- G** = Gain in electrons
- DCURR** = Dark current in electrons*pixel* sec⁻¹
- SKY_p** = electrons flux originates by skylight photons * sec⁻¹ from a single pixel
- STAR_{mip}** = electrons flux originates by star light photons * sec⁻¹ from a **more illuminated** pixel

Naturalmente I fotoni derivanti dal fondo cielo sono, quasi per definizione, distribuiti uniformemente in cielo, pertanto basta dividere il flusso totale di fotoni incidenti per l'area del singolo pixel per ottenere il numero di fotoni di fondo cielo incidenti su ciascun pixel. Invece i fotoni provenienti da una stella si distribuiscono in maniera gaussiana dipendentemente dalla FWHM perciò non possiamo trattarli come i fotoni del fondo cielo ed assumere semplicemente un valor medio; possiamo però calcolare il valore del più illuminato tra tutti i pixel che contengono la luce della stella e questo è possibile attraverso l'equazione della gaussiana:

$$3) \quad f(x) = \frac{1}{\sigma * \sqrt{2 * \pi}} * e^{-\frac{(x-x_0)^2}{2*\sigma^2}}$$

e dalla relazione tra σ ed **FWHM**:

$$4) \quad \mathbf{FWHM \sim 2.335 * \sigma}$$

Da cui si ricava semplicemente σ .

Nell'equazione 3) σ rappresenta la dispersione della curva mentre x è il valore della variabile indipendente ed x_0 è il valore della curva al suo picco. Siccome noi cerchiamo proprio il valore $f(x)$ al suo picco allora l'equazione 3) diventa semplicemente:

$$5) \quad f(x) = \frac{1}{\sigma * \sqrt{2 * \pi}}$$

dove $f(x)$ è un valore compreso tra 0 ed 1.

A questo punto è sufficiente, nell'equazione 5) sostituire σ con il suo valore calcolato in 4) e successivamente moltiplicare per il valore di $STAR$ per ottenere finalmente il valore di flusso elettronico $STAR_{mip}$ del

$$STAR_{mip} = STAR * \frac{1}{\frac{FWHM}{2.335} * \sqrt{2 * \pi}}$$

pixel maggiormente illuminato dalla stella.

Ottenuto questo valore possiamo utilizzarlo nella 2) per calcolare agevolmente il tempo di saturazione di una data stella in una certa banda fotometrica.

L'angolo dell'Osservatore

I TARGET OSSERVATIVI ANS TRA RA=00 E 12 ORE

Ulisse Munari - Istituto Nazionale di Astrofisica, Asiago

E' ora di rivedere i target osservativi ANS tra 00 e 12 ore. Come al solito la lista qui sotto prende in considerazione alcuni oggetti del programma ANS in questa fascia che sono meritevoli di un commento circa il continuare o no con le loro osservazioni. Se un oggetto del programma ANS tra RA=00 e 12 ore non compare qui, allora vuol dire che va bene come lo stiamo osservando e continuiamo così (ad esempio stiamo andando bene con AX Per, CI Cam, GH Gem, BX Mon, o NQ Gem).

Con il lancio ANS 2.0 cresceranno le opportunità di osservazioni in questa fascia di ascensioni rette dove i target tradizionali di ANS (novae, simbiotiche) scarseggiano. Qui si concentrano una buona parte degli oggetti di pre-sequenza che verranno proposti, in particolare nelle costellazioni del Toro, Auriga ed Orione, dove variabili di tipo T Tau, FU Ori (FUor), EX Lup (EXor), UX Ori (UXor), etc., sono particolarmente concentrate verso le nubi molecolari sedi di intensa formazione stellare. Per aumentare la densità di oggetti tra i quali scegliere dei target da monitorare, a queste ascensioni rette verranno anche proposti oggetti extragalattici come Nuclei Galattici Attivi (AGN) nelle loro varie salse e forme.

V832 Cas **01 47 38.5 +60 41 57.3**

Mauro ha iniziato ad osservarla, e sarebbe auspicabile riuscisse a continuare. Io la sto monitorando spettroscopicamente da molto tempo.

BD Cam **03 42 09.3 +63 13 00.5**

Sorella gemella di SU Lyn, 4 Dra ed altre simbiotiche "dormienti". Giulio ha ottenuto una curva di luce continua dal 2008 al 2015. Poi non abbiamo più osservazioni. L'oggetto è difficile perché molto luminoso ($V \sim 5.1$), ma se Giulio riuscisse a riprenderla sarebbe utilissimo vista la gran mole di dati spettroscopici acquisiti regolarmente da Asiago e Varese.

