



**ΕΘΝΙΚΟ ΜΕΤΣΟΒΙΟ
ΠΟΛΥΤΕΧΝΕΙΟ**

**ΣΧΟΛΗ ΕΦΑΡΜΟΣΜΕΝΩΝ
ΜΑΘΗΜΑΤΙΚΩΝ
ΚΑΙ ΦΥΣΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ**

**ΣΧΟΛΗ ΜΗΧΑΝΟΛΟΓΩΝ
ΜΗΧΑΝΙΚΩΝ**

ΕΚΕΦΕ «ΔΗΜΟΚΡΙΤΟΣ»

**ΙΝΣΤΙΤΟΥΤΟ ΝΑΝΟΕΠΙΣΤΗΜΗΣ
ΚΑΙ ΝΑΝΟΤΕΧΝΟΛΟΓΙΑΣ**

**ΙΝΣΤΙΤΟΥΤΟ ΠΥΡΗΝΙΚΗΣ ΚΑΙ
ΣΩΜΑΤΙΔΙΑΚΗΣ ΦΥΣΙΚΗΣ**



Διατμηματικό Πρόγραμμα Μεταπτυχιακών Σπουδών

«Φυσική και Τεχνολογικές Εφαρμογές»

Υψηλής ακρίβειας φωτομετρία για τους Υπερκαινοφανείς αστέρες Τύπου Ια

ΜΕΤΑΠΤΥΧΙΑΚΗ ΔΙΠΛΩΜΑΤΙΚΗ ΕΡΓΑΣΙΑ

Της Εμμανουέλας Παρασκευά

Ερευνητική Επιβλέπουσα:	Ακαδημαϊκός Επιβλέπων:
Άλκηστις Μπονάνου	Γιώργος Κουτσούμπας
Ινστιτούτο Αστρονομίας, Αστροφυσικής, Διαστημικών Εφαρμογών & Τηλεπισκόπησης	Τομέας Φυσικής, ΣΕΜΦΕ, Ε.Μ.Π.
Εθνικό Αστεροσκοπείο Αθηνών	

Αθήνα, Οκτώβριος, 2017

ΕΘΝΙΚΟ ΜΕΤΕΩΡΙΟ ΠΟΛΥΤΕΧΝΕΙΟ

ΕΘΝΙΚΟ ΑΣΤΕΡΟΣΚΟΠΕΙΟ ΑΘΗΝΩΝ

Υψηλής ακρίβειας φωτομετρία στους Υπερκαινοφανείς αστέρες Τύπου Ia

Εμμανουέλα Παρασκευά

Επιβλέποντες:

Δρ. Άλκησις Μπονάνου
Δρ. Γεώργιος Κουτσούμπας
Δρ. Κωνσταντίνος
Αναγνωστόπουλος

30 Οκτωβρίου 2017



Ευχαριστίες

Η παρούσα διπλωματική εργασία εκπονήθηκε στα πλαίσια του Διατμηματικού Μεταπτυχιακού Προγράμματος, Φυσική & Τεχνολογικές Εφαρμογές του Εθνικού Μετσόβιου Πολυτεχνείου και του Εθνικού Κέντρου έρευνας Φυσικών Επιστημών "Δημόκριτος" σε συνεργασία με το Ινστιτούτο Αστρονομίας, Αστροφυσικής, Διαστημικών Εφαρμογών και Τηλεπισκόπησης του Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών. Προτού ξεκινήσει η ανάγνωση της προκείμενης εργασίας, θεώρησα καίριο αν και κοινότοπο, να ευχαριστήσω εκ βαθέων, ορισμένους ανθρώπους που συνέβαλαν καταλυτικά στο να ολοκληρωθεί αυτός ο κύκλος σπουδών υπογραμμίζοντας το γνωμικό "Ευποιίας ης έτυχες, μνημόνευε", Κλεόβουλος ο Ρόδιος, 6ος π.Χ. αιών.

Πρωτίστως δράττομαι της ευκαιρίας να ευχαριστήσω τους γονείς και την αδερφή μου που στέκονται δίπλα μου με αμέριστη αγάπη. Επίσης, για τη παροιμιώδη υπομονή που επέδειξαν για τις ουκ ολίγες στιγμές εντάσεων, απότοκος κούρασης και κόπου αλλά και για την άγρυπνη συμπαράσταση τους στην προσπάθεια μου να εκπληρώσω τους στόχους μου.

Επιπλέον, θέλω να εκφράσω τις θερμές και ειλικρινείς μου ευχαριστίες στην Δρ. Άλκησθη Μπονάου, Κύρια Ερευνήτρια του Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών για την καθοδήγηση, εμπιστοσύνη και την στήριξη που μου έδειξε προκειμένου να ολοκληρώσω αυτόν τον κύκλο σπουδών. Με τις γνώσεις και τον ενθουσιασμό της, ήταν η κύρια ηθική, υλική και πνευματική πηγή της εν λόγω διπλωματικής. Με την καθολική συμπεριφορά της ως προς την αστρονομία, ήταν πηγή έμπνευσης για την προσέγγιση κάθε αστρονομικού θέματος με περιέργεια και τιμιότητα. Προσέτι, θα ήθελα να την ευχαριστήσω για τη βοήθεια και την προτοπή της να συμμετάσχω σε διάφορα συνέδρια αστροφυσικής και τέλος για την επίβλεψή της στην εκπόνηση της παρούσας εργασίας.

Τέλος, ιδιαίτερες ευχαριστίες θέλω να εκφράσω στην Ζωή Σπετσιέρη, υποψήφια διδάκτορα του τμήματος Αστροφυσικής, Αστρονομίας και Μηχανικής του τμήματος Φυσικής του Εθνικού Καποδιστριακού Πανεπιστημίου Αθηνών για την αδιάλειπτη και πάντα με προθυμία παροχή της βοήθειάς της όποτε της εζητήθει. Πιο συγκεκριμένα την ευχαριστώ για τη βοήθεια που μου παρείχε κατά την πρώτη μου επαφή με θέματα Αστροφυσικής, την επεξήγηση πολλών αστρονομικών εργαλείων καθώς και την γενική συνεισφορά της στην προκείμενη διπλωματική εργασία.

Περιεχόμενα

Περίληψη	7
Abstract	9
1 Θεωρητικό υπόβαθρο	11
1.1 Εξέλιξη αστέρων	11
1.2 Υπερκαινοφανείς	15
1.2.1 Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου I	17
1.2.2 Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου II	18
1.3 Μεταβλητότητα στις καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών	19
2 Παρατηρησιακά δεδομένα	27
2.1 Περιγραφή δεδομένων	27
2.2 Επεξεργασία δεδομένων (Image reduction)	29
2.2.1 Η βαθμονόμηση των εικόνων (Calibration)	30
2.2.2 Η ευθυγράμμιση των βαθμονομημένων εικόνων (Alignment)	33
3 Η διαδικασία της Φωτομετρίας	35
3.1 Φωτομετρία Διαφράγματος (Aperture photometry)	36
3.2 PSF Φωτομετρία	38
3.2.1 Φωτομετρία με τη μέθοδο Αφαίρεσης των εικόνων	39
3.2.2 Φωτομετρία με τη μέθοδο της Συνάρτησης της Εξάπλωσης	41
4 Αποτελέσματα	43
4.1 Αποτελέσματα Φωτομετρίας με το VAPHOT	43
4.1.1 Υπερκαινοφανής 2016gsn	44
4.1.2 Υπερκαινοφανής 2016gsb	50
4.2 Αποτελέσματα Φωτομετρίας με το ISIS για τον Υπερκαινοφανή 2016gfr	55
4.3 Ατμοσφαιρικός παράγοντας, "σπινθηρισμός" (Atmospheric scintillation)	57
4.4 Τοποθέτηση διαφράγματος (Aperture placement)	57
5 Συμπεράσματα και Μελλοντικό έργο	59

Περίληψη

Η ταχεία μεταβλητότητα στις καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών Τύπου Ia (SNe Ia) έχει τη δυνατότητα να παρέχει καλύτερη κατανόηση των πτυχών των Υπερκαινοφανών αστέρων, από τη φυσική των εκρήξεών τους έως και τους προγενήτορές τους. Παρουσιάζουμε τα αποτελέσματα της παρατήρησης υψηλής ακρίβειας των οπτικών καμπυλών φωτός τριών Υπερκαινοφανών αστέρων Τύπου Ia: 2016gsh (ASASSN-16la), 2016gfr και ASASSN-16kz (2016gsb) χρησιμοποιώντας τη RISE2 στο τηλεσκόπιο 2,3 μέτρων, Αρίσταρχος για να αναζητήσουμε ταχεία μεταβλητότητα. Οι Υπερκαινοφανείς αστέρες παρακολούθηθηκαν τέσσερις νύχτες με χρόνο έκθεσης 10-60 δευτερολέπτων και φωτομετρία διαφορικού ανοίγματος υψηλής ακρίβειας. Διαφορικές καμπύλες φωτός σε σχέση με όλα τα αστέρια σύγκρισης που είναι διαθέσιμα κάθε βράδυ, καθώς και διορθωμένες καμπύλες φωτός μετά την εφαρμογή του αλγόριθμου φιλτραρίσματος (TFA, Kovacs et al., 2005) παρουσιάζεται. Υπολογίστηκε επίσης, η κλίση κάθε Υπερκαινοφανούς αστέρα για κάθε νύχτα και ποσοτικοποιήθηκε η ακρίβεια της φωτομετρίας μας και η μεταβλητότητα στις καμπύλες φωτός, αφού υπολογίσαμε τις πηγές των συστηματικών σφαλμάτων. Ενθαρρύνουμε την φωτομετρία υψηλής ακρίβειας Υπερκαινοφανών αστέρων, με στόχο τη διερεύνηση της ενδοημερήσιας συμπεριφοράς των καμπυλών φωτός τους.

Abstract

Rapid variability in the light curves of Type Ia supernovae (SNe Ia) has the potential to provide a better understanding of nearly every aspect of SNe Ia, from their explosion physics to their progenitors. We present results of high-cadence monitoring of the optical light curves of three bright SNe Ia: 2016gsn (ASASSN-16la), 2016gfr and ASASSN-16kz (2016gsb) using the RISE2 camera on the 2.3m Aristarchos telescope to search for rapid variability. The supernovae were monitored over four nights with a cadence of 10-60s and high precision differential aperture photometry was derived. Differential light curves with respect to all comparison stars available on each night, as well as reconstructed light curves after implementing the Trend filtering Algorithm (TFA; Kovacs et al. 2005) are presented. We derive the decline rate of each supernova on each night and quantify the precision of our photometry and variability in the light curves, after accounting for sources of systematic error. We encourage further high-cadence photometric monitoring of bright SNe Ia with the goal of investigating the intraday behaviour of their light curves.

Κεφάλαιο 1

Θεωρητικό υπόβαθρο

1.1 Εξέλιξη αστέρων

Η θεωρία για την αστρική δημιουργία και εξέλιξη αποτελεί ένα από τα καίρια επιτεύγματα της Αστρονομίας του 20ού αιώνα. Θεωρητικά μοντέλα περιγράφουν τις φάσεις της ζωής ενός αστέρα από τη γένεση έως και το πέρας του, τα οποία έχουν επιβεβαιωθεί από παρατηρησιακά δεδομένα.

Σύμφωνα με το επικρατέστερο μοντέλο, η γένεση των αστέρων προέρχεται από τη βαρυτική κατάρρευση μεσοαστρικών νεφών που εμπεριέχουν κυρίως υδρογόνο (Σχήμα 1.1). Η συστολή του νέφους αυξάνει την πυκνότητά του. Η αύξηση της πυκνότητάς του οδηγεί στην κατάρρευση του νέφους προς το κέντρο της μάζας του λόγω της βαρύτητάς και την ταυτόχρονη περιστροφή του.



Σχήμα 1.1: Το νεφέλωμα του Ωρίωνα που απέχει 1500 έτη φωτός από τη Γη και είναι το πλησιέστερο νεφέλωμα που παρατηρείται γένεση νέων αστέρων

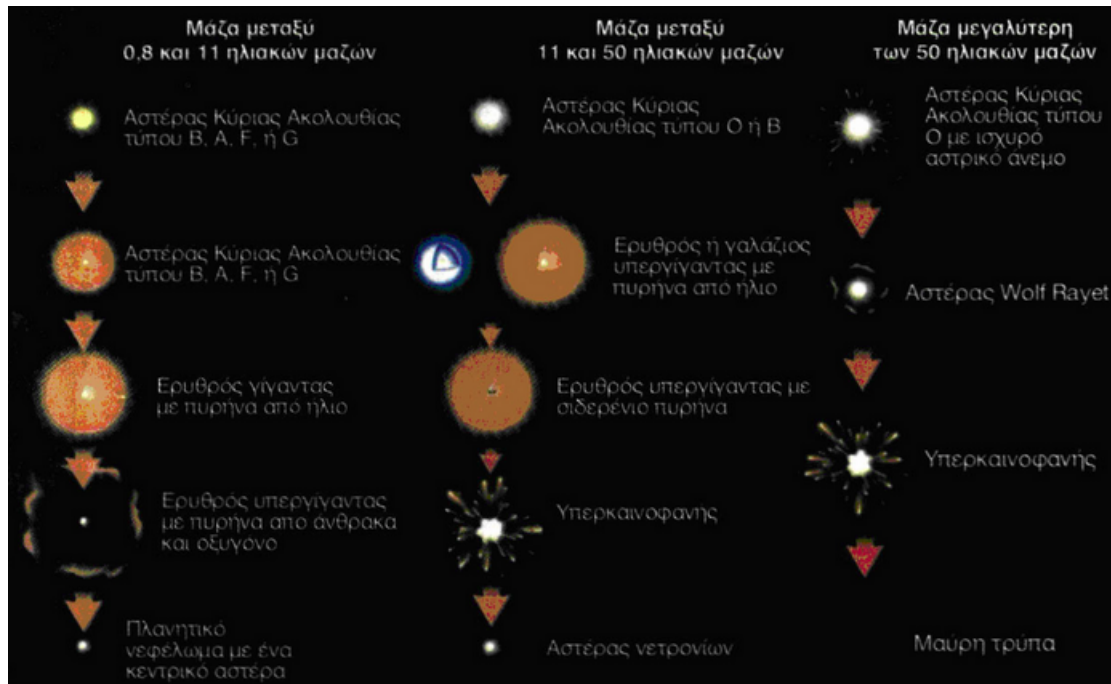
Η παράλληλη συστολή και περιστροφή σε πολλές περιπτώσεις προκαλούν τον επιμερισμό του νέφους. Καθένα από τα επιμέρους κομμάτια, που καλούνται πρωτοαστέρες, συνεχίζουν να καταρρέουν ανεξάρτητα ο ένας από τον άλλον. Επομένως κάθε πρωτοαστέρας συστέλλεται διαρκώς. Η μάζα του συμπιέζεται προς το κέντρο του, με αποτέλεσμα τη ραγδαία αύξηση της πίεσης και της θερμοκρασίας στο εσωτερικό του. Αν η θερμοκρασία φτάσει τους 10^6 K, τότε αρχίζουν να πραγματοποιούνται στον πυ-

ρήνα του πυρηνικές αντιδράσεις σύντηξης υδρογόνου σε ήλιο. Η ενέργεια που ελευθερώνεται προκαλεί αύξηση της εσωτερικής πίεσης του πρωτοαστέρα, που ισορροπεί τη βαρυτική του κατάρρευση. Έτσι, η συστολή του αστέρα σταματάει και επέρχεται κατάσταση δυναμικής ισορροπίας. Σε αυτό το σημείο, λέμε ότι γεννήθηκε ένας αστέρας.