NSV 1436 **04 02 38 +42 50 38**

L'outburst di Settembre (da B=17 a B=13) è stato scoperto solo postumo da Mauro in riduzioni di dati in giacenza, e non abbiamo di conseguenza la mappatura spettroscopica. Andrebbe seguita durante la stagione che va ad iniziare per cogliere il ritorno verso la quiescenza, in particolare da Mauro che è l'unico contributore di dati sino ad

StHa 32 **04 37 45.0 -01 19 05.9**

Stella simbiotica dalle composizioni chimiche a dir poco singolari, che suggeriscono un canale evolutivo molto particolare, dopo anni di ampia ma regolare attività, all'inizio di quest'anno è misteriosamente crollata in brillantezza in I ed R, mentre e' diventata insolitamente brillante in B (!). Va ovviamente battuta soprattutto da coloro che tradizionalmente l'hanno seguita in questi anni (Gian Luigi, Sergio, Flavio, Stefano, Alessandro).

V1261 Ori **05 22 18.6 -08 39 58.0**

Seguita abbastanza bene sino a Febbraio 2016, da allora non sono più arrivate misure. Andrebbe urgentemente ripresa (attenzione ai problemi di saturazione evidenti nelle osservazioni in I).

OY Gem (=HD 51585) 06 58 30.41 +16 19 26.1

Abbiamo pochissime osservazioni (una nel 2014, due nel 2015) di una simbiotica molto interessante (almeno spettroscopicamente!) e assai brillante (I=10.5, B=11.7). Facciamo una prova ad iniziare a seguirla con decisione,

altrimenti la abbandoneremo.

NQ Gem **07 31 54.5 +24 30 12.5**

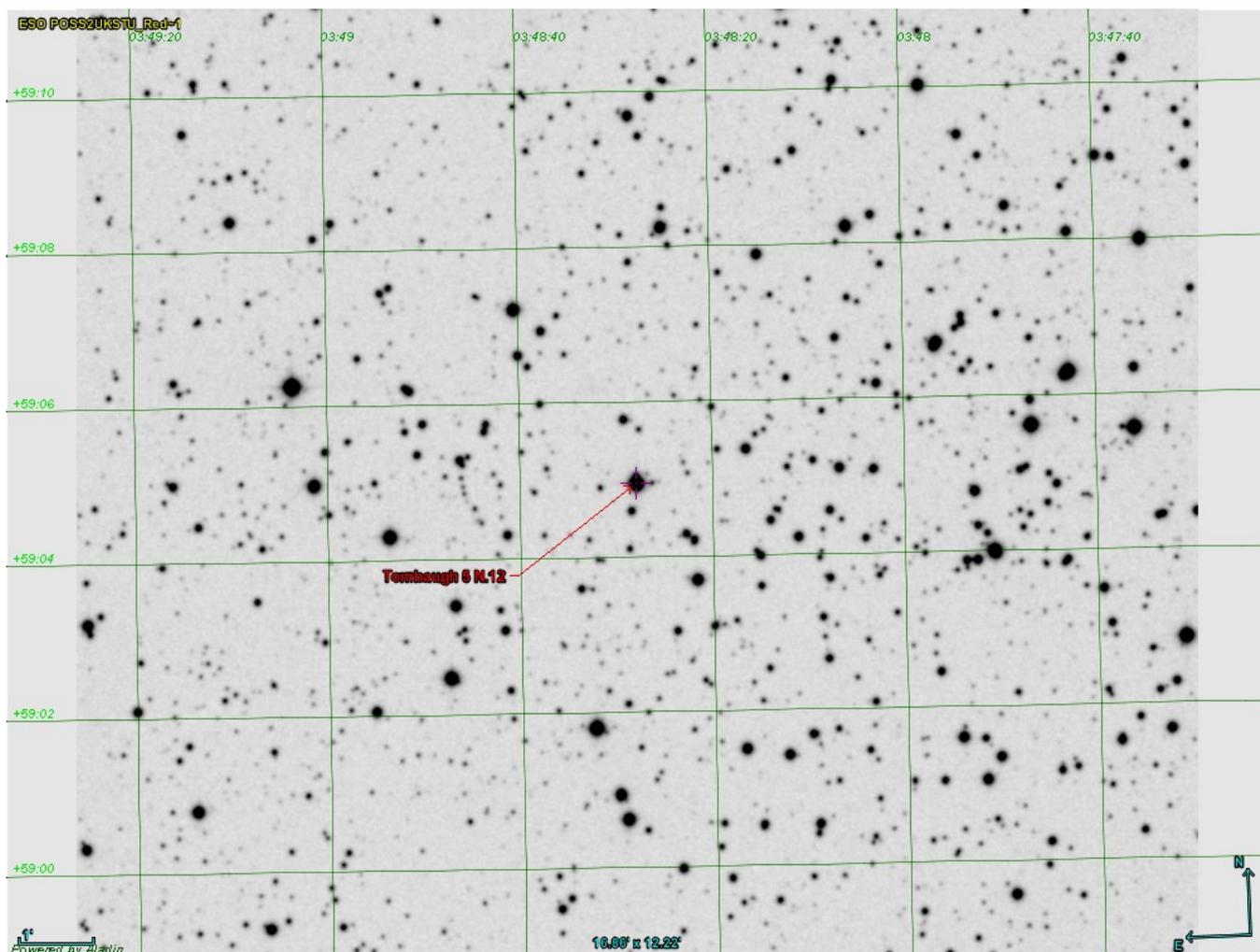
Stiamo passando per la fine di quello che sembra il secondo ciclo orbitale da quando abbiamo iniziato ad osservarla. Ottima copertura sino alla scorsa primavera. Fondamentale seguirla bene ora al transito al minimo (B~10.2)