Εξέλιξη ενός αστέρα (Σχήμα 1.2) ονομάζουμε τις μεταβολές των φυσικών του χαρακτηριστικών σε συνάρτηση με το χρόνο. Αιτία των μεταβολών είναι οι αλλαγές του είδους των πυρηνικών αντιδράσεων που συμβαίνουν στο εσωτερικό του. Μια θεμελιώδης φυσική παράμετρος των αστέρων είναι και η μάζα τους που εκφράζεται με μέτρο σύγκρισης την ηλιακή μάζα. Οι μεγαλύτεροι αστέρες που έχουν παρατηρηθεί φτάνουν τις 100 ηλιακές μάζες, ενώ οι μικρότεροι έχουν μάζες ίσες με το 1/10 της ηλιακής. Η αρχική μάζα ενός αστέρα διαδραματίζει σημαντικό ρόλο στην εξέλιξη του. Οι αστέρες με μεγάλη μάζα έχουν κύκλο ζωής που διαρκεί λίγα εκατομμύρια χρόνια, με πολύ βίαιο τέλος, ενώ οι αστέρες μικρής μάζας παραμένουν σχεδόν «αμετάβλητοι» ακόμα και για δισεκατομμύρια χρόνια.

Το χρονικό διάστημα από τη γένεση του πρωτοαστέρα μέχρι την έναρξη των πυρηνικών αντιδράσεων στο εσωτερικό του και επομένως την είσοδο του στην Κύρια Ακολουθία του διαγράμματος H-R αποτελεί την πρώτη φάση της ζωής του. Η δεύτερη φάση της ζωής ενός αστέρα ή φάση της Κύριας Ακολουθίας έχει τη μεγαλύτερη διάρκεια. Σε αυτή τη φάση το υδρογόνο μετατρέπεται σε ήλιο στον πυρήνα του αστέρα μέσω της "καύσης". Κατά τη διάρκεια της φάσης αυτής τα χαρακτηριστικά των αστέρων εμφανίζουν μεγάλη σταθερότητα. Η τρίτη φάση αναφέρεται στην εξέλιξη του αστέρα μετά την κύρια ακολουθία και αποτελεί το πιο σύντομο στάδιο της ζωής του. Μετά την "καύση" του υδρογόνου η ισορροπία του αστέρα καταστρέφεται. Ο πυρήνας του αρχίζει πάλι να συστέλλεται λόγω βαρύτητας και η θερμοκρασία του ανεβαίνει. Αν η μάζα του αστέρα είναι παρόμοια με τη μάζα του ήλιου τότε η θερμοκρασία του θα φτάσει περίπου στους 10^8 K και θα αρχίσει η πυρηνική καύση του ήλιου σε άνθρακα. Η έναρξη αυτής της καύσης συνοδεύεται από τρομερή έκλυση ενέργειας που προκαλεί διαστολή του αστέρα. Η διαστολή αυτή έχει ως απότοκο την μείωση της θερμοκρασίας του και τη μετατόπιση του φάσματος της ακτινοβολίας του προς το ερυθρό. Ο αστέρας τότε μετατρέπεται σε έναν ερυθρό γίγαντα. Αν ο αστέρας έχει μάζα μεγαλύτερη από 8 φορές τη μάζα του ήλιου, τότε, μετά την εξάντληση του στοιχείου ήλιου, ακολουθείται πάλι μια διαδικασία παρόμοια με την προηγούμενη. Ο πυρήνας συστέλλεται εκ νέου λόγω βαρύτητας, η θερμοκρασία του ανεβαίνει στους 10^9 K, οπότε αρχίζει η πυρηνική καύση του άνθρακα. Η ενέργεια που απελευθερώνεται είναι τώρα ακόμα μεγαλύτερη. Ο αστέρας διαστέλλεται και γίνεται ένας ερυθρός υπεργίγαντας. Το τελευταίο στάδιο της εξέλιξης ενός αστέρα είναι το πιο αβέβαιο και εξαρτάται από τη μάζα που έχει ο αστέρας. Οι αστέρες με μάζα περίπου ίση με τη μάζα του Ηλίου μετά το στάδιο του ερυθρού γίγαντα χάνουν σταδιακά μέσα σε 1.000 χρόνια περίπου το 10-20% της αρχικής τους μάζας, λόγω του ισχυρού αστρικού ανέμου που εκπέμπεται από την επιφάνεια του αστέρα. Η ύλη που μεταφέρεται από τον αστρικό άνεμο σχηματίζει ένα πλανητικό νεφέλωμα. Σύμφωνα με το θεωρητικό μοντέλο όταν εξαντληθεί το ήλιο, ο πυρήνας του αστέρα, που αποτελείται τώρα από άνθρακα, συρρικνώνεται πάλι λόγω βαρύτητας. Η μάζα όμως του αστέρα είναι σχετικά μικρή, ώστε οι βαρυτικές δυνάμεις δεν είναι τόσο ισχυρές με αποτέλεσμα η πίεση και η θερμοκρασία που προκαλούν να φτάσουν τις τιμές που απαιτούνται, για να ξεκινήσει η πυρηνική καύση του άνθρακα. Τελικά ο πυρήνας φτάνει σε μια κατάσταση όπου η ύλη βρίσκεται σε πλήρη ιονισμό. Τα ελεύθερα πλέον ηλεκτρόνια σχηματίζουν ένα νέφος, που αναπτύσσει ισχυρή εσωτερική πίεση στον πυρήνα του αστέρα. Η πίεση του νέφους των ηλεκτρονίων αντισταθμίζει τη βαρυτική συστολή και έτσι ο αστέρας ισορροπεί. Μετατρέπεται σε ένα λευκό νάνο. Στο εσωτερικό του λευκού νάνου έχουν σταματήσει πια οι θερμοπυρηνικές αντιδράσεις. Αποτελείται κυρίως από άνθρακα με κρυσταλλική δομή και συνεχίζει να εκπέμπει ακτινοβολία από την εσωτερική ενέργεια

που περιέχει. Επειδή δεν έχει πηγές ενέργειας, ο λευκός νάνος σταδιακά ψύχεται, η ακτινοβολία που εκπέμπει μειώνεται και τελικά μετατρέπεται σε έναν καφέ και στη συνέχεια σε μαύρο νάνο.



Σχήμα 1.2: Αστρική εξέλιξη

Οι αστέρες των οποίων οι μάζες ξεπερνούν τις 8 ηλιακές μάζες περνούν από τη φάση του ερυθρού γίγαντα δύο φορές. Αυτό γίνεται με τις διαδοχικές πυροδοτήσεις της πυρηνικής καύσης του ηλίου και του άνθρακα. Μετά από μια βίαιη έκρηξη, που ονομάζεται έκρηξη υπερκαινοφανούς αστέρα, καταλήγουν σε αστέρες νετρονίων. Οι τελευταίοι αποτελούνται κατά κύριο λόγο από νετρόνια. Έχουν εξαιρετικά μεγάλη πυκνότητα και η διάμετρος τους είναι μόλις περί τα 10 km. Οι αστέρες νετρονίων εμφανίζουν πολύ ισχυρό βαρυτικό και μαγνητικό πεδίο.

Τέλος, στους αστέρες μεγάλης μάζας -πάνω από 20 ηλιακές μάζες- η πίεση του νετρονικού νέφους δεν είναι ικανή να ανακόψει τη βαρυτική κατάρρευση του πυρήνα τους. Οι αστέρες αυτοί, αφού περάσουν από το στάδιο του υπεργίγαντα, μετά την έκρηξη υπερκαινοφανούς καταλήγουν σε μελανές οπές. Πρόκειται για αντικείμενα των οποίων η πυκνότητα θεωρητικά τείνει στο άπειρο και οι γνωστές υλικές δομές καταστρέφονται. Οι μαύρες τρύπες όπως κοινώς λέγονται είναι μια αινιγματική κατάσταση του χώρου και του χρόνου. Το βαρυτικό πεδίο κοντά σε αυτές είναι τόσο ισχυρό, ώστε δεν μπορεί να διαφύγει ούτε το φως. Για το λόγο αυτό οι μελανές οπές δεν είναι άμεσα ορατές.

Ένας αστέρας λοιπόν εξελίσσεται, λόγω των διαφορετικών ειδών πυρηνικών αντιδράσεων που συμβαίνουν στον πυρήνα του στη διάρκεια της ζωής του. Ο καθοριστικός παράγοντας που προσδιορίζει τις μελλοντικές του καταστάσεις είναι η αρχική του μάζα, ωστόσο υφίστανται ποικίλοι άλλοι παράγοντες που επηρεάζουν εξίσου καιρως την εξέλιξή του, όπως η χημική του σύσταση, η περιστροφή, αν είναι σε διπλό σύστημα και τα πιθανά μαγνητικά πεδία. Ο θάνατος των αστέρων παίζει έναν εξαιρετικά σημαντικό ρόλο στον κύκλο ζωής των γαλαξιών, αλλά και γενικότερα του Σύμπαντος.

Οι νεότεροι αστέρες, στους οποίους ανήκει και ο Ήλιος, και οι οποίοι έχουν σχηματιστεί από εμπλουτισμένη με βαρύτερα στοιχεία μεσοαστρική ύλη λέμε ότι αποτελούν τον «Πληθυσμό αστέρων τύπου I».

Σε αντιδιαστολή με την ομάδα αυτή οι παλαιότεροι αστέρες, που πρώτοι δημιουργήθηκαν στο Γαλαξία μας, αποτελούνται σχεδόν αποκλειστικά από υδρογόνο και ήλιο. Η ομάδα των γηραιότερων αστερών αποκαλείται «Πληθυσμός αστερών τύπου II». Παρατηρούμε λοιπόν ότι οι δύο πληθυσμοί αστερών διαφέρουν μεταξύ τους σε ηλικία και χημική σύσταση. Γι αυτό και βρίσκονται σε διαφορετικές περιοχές του Γαλαξία.

Οι αστέρες κατά τη διάρκεια της ζωής τους περνούν περιόδους αργών μεταβολών, αλλά και περιόδους που χαρακτηρίζονται από γρήγορες και εντυπωσιακές μεταβολές όπως ειπώθηκε προηγουμένως. Στις περιόδους ηρεμίας εμφανίζονται ως κανονικοί αστέρες, ενώ στις περιόδους έντονων μεταβολών ως μεταβλητοί αστέρες. Οι μεταβλητοί αστέρες διακρίνονται σε φυσικούς μεταβλητούς και σε εκλειπτικούς μεταβλητούς. Στους φυσικούς μεταβλητούς η μεταβολή της λαμπρότητας οφείλεται σε φυσικά αίτια. Στους εκλειπτικούς μεταβλητούς η παρατηρούμενη μεταβολή της λαμπρότητας οφείλεται σε φαινόμενα έκλειψης του ενός αστέρα από έναν άλλο με τον οποίο αποτελούν μαζί ένα ζεύγος αστερών.

Οι φυσικοί μεταβλητοί διακρίνονται σε δύο κατηγορίες:

- **Παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες** η μεταβολή της λαμπρότητας τους οφείλεται σε περιοδικές αναπλάσεις (συστολή και διαστολή) της ατμόσφαιράς τους.
- **Εκρηκτικοί μεταβλητοί αστέρες** χαρακτηρίζονται από απότομες και βίαιες μεταβολές.

Οι πιο σημαντικοί μεταβλητοί αστέρες της πρώτης κατηγορίας είναι οι Κηφείδες, που συμπληρώνουν τη μεταβολή της λαμπρότητάς τους σε μερικές μέρες. Η μεταβολή αυτή δείχνει μεγάλη κανονικότητα και η περίοδος της σχετίζεται με το απόλυτο μέγεθος τους.