WRAY 15-157 **08 06 34.8 -28 31 57.0**

Seguita molto bene da Sergio sino al 2014, poi abbandonata perché irraggiungibile con il telescopio ostruito dalla cupola. Io la sto battendo spettroscopicamente. Andrebbe resuscitata quanto prima (B~14.5)

AS 201 **08 31 42.9 -27 45 32.0**

Seguita bene sino all'inverno 2015/16 due soli punti lo scorso inverno. Non molliamola.



Campo di Tombaugh 5 con al centro la stella N. 12

OY Gem (=HD 51585) 06 58 30.41 +16 19 26.1

Abbiamo pochissime osservazioni (una nel 2014, due nel 2015) di una simbiotica molto interessante (almeno spettroscopicamente!) e assai brillante ($I=10.5$, $B=11.7$). Facciamo una prova ad iniziare a seguirla con decisione, altrimenti la abbandoneremo.

NQ Gem 07 31 54.5 +24 30 12.5

Stiamo passando per la fine di quello che sembra il secondo ciclo orbitale da quando abbiamo iniziato ad osservarla. Ottima copertura sino alla scorsa primavera. Fondamentale seguirla bene ora al transito al minimo ($B\sim 10.2$)

WRAY 15-157 08 06 34.8 -28 31 57.0

Seguita molto bene da Sergio sino al 2014, poi abbandonata perché irraggiungibile con il telescopio ostruito dalla cupola. Io la sto battendo spettroscopicamente. Andrebbe resuscitata quanto prima ($B\sim 14.5$)

AS 201 08 31 42.9 -27 45 32.0

Seguita bene sino all'inverno 2015/16 due soli punti lo scorso inverno. Non molliamola.

Spulciando tra gli ultimi articoli apparsi su arXiv (agg. al 14/11/2017)

Stefano Moretti

Autori	Titolo
T. Giannini, U. Munari et al. (2017), published in Nature Astronomy	The 2016-2017 peak luminosity of the pre-main sequence variable V2492 Cyg [arXiv:1710.08151]
	<p><u>Abstract</u> (traduzione in italiano)</p> <p>V2492 Cyg è una giovane stella di pre-sequenza che presenta variazioni di luminosità ripetitive di ampiezza significativa ($\Delta R > 5$ mag) la cui origine fisica è stata attribuita sia a variabilità di estinzione (tipo UXor) che di accrescimento (tipo EXor), anche se la loro proporzione non è ancora stata chiarita. Recentemente, V2492 Cyg ha raggiunto un livello di luminosità mai registrato nel periodo della sua attività documentata. La fotometria e la spettroscopia ottica e infrarossa sono state ottenute nell'ottobre 2016 e tra marzo e luglio 2017. La stella è rimasta luminosa fino alla fine di maggio 2017, poi dall'inizio di giugno ha cominciato a indebolirsi rapidamente a una velocità di circa 0,08 mag./giorno. A metà luglio 2017 la stella ha raggiunto lo stesso livello di bassa luminosità di due anni prima. L'estinzione e il tasso di accrescimento di massa sono stati derivati per mezzo della luminosità delle linee più brillanti, in particolare Hα e Hβ. Sono inoltre presentati alcuni spettri ottici ad alta risoluzione per poter trarre informazioni sulla cinematica del gas. Le variazioni di estinzione ottica non superano che poche magnitudini, mentre il tasso di accrescimento di massa è stimato variare da meno di 10^{-8} fino a poco più di $10^{-7} M_{\text{sun}} / \text{yr}$. Quest'ultimo dato è paragonabile a quello stimato durante il precedente massimo nel 2010, probabilmente verificato in condizioni di estinzione più severe. L'analisi combinata delle osservazioni ottiche e nel vicino infrarosso (NIR) estendono all'evento attuale il suggerimento originale che la variabilità di V2492 Cyg sia una combinazione di cambiamento di estinzione e accrescimento.</p>
K.A. Stoyanov et al. (2017), submitted to Bulgarian Astronomical Journal	Optical flickering of the symbiotic star CH Cyg [arXiv:171101749v1]
	<p><u>Abstract</u> (traduzione in italiano)</p> <p>Vengono presentate le osservazioni quasi simultanee del <i>flickering</i> della stella binaria simbiotica CH Cyg nelle bande U, B e V. Vengono calcolati i parametri della sorgente di <i>flickering</i> e discusse le possibili motivazioni per la cessazione del <i>flickering</i> nel periodo 2010-2013.</p>