Στην κατηγορία των εκρηκτικών μεταβλητών ανήκουν αστέρες που παρουσιάζουν εξαιρετικό ενδιαφέρον. Από την αρχαιότητα είχε γίνει αντιληπτή η αιφνίδια εμφάνιση «νέων άστρων» στον ουρανό, και μέχρι σήμερα τους δίνεται το αντίστοιχο όνομα: καινοφανείς αστέρες ή νοναε. Σε ελάχιστες περιπτώσεις οι νέοι αστέρες ήταν τόσο φωτεινοί, ώστε διακρίνονταν με γυμνό μάτι και την ημέρα (για αστέρες που βρίσκονταν στον Γαλαξία μας), οπότε ονομάζονταν *supernovae* ή υπερκαινοφανείς αστέρες (Σχήμα 1.3). Οι όροι αυτοί διατηρούνται σήμερα, αλλά έχουν προσλάβει διαφορετική έννοια και αναφέρονται σε δύο ξεχωριστές ομάδες φυσικών διαδικασιών. Υπό τις σημερινές σημασίες οι ελληνικοί όροι «καινοφανής» και «υπερκαινοφανής» είναι πολύ ορθότεροι των λατινικών, επειδή αναφέρονται σε αντικείμενα που προϋπήρχαν αόρατα στο γυμνό μάτι και απλώς «φάνηκαν» όταν η λαμπρότητά τους αυξήθηκε απότομα κατά χιλιάδες ως δεκάδες χιλιάδες (καινοφανείς) ή κατά εκατομμύρια φορές (υπερκαινοφανείς). Παραδόξως, οι καινοφανείς προκαλούνται από ένα και μόνο ειδικό τύπο ουράνιων σωμάτων, ενώ οι υπερκαινοφανείς οφείλονται σε δύο διαφορετικούς μηχανισμούς. Και στις δύο περιπτώσεις έχουμε έκρηξη των αστερών και διαστολή της θερμής ύλης τους. Η δεύτερη βέβαια περίπτωση αναφέρεται σε φαινόμενα ασύγκριτα μεγαλύτερης κλίμακας. Κατά την έκρηξη των υπερκαινοφανών αστερών τα χημικά στοιχεία που είχαν σχηματιστεί από τις θερμοπυρηνικές αντιδρά-



Σχήμα 1.3: Ο υπερκαινοφανής SN 1987A πριν και μετά την έκρηξη στα περιχώρα του νεφελώματος Ταραντούλα στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου

σεις στον πυρήνα τους εκτοξεύονται στο διάστημα. Εμπλουτίζουν με τον τρόπο αυτό τη μεσοαστρική ύλη με άτομα χημικών στοιχείων κάθε είδους. Από την εμπλουτισμένη μεσοαστρική ύλη δημιουργούνται νέοι αστέρες και πλανητικά συστήματα που έχουν πιο σύνθετη χημική σύσταση από τα παλαιότερα. Τα χημικά στοιχεία που συναντάμε σήμερα στη Γη γεννήθηκαν στον πυρήνα κάποιου αστέρα που εξερράγη πριν από δισεκατομμύρια χρόνια.

1.2 Υπερκαινοφανείς

Ο υπερκαινοφανής αστέρας ή κατά τον αγγλικό όρο *supernova* αναφέρεται σε διαφορετικούς τύπους καταστροφικών αστρικών εκρήξεων που πραγματοποιούνται στο πέρας της ζωής των αστέρων και συνοδεύονται από αύξηση της φωτεινότητας του αρχικού αστέρα που ονομάζεται προγεννήτορας και εν συνεχεία την μείωση του μέχρι τη στιγμή της αφάνειας μέσα σε λίγους μήνες. Το όνομα των υπερκαινοφανών απαρτίζεται από δύο συνθετικά. Τη λατινικής προέλευσης *nova* που σημαίνει "νέος" και αναφέρεται στο σύντομο χρονικό διάστημα ζωής ενός νέου λαμπερού αστέρα. Προσθέτοντας το πρώτο συνθετικό *super* επισημαίνεται η αύξηση της φωτεινότητας του αστέρα συγκριτικά με τους καινοφανείς.



Σχήμα 1.4: Ο υπερκαινοφανής 1994D (λαμπρός δίσκος κάτω αριστερά), Τύπου Ia στον γαλαξία NGC 4526

Έχουν παρατηρηθεί, χωρίς τη χρήση εξοπλισμού, μόνο 3 γεγονότα αστρικών εκρήξεων στο Γαλαξία μας τα τελευταία 1000 χρόνια, ενώ αρκετά έχουν παρατηρηθεί με τη χρήση τηλεσκοπίων. Ο πιο πρόσφατος ορατός υπερκαινοφανής αστέρας στον Γαλαξία μας ήταν ο Kepler το 1604, αλλά τα υπολείμματα δύο ακόμα υπερκαινοφανών έχουν επίσης βρεθεί.

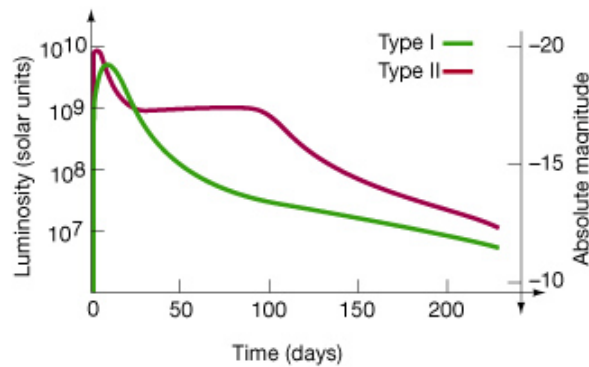
Οι υπερκαινοφανείς αστέρες δύναται να αποβάλλουν, αν όχι όλο, ως επί το πλείστον το περισσότερο υλικό ενός αστέρα, σε ταχύτητες μεγαλύτερες των 30000km/s ή 10% της ταχύτητας του φωτός με αποτέλεσμα να προκαλείται ένα συνεχώς διαστελλόμενο κύμα που κινείται με μεγάλη ταχύτητα στο μεσοαστρικό περιβάλλον και δημιουργεί ένα κέλυφος αερίων και σκόνης, το οποίο αποκαλείται υπόλειμμα υπερκαινοφανούς. Ο υπερκαινοφανής δημιουργεί, συγχωνεύει και εκβάλλει τον

όγκο των χημικών στοιχείων που παράγονται κατά την νουκλεοσύνθεση. Διαδραματίζει σημαντικό ρόλο στον εμπλουτισμό του μεσοαστρικού περιβάλλοντος με βαρύτερα χημικά στοιχεία. Επιπροσθέτως, το διαστελλόμενο κύμα είναι δυνατόν να πυροδοτήσει τον σχηματισμό νέων αστέρων. Τα υπολείμματα των υπερκαινοφανών αναμένεται να επιταχύνουν ένα μεγάλο μέρος των κοσμικών ακτίνων των γαλαξιών, ωστόσο ορατά στοιχεία για την παραγωγή κοσμικών ακτίνων έχουν ανακαλυφθεί σε λίγους γαλαξίες προς το παρόν. Επίσης, θεωρούνται πιθανές πηγές βαρυτικών κυμάτων.

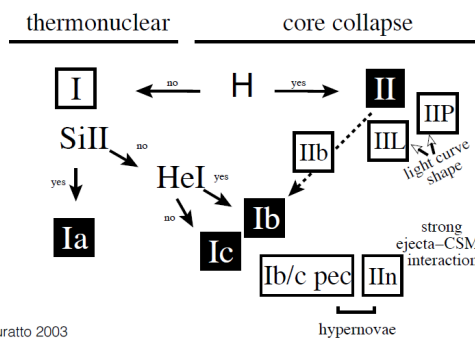
Θεωρητικές μελέτες δείχνουν ότι οι περισσότεροι υπερκαινοφανείς αστέρες προέρχονται από δύο μηχανισμούς (Σχήμα 1.5): την απότομη ανάφλεξη λόγω πυρηνικής σύντηξης ενός εκφυλισμένου αστέρα ή την βαρυτική κατάρρευση του πυρήνα ενός αστέρα μεγάλης μάζας. Στην πρώτη περίπτωση, ένας εκφυλισμένος λευκός νάνος συσσωρεύει ύλη από έναν συνοδό αστέρα, είτε λόγω προσαύξησης είτε λόγω

συγχώνευσης με αποτέλεσμα να αυξάνεται η θερμοκρασία του πυρήνα τόσο ώστε να πυροδοτείται η πυρηνική σύντηξη και να οδηγεί στην έκρηξη του αστέρα. Στην δεύτερη περίπτωση, ο πυρήνας ενός αστέρα μεγάλης μάζας είναι πιθανόν να υποστεί βαρυτική κατάρρευση, απελευθερώνοντας βαρυτική ενέργεια σαν υπερκαινοφανής αστέρας. Το εύρος των αστροφυσικών συνεπειών τέτοιων γεγονότων είναι μεγάλο και γι αυτό το λόγο πολλοί αστρονόμοι έχουν στρέψει την προσοχή τους στους υπερκαινοφανείς αστέρες ως ένα ιδιαίτερο πεδίο έρευνας.

Στην προσπάθεια να κατανοήσουμε καλύτερα τους υπερκαινοφανείς αστέρες, ταξινομήθηκαν ανάλογα με τις καμπύλες φωτός και τις γραμμές απορρόφησης των διαφορετικών χημικών στοιχείων που εμφανίζονται στο φάσμα τους. Το πρώτο στοιχείο για την κατηγοριοποίησή τους είναι η παρουσία ή η απουσία γραμμών που προκαλούνται από το Υδρογόνο. Εάν το φάσμα ενός υπερκαινοφανούς εμπεριέχει γραμμές υδρογόνου, ταξινομείται στον Τύπο II, ειδάλλως είναι τύπου I. Επίσης, οι καμπύλες φωτός των υπερκαινοφανών τύπου I εμφανίζουν μέγιστη λαμπρότητα που σταδιακά ελαττώνεται και δύναται να φτάσει και 10 δις. την ηλιακή λαμπρότητα. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου II παρουσιάζουν μέγιστο λαμπρότητας 1 δις. φορές την λαμπρότητα του Ήλιου, πολύ πιο αμυδρό συγκριτικά με τον Τύπο I, ενώ παράλληλα ελαττώνεται ραγδαία. Σε κάθε κατηγορία εκ των δύο, υφίστανται υποκατηγορίες σύμφωνα με την εμφάνιση γραμμών από άλλα χημικά στοιχεία ή το σχήμα της καμπύλης φωτός.



(α) Οι καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών Τύπου I και II



Turatto 2003

(β) Ταξινόμηση Υπερκαινοφανών με βάση τις φασματικές γραμμές που εμφανίζουν

Σχήμα 1.5: Κατηγορίες Υπερκαινοφανών Τύπου I και II

1.2.1 Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου I

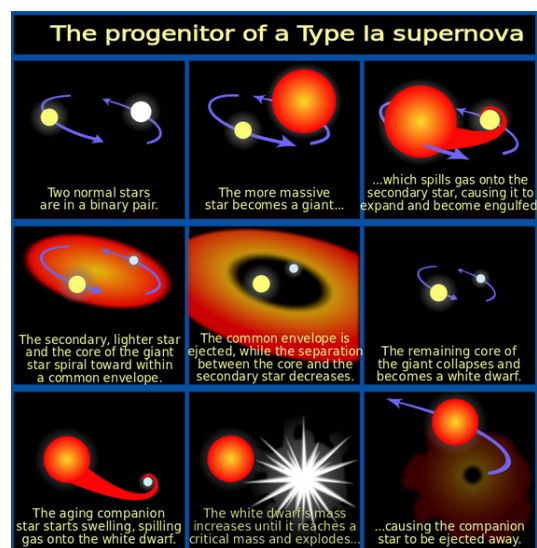
Οι Υπερκαινοφανείς Τύπου I επιμερίζονται σε υποκατηγορίες με βάση τις φασματικές γραμμές που απεικονίζουν. Έτσι, οι Υπερκαινοφανείς Τύπου Ia εμφανίζουν γραμμές απορρόφησης σιλικόνης, ενώ οι υπερκαινοφανείς που δεν εμφανίζουν τέτοιου είδους γραμμές αποτελούν τους υπερκαινοφανείς Τύπου Ib, Ic. Ο Τύπος Ib εμπεριέχει γραμμές Ηλίου ενώ ο Τύπος Ic υστερεί σε αυτές. Οι καμπύλες φωτός είναι όμοιες, με μικρή διαφορά του Τύπου Ia που εμφανίζει λαμπρότερη κορύφωση σε σχέση με τους υπόλοιπους Υπερκαινοφανείς Τύπου I. Ωστόσο οι καμπύλες φωτός δεν παίζουν σημαντικό ρόλο στην ταξινόμηση των Υπερκαινοφανών Τύπου I. Το μοντέλο για την εκκίνηση ενός υπερκαινοφανούς αστέρα Τύπου I είναι η έκρηξη ενός λευκού νάνου που συνίσταται από άνθρακα όταν καταρρέει υπό την πίεση του εκφυλισμού των ηλεκτρονίων. Πιθανολογείται ότι η μάζα του λευκού νάνου αυξάνεται τόσο ώστε υπερβαίνει τις 1.4 ηλιακές μάζες δηλαδή το όριο Chandrasekhar. Το γεγονός ότι το φάσμα του Υπερκαινοφανούς αστέρα Τύπου I υστερεί σε Υδρογόνο, συμφωνεί με το θεωρητικό μοντέλο ότι οι λευκοί νάνοι δεν συνιστώνται από Υδρογόνο. Η ομαλή μείωση του φωτός είναι επίσης σύμφωνη με αυτό το μοντέλο, αφού το μεγαλύτερο μέρος της ενεργειακής απόδοσης θα προέρχεται από τη ραδιενεργή αποσύνθεση των ασταθών βαρέων στοιχείων που παράγονται κατά την έκρηξη. Τέλος, οι Υπερκαινοφανείς Τύπου I παρουσιάζονται συνήθως σε ελλειπτικούς γαλαξίες, επομένως πιθανολογείται ότι προέρχονται από αστέρες Πληθυσμού II.

Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου Ia

Ένας υπερκαινοφανής αστέρας τύπου Ia (Σχήμα 1.4) είναι ένας τύπος σουπερνόβα που εμφανίζεται σε διπλά συστήματα (δύο αστέρια που περιστρέφονται το ένα δίπλα στο άλλο) στα οποία ένα από τα αστέρια είναι λευκός νάνος (Σχήμα 1.6). Το άλλο αστέρι μπορεί να είναι οτιδήποτε από ένα αστέρι μεγάλης μάζας σε ένα ακόμη μικρότερο λευκό νάνο.

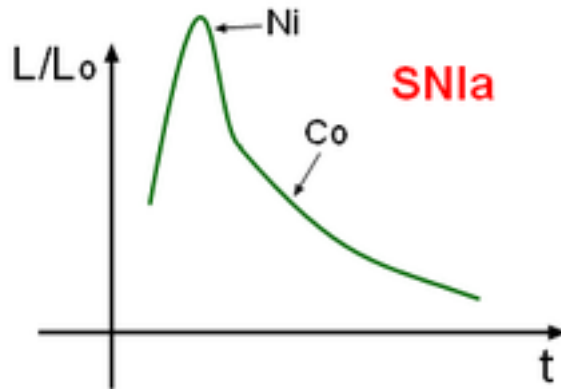
Οι λευκοί νάνοι που συνιστώνται από άνθρακα και οξυγόνο με χαμηλό ρυθμό περιστροφής περιορίζονται κάτω από 1.44 ηλιακές μάζες. Αυτό το όριο αναφέρεται συχνά ως μάζα Chandrasekhar, παρά το γεγονός ότι διαφέρει από το απόλυτο όριο Chandrasekhar, όπου η πίεση εκφυλισμού ηλεκτρονίων δεν είναι σε θέση να αποτρέψει την καταστροφική κατάρρευση. Εάν ένας λευκός νάνος συσσωρεύει σταδιακά μάζα από τον συνοδό αστέρα του, η γενική υπόθεση είναι ότι ο πυρήνας του θα φθάσει στη θερμοκρασία ανάφλεξης για τη σύντηξη άνθρακα καθώς πλησιάζει το όριο.

Ωστόσο, εάν ο λευκός νάνος συγχωνευθεί με έναν άλλο λευκό νάνο (ένα πολύ σπάνιο γεγονός), θα ξεπεράσει στιγμιαία το όριο και θα αρχίσει να καταρρέει, αυξάνοντας και πάλι τη θερμοκρασία του πέρα από το σημείο ανάφλεξης της πυρηνικής σύντηξης. Μέσα σε λίγα δευτερόλεπτα από την έναρξη της πυρηνικής σύντηξης, ένα σημαντικό κλάσμα της ύλης στον λευκό νάνο υφίσταται μια αντίδραση διαφυγής, απελευθερώνοντας αρκετή ενέργεια ($1 - 2 \cdot 10^{44} J$) για να προκαλέσει έκρηξη σουπερνόβα.



Σχήμα 1.6: Ο προγεννήτορας ενός υπερκαινοφανούς αστέρα Τύπου Ia

Αυτή η κατηγορία υπερκαινοφανών τύπου Ia παράγει σταθερό μέγιστο φωτεινότητας (Σχήμα 1.7) λόγω της ομοιόμορφης μάζας λευκών νάνων που εκρήγνυνται μέσω του μηχανισμού πρόσκτησης. Η σταθερότητα αυτής της τιμής επιτρέπει αυτές τις εκρήξεις να χρησιμοποιηθούν ως πρότυπα μέτρα, ή κατά τον αγγλικό όρο *standard candles*, για τη μετρήση των αποστάσεών τους από τους γαλαξίες τους, διότι το ορατό μέγεθος φωτεινότητας τους εξαρτάται κυρίως από την απόσταση.



Σχήμα 1.7: Η καμπύλη φωτός ενός σουπερνόβα Τύπου Ia

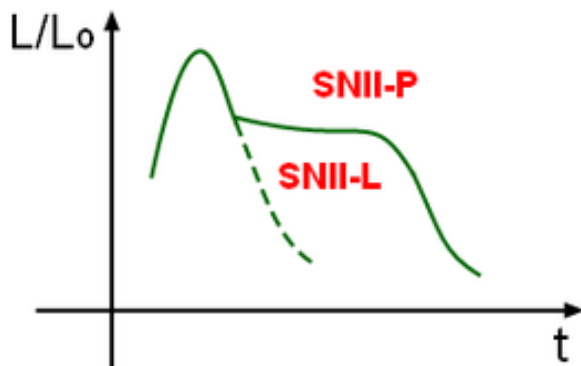
1.2.2 Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου II

Ένας Υπερκαινοφανής αστέρας Τύπου II προκύπτει από την ταχεία κατάρρευση και τη βίαιη έκρηξη ενός αστέρα μεγάλης μάζας. Ένα άστρο πρέπει να έχει τουλάχιστον 8 φορές, αλλά όχι περισσότερο από 40 έως 50 φορές, τη μάζα του Ήλιου, ώστε να υποστεί αυτό το είδος έκρηξης. Οι Υπερκαινοφανείς τύπου II διακρίνονται από άλλους τύπους υπερκαινοφανών από την παρουσία υδρογόνου στα φάσματά τους. Συνήθως παρατηρούνται στους σπειροειδείς βραχίονες των γαλαξιών και στις περιοχές H II, αλλά όχι στους ελλειπτικούς γαλαξίες.

Τα αστέρια παράγουν ενέργεια από την πυρηνική σύντηξη στοιχείων. Σε αντίθεση με τον Ήλιο, τα αστέρια μεγάλης μάζας διαθέτουν την μάζα που απαιτείται για την τήξη στοιχείων που έχουν ατομική μάζα μεγαλύτερη από το υδρογόνο και το ήλιο. Η εκφυλιστική πίεση των ηλεκτρονίων και η ενέργεια που παράγεται από αυτές τις αντιδράσεις σύντηξης είναι επαρκείς για να αντισταθμίσουν τη δύναμη της βαρύτητας και να αποτρέψουν το αστέρι από την κατάρρευση, διατηρώντας την αστρική ισορροπία. Το αστέρι με τη διαδικασία της καύσης, περνάει σε ολοένα και υψηλότερα στοιχεία με μεγαλύτερη ατομική μάζα, ξεκινώντας από το υδρογόνο και έπειτα από το ήλιο, προχωρώντας μέσω του περιοδικού πίνακα, μέχρι να παραχθεί ένας πυρήνας από σίδηρο και νικέλιο. Η σύντηξη σιδήρου ή νικελίου δεν παράγει καθαρή ενέργεια, οπότε δεν μπορεί να υπάρξει περαιτέρω σύντηξη, αφήνοντας τον πυρήνα νικελίου-σιδήρου αδρανή. Λόγω της έλλειψης ενέργειας που δημιουργεί η εξωτερική πίεση, η ισορροπία θραύεται και ο πυρήνας συμπιέζεται από την υπερκείμενη μάζα του αστέρα.

Όταν η συμπαγής μάζα του αδρανούς πυρήνα υπερβαίνει το όριο Chandrasekhar περίπου 1,4 ηλιακές μάζες, ο εκφυλισμός ηλεκτρονίων δεν είναι πια επαρκής για να αντιμετωπίσει τη συμπίεση της βαρύτητας. Μια κατακλυστική έκρηξη του πυρήνα λαμβάνει χώρα μέσα σε λίγα δευτερόλεπτα. Χωρίς τη στήριξη του τώρα εκφυλισμένου εσωτερικού πυρήνα, ο εξωτερικός πυρήνας καταρρέει προς τα μέσα υπό βαρύτητα και φτάνει σε ταχύτητα έως και 23% της ταχύτητας του φωτός και η ξαφνική συμπίεση αυξάνει τη θερμοκρασία του εσωτερικού πυρήνα έως και 100 δισεκατομμύρια Κέλβιν. Τα νετρόνια και

τα νετρίνα σχηματίζονται μέσω αναστρέψιμης β-αποσύνθεσης, απελευθερώνοντας περίπου 10^{46} joules σε μια έκρηξη δέκα δευτερολέπτων. Επίσης, η κατάρρευση του εσωτερικού πυρήνα διακόπτεται με τον εκφυλισμό νετρονίων, προκαλώντας την ανάκαμψη και την αναπήδηση προς τα έξω. Η ενέργεια αυτού του διαρκώς αυξανόμενου κύματος κλονισμού επαρκεί για να διαταράξει το υπερκείμενο αστρικό υλικό και να επιταχύνει την ταχύτητά του, δημιουργώντας έκρηξη υπερκαινοφανών. Το κύμα κλονισμού και η εξαιρετικά υψηλή θερμοκρασία και πίεση διαχέονται γρήγορα, αλλά παραμένουν για αρκετά μεγάλο χρονικό διάστημα ώστε να επιτρέψουν μια σύντομη περίοδο κατά την οποία συμβαίνει η παραγωγή στοιχείων βαρύτερων από το σίδηρο. Ανάλογα με το αρχικό μέγεθος του αστέρα, τα υπολείμματα του πυρήνα σχηματίζουν ένα αστέρι νετρονίων ή μια μαύρη τρύπα. Λόγω του υποκείμενου μηχανισμού, η προκύπτουσα υπερκίονα περιγράφεται επίσης ως μια υπερκαινοφανή κατάρρευση πυρήνα.



Σχήμα 1.8: Οι καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών Τύπου II-P, II-L.

Υπάρχουν διάφορες κατηγορίες εκρήξεων τύπου σουπερνόβα, οι οποίες κατηγοριοποιούνται με βάση την προκύπτουσα καμπύλη φωτός - ένα γράφημα φωτεινότητας έναντι του χρόνου - μετά την έκρηξη (Σχήμα 1.8). Οι υπερκαινοφανείς τύποι II-L παρουσιάζουν σταθερή (γραμμική) μείωση της καμπύλης φωτός μετά την έκρηξη, ενώ ο τύπος II-P εμφανίζει μια περίοδο βραδύτερης πτώσης (οροπέδιο) στην καμπύλη του φωτός ακολουθούμενη από μείωση. Οι υπερκαινοφανείς Τύπου Ib, Ic προκαλούνται από τη βαρυτική κατάρρευση του πυρήνα ενός αστέρα μεγάλης μάζας που έχει αποβάλλει το εξωτερικό περιβλήμα του υδρογόνου και του Ηλίου για τον Τύπο Ic. Ως αποτέλεσμα, φαίνεται να λείπουν αυτά τα στοιχεία από το φά-

σμα τους.

1.3 Μεταβλητότητα στις καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών

Οι προγενήτορες των περισσότερων τύπων Υπερκαινοφανών παραμένουν αδιευκρίνιστοι παρά την ανακάλυψη και τις παρατηρήσεις χιλιάδων υπερκαινοφανών με χρήση σύγχρονων οργάνων τις τελευταίες δεκαετίες. Αυτές οι σπάνιες, λαμπερές αστρικές εκρήξεις απελευθερώνουν 10^{44} joules ενέργειας, ξεπερνώντας τους ξενιστές γαλαξίες τους επί μέρες και επηρεάζοντας το μεσοαστρικό περιβάλλον. Πολλές ώρες τηλεσκοπιών έχουν αφιερωθεί στη φωτομετρική και τη φασματοσκοπική παρακολούθηση και χαρακτηρισμό των σουπερνόβα, με αποτέλεσμα τη μορφολογική ταξινόμηση των καμπυλών φωτός και των φασμάτων τους. Οι θεωρητικές προσομοιώσεις παρέχουν προβλέψεις, εξηγήσεις αλλά και πολλά ερωτήματα σχετικά με τις φυσικές διεργασίες που διενεργούνται. Επιπλέον, οι υπερκαινοφανείς τύπου Ia έχουν αποδειχθεί ισχυροί δείκτες απόστασης, που οδήγησαν στην απροσδόκητη ανακάλυψη της επιτάχυνσης του Σύμπαντος, υποδηλώνοντας την ύπαρξη σκοτεινής ενέργειας.

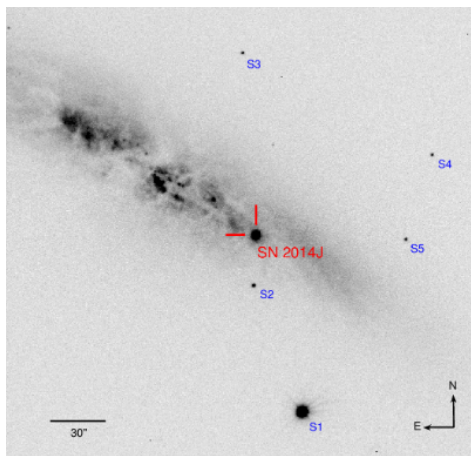
Παρά την καίρια σημασία τους, τα θεμελιώδη ερωτήματα σχετικά με τη φύση των εκρήξεων και των προγενητόρων τους παραμένουν αναπάντητα. Επιπλέον, οι μεγάλες ποσότητες δεδομένων που παράγονται από σύγχρονες έρευνες, οι οποίες περιλαμβάνουν τώρα αμερόληπτες αναζητήσεις ευρείας περιοχής, βρίσκουν μια ποικιλία ιδιόμορφων υπερκαινοφανών που δεν μπορούν εύκολα να εξηγηθούν. Οι Υπερ-

καινοφανείς γενικά, όπως σε προηγούμενη ενότητα αναφέρθηκε, χωρίζονται σε δύο ξεχωριστές κατηγορίες: οι Υπερκαινοφανείς που προέρχονται από την θερμοπυρηνική διάσπαση ενός λευκού νάνου σε ένα διπλό σύστημα και οι Υπερκαινοφανείς που δημιουργούνται από την κατάρρευση του πυρήνα ενός αστέρα μεγάλης μάζας.