Autori	Titolo
B. Davies, E. Beasor (2017). Submitted to MNRAS	The initial masses of the Red Supergiant Progenitors to Type-II Supernovae [arXiv:1709.06116]
	<p><u>Abstract</u> (<i>traduzione in italiano</i>)</p> <p>Ci sono un numero crescente di SNe vicine per le quali è stata individuata la stella progenitore in immagini di archivio precedenti la fase esplosiva. Da queste immagini è possibile misurare la luminosità del progenitore qualche anno prima dell'esplosione e, in ultima analisi, stimare la sua massa iniziale. Precedenti lavori hanno dimostrato che le supernove II-P e II-L (SNe) hanno come progenitori stelle Supergiganti Rosse (RSG) e che l'intervallo delle masse iniziali per questi progenitori sembra limitato a <17Masse Solari. Ciò è in contrasto con le 25-30Masse Solari previste dai correnti modelli evolutivi, un risultato che viene chiamato "Problema delle Supergiganti Rosse". Qui esaminiamo una particolare fonte di errore sistematico presente nella conversione della fotometria pre-esplosione in una massa iniziale, ovvero la correzione bolometrica (BC) utilizzata per convertire un flusso a banda singola in una luminosità bolometrica. Mostriamo, usando gli ammassi stellari, che le RSG si evolvono a tipi spettrali successivi, mentre si avvicinano allo stato di SN, che a sua volta provoca l'aumento della BC. Non tener conto di ciò comporta una sottovalutazione sistematica della luminosità di una stella, e quindi della sua massa iniziale. Utilizzando i nostri BCs empiricamente motivati, riesamineremo le SNe II-P e II-L che i cui progenitori sono stati individuati in fase pre-esplosione. L'adattare una funzione di massa iniziale a queste masse aggiornate causa un incremento al limite superiore di massa pari a $M_{hi} = 19,0 + 2,5-1,3M$ solari, con un limite di confidenza superiore la 95% per masse <27M solari. Tenendo conto degli effetti di dimensioni del campione finito e delle incertezze sistematiche nella relazione di massa-luminosità, il limite aumenta fino a $M_{hi} = 25M$ solari (<33M masse solari, 95% di fiducia). Concludiamo dunque che non esiste attualmente alcuna prova convincente "manchino" progenitori di grande massa delle SNe core-collapse .</p>
N. Kantharia (2017). National Centre for Radio Astrophysics, Pune India. Submitted	Novae II. Model, multi-band outburst, bipolar ejecta, accretion disk, relativistic electrons, etc. [arXiv:1709.09400]
	<p>Lo studio della novae è proseguito e viene presentato un modello fisico aggiornato per novae classiche / ricorrenti derivato da osservazioni a lunghezza d'onda multipla. In particolare, le osservazioni di novae supportano l'origine dell'emissione continua ottica nell'esplosione, la segregazione in massa e la formazione di accumuli negli ejecta, l'origine dell'Orione, le linee più diffuse e la polvere diffusa negli accumuli, la formazione rapida di Fe II in materiale spazzato via, energizzando gli elettroni a velocità relativistiche dall'esplosione e l'esistenza di un grande guscio freddo intorno alla nana bianca che dovrà accrescere e che è attualmente in quiescenza. Il rapido trasferimento di energia term nucleare deve essere adiabatico e quindi energizza e espelle tutte le particelle negli strati sovrastanti. Il nostro studio conduce alle seguenti conclusioni che sono rilevanti per le novae e altri sistemi astrofisici: (1) Gli elettroni sono istantaneamente eccitati a velocità relativistiche nell'esplosione accanto agli atomi e agli ioni più pesanti. Non è essere rifarsi ad alcuna accelerazione di shock post-espulsione. (2) La rotazione di un oggetto di accrescimento sferico incompressibile porta a un potenziale dipendente dalla latitudine tale che il tasso di accrescimento sia massimo ai poli e il minimo all'equatore. Ciò forma un guscio a forma prolungata. L'espulsione energetica di questo guscio provocherà un ejecta / outflow bipolare. Tali deflussi non possono essere espulsi da oggetti sferici non rotanti. (3) I tassi di accrescimento di latitudine dipendenti in un oggetto di rotazione rotante porteranno anche all'accumulazione della materia infallibile al di fuori dell'oggetto nelle regioni non polari, formando così un disco di accrescimento. Il momento angolare della materia entrante non ha alcun ruolo nella formazione di un disco di accrescimento. I dischi di accrescimento non possono formarsi attorno ad un oggetto non rotante.</p>
V. Hänel et al. (2017), submitted to JQSRT	Measuring night sky brightness: methods and challenges [arXiv:1709.09558]