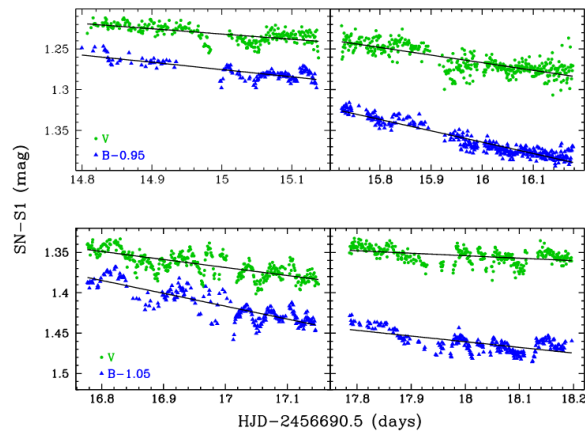
Τα κύρια ανοικτά ερωτήματα στον τομέα των σουπερνόβα είναι:

- Πόσοι Υπερκαινοφανείς τύπου Ia προέρχονται από συστήματα απλού εκφυλισμένου έναντι διπλού εκφυλισμένου έναντι προγεννητόρων κάτω του ορίου Chandrasekhar;
- Ποιος είναι ο ρόλος του συνοδού αστέρα στους Υπερκαινοφανείς τύπου Ia;
- Κάτω από ποιες συνθήκες οι αστέρες μεγάλης μάζας εκρήγνυνται σαν Υπερκαινοφανείς λόγω κατάρρευσης του πυρήνα τους;
- Ποιοι τύποι αστέρων μεγάλης μάζας αντιστοιχούν στους τύπους IIP, IIL, IIn Υπερκαινοφανών;
- Ποιες είναι οι αρχικές συνθήκες για τη μοντελοποίηση Υπερκαινοφανών τύπου Ia;

Προκειμένου να δοθούν απαντήσεις σε ορισμένα από τα παραπάνω ερωτήματα, προτάθηκαν και διεξήχθησαν από το Εθνικό Αστεροσκοπείο Αθηνών, παρατηρήσεις λαμπρών και κοντινών Υπερκαινοφανών αστέρων τύπου I, II, οι οποίοι ανακαλύπτονται κατά αύξοντα ρυθμό τις τελευταίες δεκαετίες μέσω προγραμμάτων όπως των ASAS-SN¹, iPTF², PanSTARRS³. Πραγματοποιήθηκε υψηλής ακρίβειας φωτομετρία στον Υπερκαινοφανή αστέρα SN 2014J Τύπου Ia που ανακαλύφθηκε στον γαλαξία M82 (Bonanos & Boumis, 2016). Το σουπερνόβα παρατηρήθηκε με το οπτικό τηλεσκόπιο Αρίσταρχος, 2.3 μέτρων, στο αστεροσκοπείο του Χελμού.



(α) Ο Υπερκαινοφανής αστέρας SN2014J



(β) Η καμπύλη φωτός του SN2014J με ενδείξεις μεταβλητότητας σε βαθμό 0.02-0.05mag με χρόνο έκθεσης 16-60s

Σχήμα 1.9: SN2014J

Βρέθηκαν ενδείξεις μεταβλητότητας σε βαθμό 0.02-0.05 mag σε χρονική κλίμακα 15-60 λεπτών και τις 4 νύχτες παρατηρήσεων σε χρονική κλίμακα 14.8 – 18.2 μέρες μετά το μέγιστο (Σχήμα 1.9). Τα θεωρητικά μοντέλα των καμπυλών φωτός των Υπερκαινοφανών αστέρων δεν προβλέπουν μεταβλητότητα

¹www.astronomy.ohio-state.edu/assassin/

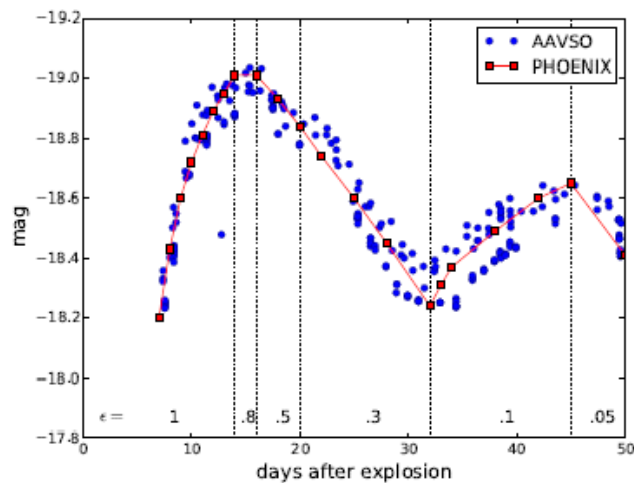
²<https://www.ptf.caltech.edu/iptf>

³<https://panstarrs.stsci.edu/>

σε τόσο σύντομες χρονικές κλίμακες με αποτέλεσμα να μη δύναται να συγκριθούν με τα φωτομετρικά αποτελέσματα για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2014J.

Προτάθηκε λοιπόν ότι η προέλευση της μεταβλητότητας είναι ένα ή ο συνδυασμός των παρακάτω σεναρίων:

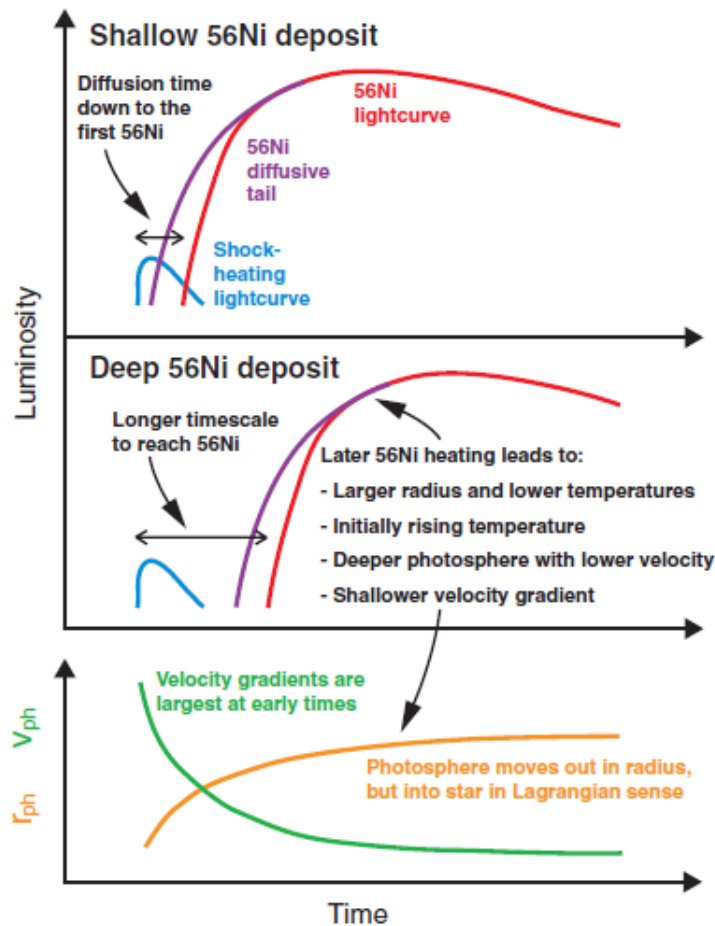
- η συσσώρευση ύλης που εκτοξεύθηκε μετά την αστρική έκρηξη από στοιχεία των εξωτερικών στρωμάτων
- η αλληλεπίδραση της ύλης, που εκτοξεύθηκε από την έκρηξη, με την μεσοαστρική ύλη
- η ασυμμετρία της εκτοξευόμενης ύλης, καθώς η έκρηξη δεν αναμένεται να είναι σφαιρικά συμμετρική
- η έναρξη του δεύτερου μεγίστου, που αντιστοιχεί σε απότομη μείωση της μέσης ροής αδαφάνειας που οφείλεται στη μετάβαση από διπλά σε μονά ιονισμένα στοιχεία σιδήρου



Σχήμα 1.10: Το δεύτερο μέγιστο του SN 2014J σε I-band (Jack et al., 2015)

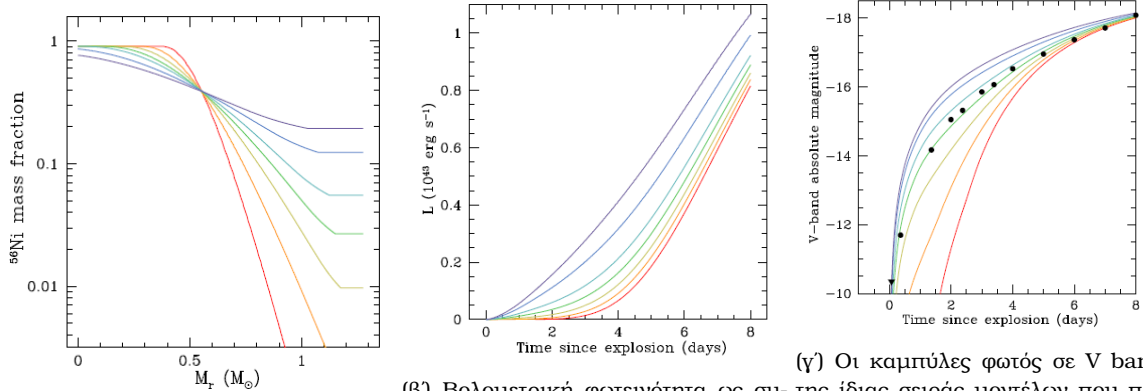
Για την καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2014J, διαπιστώθηκε (Jack et al., 2015) ότι το δευτερεύον μέγιστο προκαλείται από ένα μείγμα Fe II με υψηλές γραμμές διέγερσης λόγω του ανασυνδυασμού των στοιχείων κορυφής σιδήρου από το στάδιο ιονισμού III έως το στάδιο II. Μελετώντας τη φασματική εξέλιξη του SN 2014J, βρέθηκαν αποδείξεις σε παρατηρησιακό επίπεδο ότι το χαρακτηριστικό Fe II προκαλεί το δευτερεύον μέγιστο στην ζώνη I (Σχήμα 1.10).

Σε αυτό το σημείο είναι σημαντικό να επισημάνουμε ότι το φως που προέρχεται από το σούπερνόβα αμέσως μετά την έκρηξη προέρχεται από: (α) το θερμαινόμενο υλικό από την έκρηξη (β) τη ραδιενεργή διάσπαση του νικελίου στο περιβάλλον υλικό (γ) τη θερμική ενέργεια που προκαλείται από την αλληλεπίδραση του περιβάλλοντος υλικού με το συνοδό αστέρα και (δ) τη θερμική ενέργεια που προκαλείται από την αλληλεπίδραση του περιβάλλοντος υλικού με το μεσοαστρικό.



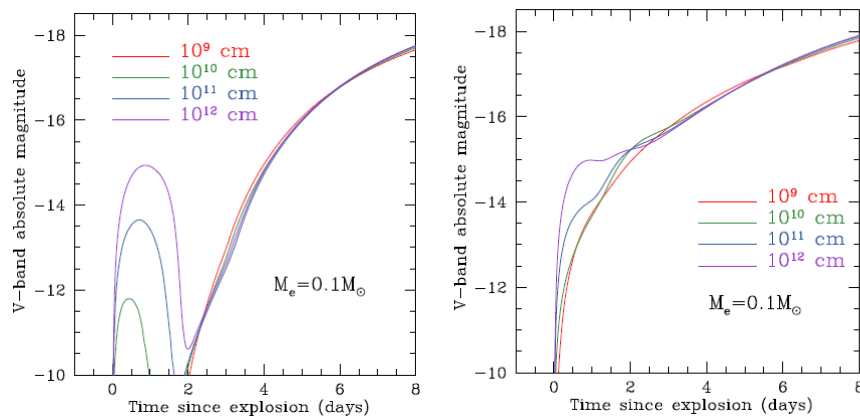
Σχήμα 1.11: Η καμπύλη φωτός πριν τη στιγμή του μεγίστου και η επίδραση του ^{56}Ni (Piro & Nakar et al., 2013)

Οι καμπύλες φωτός που απεικονίζουν την χρονική περίοδο αφού πραγματοποιηθεί η έκρηξη του αστέρα παρουσιάζουν επίσης τεράστιο ενδιαφέρον. Η περιεκτικότητα του ^{56}Ni κοντά στην επιφάνεια ενός Υπερκαινοφανούς αστέρα Τύπου Ia μπορεί να εισαγάγει σημαντικές διακυμάνσεις στο μοτίβο και στο χρόνο ανόδου (Σχήμα 1.11), με τα ισχυρότερα χαρακτηριστικά να είναι παρόντα τις πρώτες περίπου 3 ημέρες (Piro et al., 2016). Αυτό ποικίλλει από απότομη, γρήγορη άνοδο όταν η περιεκτικότητα του ^{56}Ni είναι ρηχή έως μία πιο ομαλή αύξηση με μια σημαντική σκοτεινή φάση όταν το ^{56}Ni είναι βαθύτερο στην επιφάνεια (Σχήμα 1.12 γ). Η μετάβαση από αργή διάχυση της θέρμανσης του ^{56}Ni σε μεγαλύτερη θέρμανση μπορεί να παράγει χαρακτηριστικά μοτίβα στην καμπύλη φωτός, τα οποία είναι ιδιαίτερα εμφανείς όταν η άνοδος σχεδιάζεται γραμμικά και όχι σε μεγέθη (Σχήμα 1.12 β).