Autori	Titolo
	<p>La misurazione della luminosità del cielo notturno è diventata un argomento sempre più importante negli ultimi anni, in quanto le luci artificiali e la loro dispersione dall'atmosfera terrestre continuano a diffondersi in tutto il mondo. Per questo compito sono stati sviluppati diversi strumenti e tecniche. Diamo una panoramica di questi e discutiamo i loro punti di forza e quali le limitazioni. Sono discusse le diverse quantità che possono e dovrebbero essere derivate per misurare la luminosità del cielo notturno, nonché le procedure che sono state e devono ancora essere definite in questo contesto. Concludiamo che in molte situazioni, le telecamere digitali non professionali calibrate dotate di lenti fisheye forniscono il miglior rapporto tra la facilità di utilizzo e la ricchezza di informazioni disponibili sul cielo notturno. Pur non ottenendo informazioni complete spettrali, sono in grado di campionare il cielo completo in un periodo di minuti, con informazioni di colore in tre bande. Ciò è importante, dato che gli attuali cambiamenti globali degli spettri della lampade, i cambiamenti di radiazione del cielo osservati solo con dispositivi a singola banda possono portare a conclusioni non corrette per quanto riguarda i cambiamenti a lungo termine della luminosità del cielo. L'acquisizione di informazioni su tutto il cielo è auspicabile, in quanto le informazioni solo allo Zenith non forniscono una caratterizzazione adeguata di un sito. Tuttavia, i dispositivi a canale singolo e banda singola come lo Sky Quality Meter continuano ad essere un'opzione valida per studi a lungo termine sulla luminosità del cielo notturno e per studi condotti da una piattaforma mobile. L'interpretazione accurata di tali dati richiede una certa comprensione della composizione di colore della luce del cielo. Si raccomanda di integrare serie temporali a lungo termine derivate da tali dispositivi con campionamento periodico a tutti i campi da un sistema di teleca-</p>
D. A. Principe et al. (2017), submitted	<p>The ALMA Early Science View of FUor/EXor objects. IV. Misaligned Outflows in the Complex Star-forming Environment of V1647 Ori and McNeil's Nebula [arXiv:1709.001924]</p>
Kwan-Lok Li et al. (2017), published in Nature Astronomy	<p>A Nova Outburst Powered by Shocks [arXiv:1709.00763]</p>

ANS sulle pubblicazioni

Bib. code	Autori	Titolo	Pubbl.
MNRAS 473 , 1895–1908 (2018)	D. P. K. Banerjee, Mudit K. Srivastava, N. M. Ashok (Physical Research Lab., Navrangpura, India), U. Munari (INAF—Asiago), J. Hamsch, G. L. Righetti and A. Maitan (ANS-Collaboration)	<i>Near-infrared and optical studies of the highly obscured nova V1831 Aquilae (Nova Aquilae 2015)</i>	MNRAS

Associazione ANS Collaboration

Presidente: Andrea Frigo

Direttore Scientifico: Ulisse Munari

Segretario: Alessandro Maitan

Altri membri del CD:

Sergio Dallaporta

Flavio Castellani

info@ans-collaboration.org