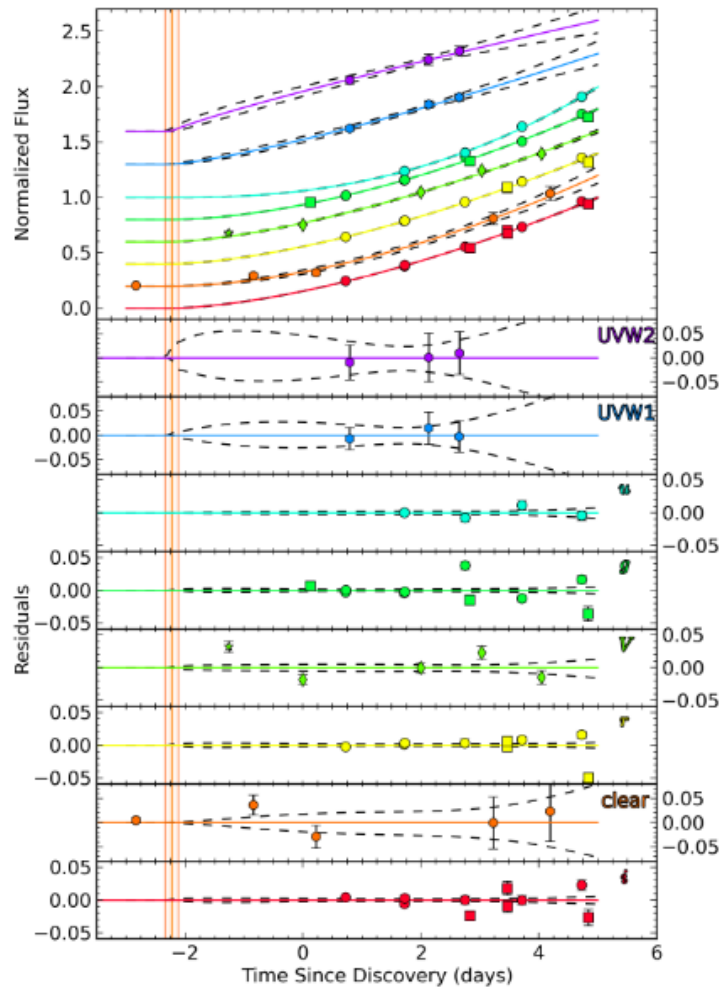
Σχήμα 1.12: Θεωρητικά μοντέλα για την ανάμειξη του ^{56}Ni και την επιρροή του στις καμπύλες φωτός μετά την έκρηξη (Piro et al., 2016).

Παρατηρώντας λοιπόν, αυτές τις μεταβολές στην καμπύλη φωτός των Υπερκαινοφανών αστέρων, αύξησαν την ανάμειξη του ^{56}Ni προκειμένου να μελετήσουν τη συμπεριφορά του. Κατ' αρχήν, μία τέτοια ανάμειξη θα μπορούσε να βοηθήσει στην απόκρυψη της παρουσίας του εκτεταμένου υλικού γύρω από έναν SN Ia. Στην ανερχόμενη καμπύλη φωτός του ASASSN-14lp (Shappee et al., 2016), τα πρώτα δεδομένα σε περίπου 1,5 μέρες μετά την έκρηξη αυξάνονται ελαφρά σε σχέση με το τι θα περίμενε κάποιος για μια ομαλή άνοδο (Σχήμα 1.14). Αυτή η συμπεριφορά είναι εκπληκτικά παρόμοια με την επίδραση του εκτεταμένου υλικού που φαίνεται στο Σχήμα 1.13 (β).



Σχήμα 1.13: Η ανάμειξη ^{56}Ni

Δυστυχώς, επειδή τα δεδομένα δεν ήταν αρκετά και σε χρονικές κλίμακες που δεν βοήθησαν, δεν μπορούσαν να συμπεράνουν αν η άνοδος του ASASSN-14lp είναι ή όχι υποδειγματική. Αναντίρρητα λοιπόν είναι απαραίτητες οι παρατηρήσεις με χρονική κλίμακα κάτω από μία ημέρα κατά τη διάρκεια των πρώτων 3 ημερών των Υπερκαινοφανών αστέρων για να μελετηθούν τέτοιου είδους συμπεριφορές.

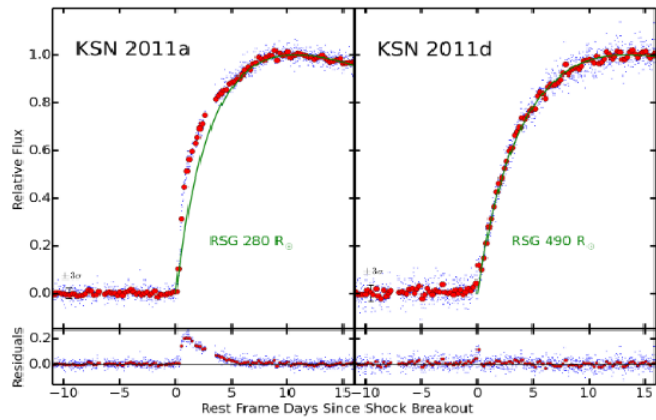


Σχήμα 1.14: Οι καμπύλες φως του Υπερκαινοφανούς ASASSN-14lp 3 μέρες πριν έως 6 μέρες μετά το μέγιστο. Οι πολύχρωμες σταθερές καμπύλες είναι οι εφαρμογές των εκθετικών καμπυλών ενώ η διακεκομμένη μαύρη καμπύλη παριστάνει την $1 - \sigma$ εφαρμογή των σφαλμάτων (Shappee et al., 2016).

Επομένως, η εκπομπή τους κατά τις πρώτες μέρες είναι ιδιαίτερα συναρπαστική γιατί ανιχνεύει τα ρηχότερα στρώματα του προγενήτορα. Αυτό μπορεί να μας διδάξει για την ακτίνα του αστέρα που εκρήγνυται και να μας βοηθήσει να περιορίσουμε τη σύνθεση της επιφάνειας και τις διαβαθμίσεις ταχύτητας/πυκνότητας που αντανακλούν τις λεπτομέρειες της εκρηκτικής καύσης.

Επίσης, η αποστολή Kepler έχει αποδειχθεί πως είναι μια πηγή υψηλής ακρίβειας φωτομετρίας για Υπερκαινοφανείς αστέρες που σπάνια εκρήγνυνται σε γαλαξίες οι οποίοι παρατηρούνται. Πρόσφατα, (Σχήμα 1.15) χρησιμοποιήθηκε η φωτομετρία από την αποστολή Kepler, δύο Υπερκαινοφανών αστέρων Τύπου II-P για να παρατηρηθεί για πρώτη φορά η στιγμή της έκρηξης στο οπτικό και να μετρηθούν οι χρονικές στιγμές της αύξησης της φωτεινότητας του Υπερκαινοφανούς και το μέγιστο (Garnavich et al., 2016). Συγκρίνοντας τα με τα θεωρητικά μοντέλα, κατάφεραν να υπολογίσουν την ακτίνα του κόκκινου υπεργίγαντα προγενήτορα τη στιγμή της έκρηξης. Συγκεκριμένα, από τη φωτομετρία υψηλής ακρίβειας μέσω του Kepler προσδιόρισαν το χρόνο που έφτασε το σοκ του σουπερνόβα στην επιφάνεια του προγενήτορα με ακρίβεια καλύτερη από 0,1 ημέρες. Υπολόγισαν ότι ο χρόνος αύξησης στο μέγιστο ήταν 10.5 ± 0.4 ημέρες για το KSN2011a και 13.3 ± 0.4 ημέρες για το KSN2011d. Από τους χρόνους ανόδου σε συνδυασμό με τα μέγιστα των φωτεινοτήτων, εκτίμησαν την ακτίνα του προγενήτορα του KSN2011a ($280 R_{\odot}$) να είναι σημαντικά μικρότερη από εκείνη του KSN2011d ($490 R_{\odot}$), αλλά και οι δύο έχουν παρόμοιες ενέργειες έκρηξης. Τα πρώτα αυτά αποτελέσματα από την αποστολή Kepler για τους Υπερκαινοφανείς αστέρες υποδεικνύουν τα δυνητικά επακόλουθα-ανακαλύψεις από την υψηλής ακρίβειας φωτομετρία και παρατήρηση τέτοιων εκρήξεων.

Στην παρούσα εργασία, παρατηρήθηκαν Υπερκαινοφανείς τύπου Ia λόγω της κατάλληλης φωτεινότητας τους την περίοδο παρατηρήσεων καθώς και του μεγαλύτερου πλήθους τους συγκριτικά με τους Υπερκαινοφανείς αστέρες τύπου II. Πραγματοποιήθηκε λοιπόν κατά ακολουθία της έρευνας των Bonanos & Boumis (2016) για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2014J, υψηλής ακρίβειας φωτομετρία σε 3 Υπερκαινοφανείς αστέρες με χρόνο έκθεσης λήψης στιγμιοτύπων να κυμαίνεται από 10s – 60s με σκοπό τη δημιουργία των καμπυλών φωτός και τη διερεύνηση της συμπεριφοράς τους και ενδεχόμενης μεταβλητότητας σε χρονική κλίμακα ωρών ή και λεπτών μετά την έκρηξη του αστέρα. Αυτές οι χρονικές κλίμακες μεταβλητότητας παραμένουν ανεξερεύνητες περιοχές για τα περισσότερα αστροφυσικά αντικείμενα, ιδιαίτως τους Υπερκαινοφανείς αστέρες. Προκειμένου λοιπόν να μάθουμε στοιχεία των προγενήτορων αστέρων χρειάζονται υψηλής ακρίβειας φωτομετρία και παρατηρήσεις καθώς οι παρατηρήσεις σε συχνότητα 1 φορά κάθε 3-7 ημέρες δεν αρκούν για αυτές τις μετρήσεις.



Σχήμα 1.15: Οι καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών και η εφαρμογή των θεωρητικών μοντέλων για την εύρεση της ακτίνας του προγενήτορα.

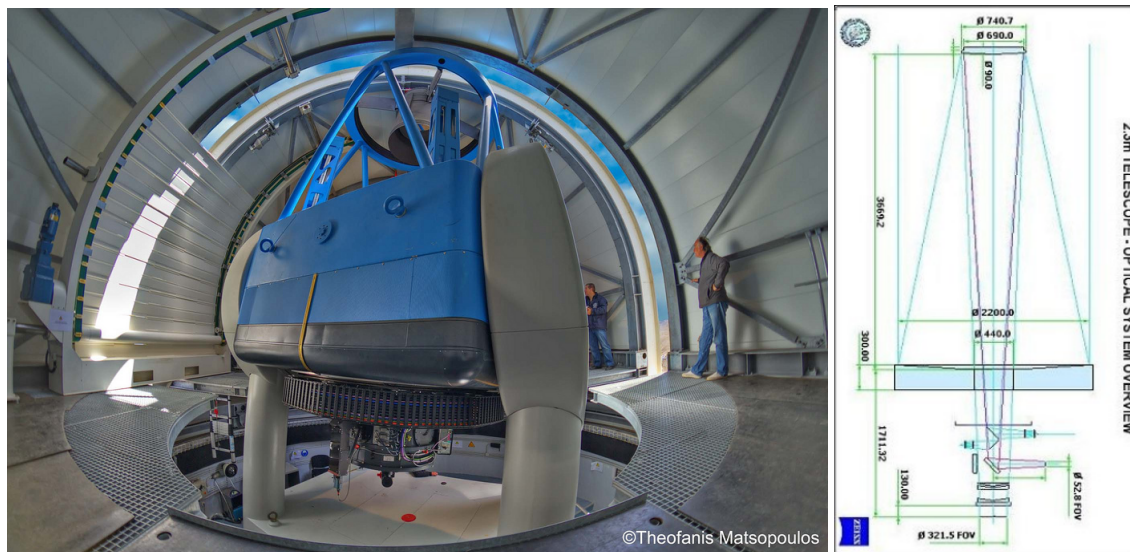
Κεφάλαιο 2

Παρατηρησιακά δεδομένα

2.1 Περιγραφή δεδομένων

Ως παρατηρησιακά δεδομένα ορίζονται οι CCD εικόνες που απεικονίζουν τα αστρικά αντικείμενα της παρατήρησης. Τα αστρικά αντικείμενα που περιέχονται στις CCD εικόνες αποτελούν μεμονωμένες πηγές ακτινοβολίας. Με τη μέθοδο της φωτομετρίας μπορούν να μετρηθούν οι ροές ακτινοβολίας των αντικειμένων και στη συνέχεια δύναται να γίνει και ο υπολογισμός των άλλων καιρίων αστρικών παραμέτρων.

Τα δεδομένα που χρησιμοποιήθηκαν στη συγκεκριμένη μελέτη λήφθηκαν με το οπτικό τηλεσκόπιο Αρίσταρχος (Σχήμα 2.1), διαμέτρου 2.3 μέτρων, στο Αστεροσκοπείο Χελμού (helmos.astro.noa.gr):

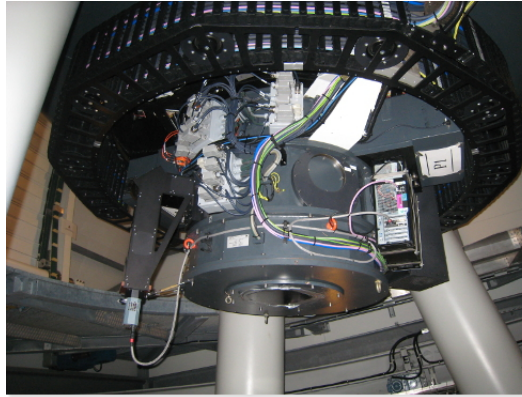


(α) Τηλεσκόπιο Αρίσταρχος

(β) Οπτικό Σύστημα

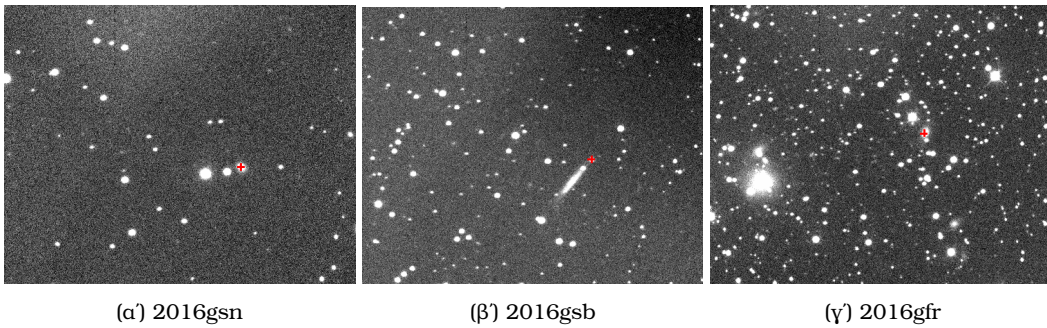
Σχήμα 2.1: Εικόνες τηλεσκοπίου Αρίσταρχος

Για τη λήψη των φωτομετρικών δεδομένων χρησιμοποιήθηκε η κάμερα RISE2 (Σχήμα 2.2), μία ταχείας λήψεως κάμερα για εξωπλανήτες με πεδίο παρατηρήσεως 10arcmin .



Σχήμα 2.2: RISE2 camera

Τα αστρικά αντικείμενα που παρατηρήθηκαν για 4 νύχτες τον Οκτώβριο του 2016 (Σχήμα 2.3), ανακαλύφθηκαν από το All Sky Automated Survey for Supernovae (ASAS-SN, Holoien et al. 2016) και το The Palomar Sky Survey (POSS ¹) και ήταν οι εξής υπερκαινοφανείς αστέρες:



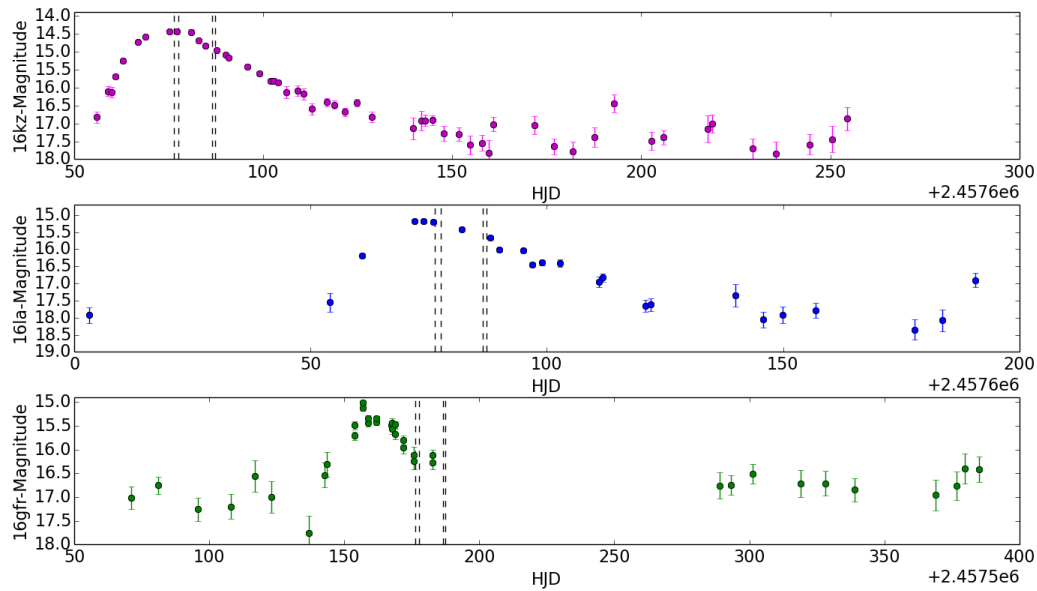
Σχήμα 2.3: Υπερκαινοφανείς αστέρες που λήφθηκαν με το τηλεσκόπιο Αρισταρχος και την RISE2 κάμερα, FOV 10arcmin

- **SN 2016gsn ή ASASSN-16la:** που παρατηρήθηκε 21 – 32 μέρες μετά την έκρηξη
- **SN 2016gsb ή ASASSN-16kz:** που παρατηρήθηκε 15 – 26 μέρες μετά την έκρηξη
- **SN 2016gfr:** που παρατηρήθηκε 32 – 42 μέρες μετά την έκρηξη

¹<http://skyserver.sdss.org/dr5/en/proj/advanced/skysurveys/poss.asp>

Πίνακας 2.1: Συνοπτικός πίνακας παρατηρησιακών δεδομένων. Το binning της 1ης και της 2ης νύχτας παρατηρήσεων ήταν 1x1 ενώ της 3ης και της 4ης 2x2. Οι νύχτες παρατήρησης που εμφανίζονται είναι 14,15,25,26/10/2016 αντίστοιχα.

SN name	Type	RA (J2000)	DEC (J2000)	Discovery mag	z	Exposure time s	Air mass	Frames/night	Number of frames
2016gsn	Ia	02:30:14.68	+18:09:42.7	16.3	0.018	10-20	< 1.7	1080/720/1040/1680	4520
2016gsb	Ia	06:05:11.93	-20:20:28.4	15.9	0.0097	15-20	< 1.6	270/362/660/600	1892
2016gfr	Ia	18:20:16.55	+23:48:00.5	17.6	0.014	10-60	< 1.2	45/600/0/540	1085



Σχήμα 2.4: Οι καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών αστέρων τύπου Ia, 90 μέρες προτού την ανακάλυψη του Υπερκαινοφανούς έως και 250 μέρες μετά. Οι διακεκομμένες γραμμές ανταποκρίνονται στις 4 νύχτες παρατήρησης, 14/15/25/26 Οκτωβρίου 2016 αντίστοιχα. Τα δεδομένα για την δημιουργία των καμπυλών δόθηκαν από τον Dr. Holoien. Οι καμπύλες φωτός παρουσιάζουν αρκετό θόρυβο σε μεγάλο χρονικό διάστημα μετά το μέγιστο.

2.2 Επεξεργασία δεδομένων (Image reduction)

Η επεξεργασία των εικόνων (Image Reduction) προηγείται της διαδικασίας της φωτομετρίας. Σε κάθε εικονοστοιχείο προσπίπτουν φωτόνια με κάποιο δεδομένο χρονικό ρυθμό. Εφόσον είναι γνωστό το εμβαδόν κάθε εικονοστοιχείου, είναι εφικτό να υπολογιστεί η ένταση της ακτινοβολίας I_n επομένως και η συνολική ένταση $I(x,y)$ όπου x και y οι διαστάσεις του εικονοστοιχείου. Ωστόσο η ένταση περιέχει και το άθροισμα όλων των ηλεκτρονικών θορύβων που υπεισέρχονται από τα ηλεκτρονικά σήματα του CCD. Η πραγματική ένταση $i(x,y)$, η οποία προέρχεται από το παρατηρούμενο αντικείμενο είναι το ζητούμενο μέγεθος που θα πρέπει να απεικονίζει η τελική εικόνα. Οι παράμετροι που εμφανίζονται ως ηλεκτρονικοί θόρυβοι είναι οι εξής:

- **Bias** $b(x,y)$: Φορτίο που προϋπάρχει στο CCD, σταθερό και ανεξάρτητο του χρόνου έκθεσης και της θερμοκρασίας.

- **Dark** $d(x, y, t, T)$: Θερμικός θόρυβος ο οποίος παράγεται κατά την έκθεση και εξαρτάται από τον χρόνο έκθεσης και τη θερμοκρασία.

Επιπροσθέτως υπάρχει ένας ακόμη θόρυβος που υπεισέρχεται στην τελική καταγραφή και καλείται θόρυβος αποφόρτισης αλλά είναι πολύ μικρότερος από τους προαναφερόμενους. Δημιουργείται κατά την μεταφορά των φωτοηλεκτρονίων από το εικονοστοιχείο από το οποίο προήλθαν έως τον ενισχυτή. Χαρακτηριστικά αναφέρεται ότι μια καλή αστρονομική CCD camera έχει βαθμό αποφόρτισης περίπου $2 - 3e - /pixel$

- **Flat field** $f(x, y)$: Είναι ο παράγοντας απόκρισης του $pixel$ που οφείλεται σε ατέλειες στην επιφάνεια της κάμερας και είναι σταθερός και ανεξάρτητος του χρόνου έκθεσης και της θερμοκρασίας.

Επομένως, η ένταση της ακτινοβολίας σχετίζεται με τις προαναφερθείσες παραμέτρους ως εξής :

$$I(x, y) = b(x, y) + d(x, y) + i(x, y)f(x, y)$$

επιλύοντας ως προς την πραγματική ένταση του αντικειμένου που ψάχνουμε $i(x, y)$:

$$i(x, y) = \frac{I(x, y) - b(x, y) - d(x, y)}{f(x, y)}$$

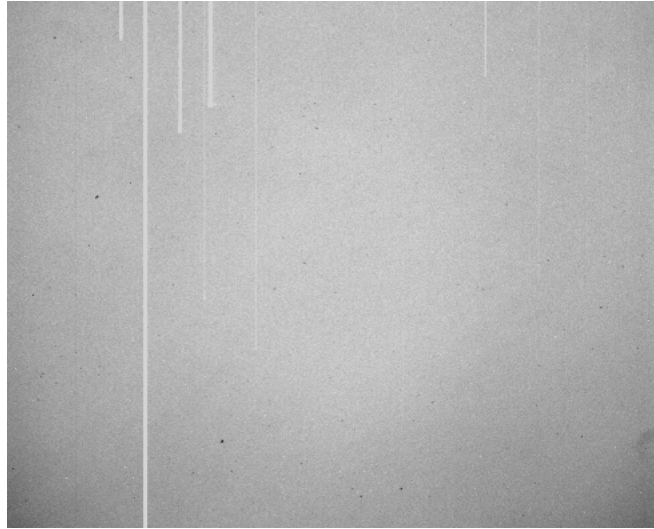
2.2.1 Η βαθμονόμηση των εικόνων (Calibration)

Η επεξεργασία των CCD εικόνων έχει τη λογική μαθηματικών πράξεων μεταξύ πινάκων, διαστάσεων $x * y$. Όπως λοιπόν και με τους πίνακες, έτσι και με τις ψηφιακές εικόνες μπορούν να τελεστούν μαθηματικές πράξεις (π.χ. αφαίρεση) με τη χρήση ειδικών λογισμικών. Για να αφαιρεθούν οι παραπάνω θόρυβοι από την πρωτότυπη εικόνα, πρέπει να ληφθούν εικόνες που να τους απεικονίζουν. Τελικά οι εικόνες διόρθωσης (calibration images) που χρησιμοποιούνται για την επεξεργασία είναι οι εξής :

- **Εικόνα θορύβου μηδενικής έκθεσης-Bias:** Η εικόνα λαμβάνεται σε πλήρες σκοτάδι με πολύ μικρό χρόνο έκθεσης που προσεγγίζει το μηδέν, πριν αλλά και στο τέλος των παρατηρήσεων. Ο χρόνος έκθεσης της είναι μηδενικός καθώς καταγράφει το σήμα που προϋπάρχει σε κάθε pixel. Λαμβάνονται ένα πλήθος τέτοιων εικόνων ώστε να υπολογιστεί η μέση τιμή του θορύβου που προϋπάρχει σε κάθε pixel. Η ένταση I μιας εικόνας bias είναι $I_b(x, y) = b(x, y)$ και φαίνεται στο Σχήμα 2.5 για τα δεδομένα μας.

Για να δημιουργήσουμε την διάμεσο (Σχήμα 2.5) των εικόνων θορύβου μηδενικής έκθεσης (master-bias) συνδυάσαμε όλες τις εικόνες μηδενικής έκθεσης, 500 εικόνες ανα δύο βραδιές, προκειμένου να αφαιρεθεί κάθε πιθανός προϋπάρχων θόρυβος από τα pixels λόγω φωτομετρίας υψηλής ακρίβειας, που λήφθηκαν την πρώτη και την τρίτη νύχτα, μέσω της CCD cameras, με τη βοήθεια του zerocombine, ενός task που λειτουργεί στο περιβάλλον του IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Το IRAF είναι μια συλλογή λογισμικών και πακέτων για την επεξεργασία και ανάλυση αστρονομικών δεδομένων. Οι παράμετροι που χρησιμοποιήθηκαν στο zerocombine φαίνονται στο Σχήμα 5.1 του παραρτήματος.

- **Εικόνα σκότους-Dark frame:** Λαμβάνεται σε πλήρες σκοτάδι και έχει χρόνο έκθεσης και θερμοκρασία ίδια με αυτή των πρωτότυπων εικόνων. Είναι η εικόνα που αντιπροσωπεύει το θερμικό θόρυβο των pixels και εξαρτάται από τον χρόνο έκθεσης και τη θερμοκρασία της CCD cameras.



Σχήμα 2.5: Εικόνα masterbias

Γι' αυτό η εικόνα dark λαμβάνεται με κλειστό τον φωτοφράκτη και έχει χρόνο έκθεσης όσο και τα Raw Data. Λαμβάνεται πριν ή μετά την παρατήρηση αν και πιο ορθό θα ήταν μετά την αντίστοιχη ακατέργαστη εικόνα ώστε να είναι αντιπροσωπευτική του θορύβου της CDD κάμερας εκείνη τη χρονική στιγμή καθώς κοστίζει σε χρόνο παρατήρησης. Γι' αυτόν τον λόγο λαμβάνεται ένα πλήθος dark εικόνων για κάθε φίλτρο που χρησιμοποιείται και μετά υπολογίζεται η διάμεσος ώστε να απαλειφθούν οι ακραίες τιμές. Η τελική dark εικόνα αφαιρείται από όλες τις εικόνες του παρατηρούμενου αντικειμένου. Η ένταση μιας dark εικόνας είναι :

$$I_d = b(x, y) + d(x, y, t, T)$$

Για καλύτερα στατιστικά αποτελέσματα ο χρόνος λήψης της είναι ίδιος με το χρόνο έκθεσης του ουράνιου αντικειμένου ώστε να γίνεται ακριβής αφαίρεση του θερμικού θορύβου.

Εν προκειμένω, στην παρούσα επεξεργασία δεδομένων δεν λήφθηκαν dark εικόνες. Σε πολλά συστήματα δεν απαιτείται η χρήση dark εικόνων στην διαδικασία βαθμονόμησης. Ενδείκνυται η λήψη τέτοιων εικόνων στα θερμοηλεκτρικά ψυχόμενα συστήματα που δεν ψύχονται σε τόσο χαμηλές θερμοκρασίες ώστε να αγνοήσουν τα σκοτεινά ρεύματα.

- Εικόνα απόκρισης-Flat field:** Σε αυτήν αποτυπώνεται τόσο ο παράγοντας απόκρισης του κάθε εικονοστοιχείου όσο και τα αποτελέσματα της σκέδασης του φωτός από κόκκους σκόνης στην επιφάνεια των οπτικών του συστήματος (κάτοπτρα τηλεσκοπίου, φίλτρα, προστατευτικό τζάμι του CCD), τα οποία αλλοιώνουν την ποιότητα της εικόνας. Επίσης αποτυπώνεται και ο ανομοιόμορφος φωτισμός του πεδίου από έκκεντρο φωτισμό (vignetting). Λαμβάνεται σε ομοιόμορφα φωτισμένη επιφάνεια (π.χ. ουρανός κατά το λυκόφως ή το λυκαυγές) με χρόνο έκθεσης μερικά δευτερόλεπτα και με μέγιστη ένταση ακτινοβολίας τα 2/3 της δυναμικής περιοχής του CCD. Για λόγους πληρότητας θα έπρεπε να λαμβάνονται εικόνες θερμικού θορύβου και για τις εικόνες απόκρισης, όπως γίνεται και για τις πρωτότυπες, αλλά λόγω του σχετικά μικρού τους χρόνου έκθεσης δεν θεωρείται αναγκαίο καθότι ο αντίστοιχος θόρυβος είναι αμελητέος.

Πίνακας 2.2: Συνοπτικός πίνακας για τις εικόνες μηδενικού θορύβου και τις εικόνες απόκρισης

Date DD/MM/YYYY	Number of bias	Number of flats
14,15/10/2016	500	156
25,26/10/2016	500	611

Η τελική εικόνα απόκρισης για τα παρατηρησιακά μας δεδομένα φαίνεται στο Σχήμα 2.6.



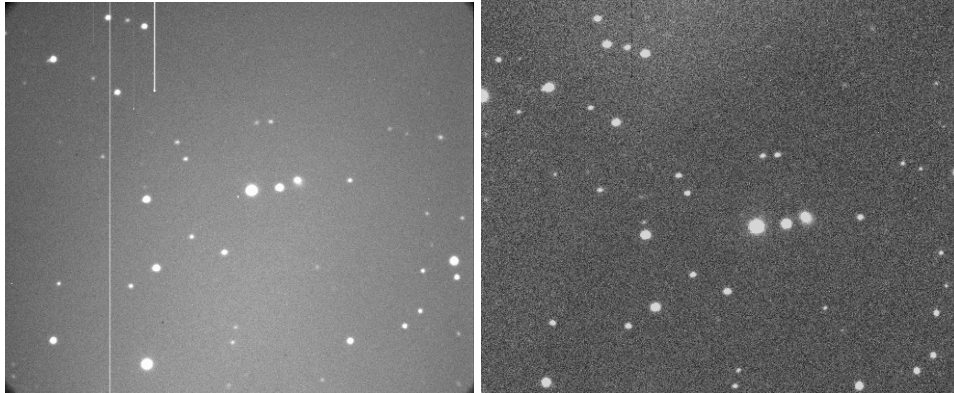
Σχήμα 2.6: Εικόνα masterflat που είναι ο συνδυασμός των flats που λήφθηκαν με τον Αρίσταρχο με 2x2 binning στις 25, 26 Οκτωβρίου 2016

Για να δημιουργήσουμε την τελική εικόνα απόκρισης (masterflat) βρήκαμε τη διάμεσο των εικόνων απόκρισης που λήφθηκαν μέσω της CCD κάμερας, για την πρώτη και την τρίτη νύχτα, με τη βοήθεια του flatcombine, ενός task που λειτουργεί στο περιβάλλον του IRAF. Το πλήθος των flats ήταν μεγάλο προκειμένου να ελαχιστοποιηθούν οι θόρυβοι, αναντίρρητα αναγκαίο για την φωτομετρία υψηλής ακρίβειας. Οι παράμετροι του task flatcombine εμφανίζονται στο Σχήμα 5.2.

Η βασική διαδικασία βαθμονόμησης των εικόνων είναι η εξής: Πρώτα αφαιρούμε την διάμεσο των εικόνων μηδενικής έκθεσης (masterbias) που προέκυψε από το συνδυασμό 500 bias frames για τις δυο πρώτες νύχτες (14, 15/10/2016) από τις εικόνες του ουράνιου αντικειμένου. Ομοίως για την 3η και την 4η νύχτα παρατηρήσεων (25, 26/10/2016) ξεχωριστά. Προσέτι, αφαιρούνται οι εικόνες σκότους αν χρειάζεται από τις εικόνες του παρατηρούμενου αντικειμένου. Στη συνέχεια, διαιρούμε τις εικόνες, που προέκυψαν από την αφαίρεση, με τη διάμεσο των εικόνων απόκρισης (masterflat). Δημιουργήθηκαν δύο ξεχωριστά masterflats, ένα για την πρώτη και τη δεύτερη νύχτα μαζί και αντιστοίχως ένα για την τρίτη και την τέταρτη νύχτα. Τα προαναφερθέντα δύο βήματα διορθώνουν τις εικόνες (Σχήμα 2.7) του παρατηρούμενου αντικειμένου για την κάθε μία από τις 4 νύχτες που παρατηρήσαμε ξεχωριστά από το bias level, dark current (εάν χρειάζεται) και από την ανομοιομορφία του κάθε *pixel*. Οι μαθηματικές "πράξεις" μεταξύ των εικόνων πραγματοποιήθηκαν μέσω του task CCDPROC και οι παράμετροι εμφανίζονται στο Σχήμα 5.3.

Η διαδικασία βαθμονόμησης των τελικών εικόνων συνοψίζεται στην παρακάτω μαθηματική σχέση:

$$Final\ Reduced\ object\ Frame = \frac{Raw\ Object\ Frame - masterbias}{masterflat}$$



(α) Στιγμιότυπο πριν την επεξεργασία

(β) Στιγμιότυπο μετά την επεξεργασία

Σχήμα 2.7: Εικόνες τηλεσκοπίου για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsn

2.2.2 Η ευθυγράμμιση των βαθμονομημένων εικόνων (Alignment)

Μετά την βαθμονόμηση, έγινε η ευθυγράμμιση των εικόνων (Alignment) με τη βοήθεια του task `imal2` στο πακέτο VAPHOT (Deeg et al., 2007) που λειτουργεί στο περιβάλλον του IRAF (iraf.noao.edu/) για κάθε μία από τις 4 νύχτες ξεχωριστά σε κάθε έναν Υπερκαινοφανή αστέρα. Το task `imal2` ευθυγραμμίζει τις εικόνες πραγματοποιώντας μία απλή μετατόπιση δύο διαστάσεων x-y χωρίς περιστροφή. Η ευθυγράμμιση των εικόνων είναι απαραίτητη για την βελτιστοποίηση της φωτομετρικής ακρίβειας, ιδίως στις προκειμένες παρατηρήσεις, καθώς δεν υπήρχε `auto-guiding` με επακόλουθο την μετατόπιση του παρατηρούμενου αντικείμενου κατά τη διάρκεια της νύχτας. Επιλέχθηκε μια εικόνα ως εικόνα αναφοράς για την ευθυγράμμιση των υπολοίπων ώστε να αρχίσει η ευθυγράμμιση. Η ευθυγράμμιση έγινε με τον προσδιορισμό του κέντρου (x, y) 8 απομονωμένων λαμπρών αστέρων του πεδίου και καθορισμό της ακτίνας σε *pixel* (`boxsize, bigbox`) γύρω από αυτούς στην εικόνα αναφοράς. Οι παράμετροι που χρησιμοποιήθηκαν διαφαίνονται στο Σχήμα 5.4.

Κεφάλαιο 3

Η διαδικασία της Φωτομετρίας

Η Φωτομετρία είναι η τεχνική της αστρονομίας για την μέτρηση της ροής ή την μέτρηση της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας των αστρικών αντικειμένων. Διενεργείται από την συγκέντρωση της ακτινοβολίας σε ένα τηλεσκόπιο, που διαπερνά εξειδικευμένα οπτικά φίλτρα και εν συνεχεία απεικονίζει και καταγράφει την φωτεινή ενέργεια με ένα φωτοευαίσθητο όργανο. Το σύνολο των ζωνών διέλευσης (φίλτρα) ονομάζεται Φωτομετρικό σύστημα ενώ το φωτοευαίσθητο κύτταρο επικαλείται Φωτοηλεκτρικό Φωτόμετρο. Τα φωτόμετρα έχουν αντικατασταθεί σε μεγάλο βαθμό από κάμερες CCD και μπορούν ταυτόχρονα να απεικονίζουν πολλαπλά αντικείμενα. Ωστόσο χρησιμοποιούνται ακόμα σε ειδικές περιπτώσεις όπου η υψηλή ανάλυση είναι απαραίτητη.

Όταν χρησιμοποιείται η κάμερα CCD για την πραγματοποίηση της φωτομετρίας υπάρχουν διάφοροι πιθανοί τρόποι για την επίτευξη της φωτομετρικής μέτρησης (π.χ. μέγεθος αστεριού) από τα παρατηρησιακά δεδομένα. Τα σήματα από τα παρατηρούμενα αντικείμενα μπορούν να κηλιδωθούν από πολλά εικονοστοιχεία. Στόχος είναι να προστεθεί όλο το φως από το αντικείμενο και να αφαιρεθεί η επίδραση του ουρανού. Η πιο σύνθητης και απλούστερη τεχνική είναι η Φωτομετρία Διαφράγματος (Aperture Photometry) δηλαδή η πρόσθεση του συνόλου των εικονοστοιχείων σχηματίζοντας έτσι ένα κύκλο με επίκεντρο το αντικείμενο και η αφαίρεση του υπόβαθρου του ουρανού. Όταν όμως κάποιος διεξάγει την διαδικασία της φωτομετρίας σε ένα γεμάτο πεδίο από αστρικά αντικείμενα, όπου τα προφίλ των αστεριών επικαλύπτονται σημαντικά οφείλεται να ακολουθηθεί μία τεχνική αποσυνέλιξης, όπως η τοποθέτηση της συνάρτησης της εξάπλωσης (PSF photometry) ώστε να προσδιοριστούν οι επιμέρους ροές των επικαλυπτόμενων πηγών.

Εάν ένας παρατηρητής χρειάζεται να αποκτήσει απόλυτες ή διαφορικές φωτομετρικές μετρήσεις εξαρτάται από τους στόχους των επιστημονικών και παρατηρησιακών προγραμμάτων. Η φωτομετρική διαδικασία χωρίζεται στην απόλυτη και στην διαφορική. Η απόλυτη φωτομετρία (Absolute magnitude) έχει ως αποτέλεσμα τη μέτρηση μιας δεδομένης αστρονομικής πηγής η οποία οδηγεί στο πραγματικό επίπεδο της ροής που λαμβάνεται ή της ολικής φωτεινότητας μιας πηγής η καθεμιά εντός μιας συγκεκριμένης ζώνης ενέργειας η οποία χρησιμοποιείται (φίλτρα). Η διαφορική φωτομετρία (differential photometry) έχει ως αποτέλεσμα την εύρεση του μεγέθους λαμπρότητας μιας πηγής μόνο με βάση της λαμπρότητας άλλων πηγών. Είναι λοιπόν μια σχετική μέτρηση, η οποία, εάν οι άλλες πηγές είναι γνωστές με απόλυτο τρόπο, μπορεί να τοποθετηθεί σε απόλυτη κλίμακα. Όλες οι επιστημονικές μετρήσεις είναι πραγματικά διαφορικές. Η διαφορά μεταξύ απόλυτης και διαφορικής φωτομετρίας είναι απλά ότι η διαφοροποίηση από μια γνωστή (κατά απόλυτη έννοια) πηγή οδηγεί σε ένα απόλυτο αποτέλεσμα, ενώ η διαφοροποίηση από μια άγνωστη πηγή μπορεί να παράγει μόνο ένα σχετικό αποτέλεσμα. Εάν στόχος

είναι να βρεθεί η πραγματική φωτεινότητα ενός αντικειμένου, για παράδειγμα σε ένα τυπικό φωτομετρικό σύστημα, ή το χρώμα του για να τοποθετηθεί στο HR διάγραμμα η ηλικία του ή η μεταλλικότητά του, τότε απαιτείται απόλυτη φωτομετρία. Ωστόσο, αν σκοπός είναι να υπολογιστεί σχετική μεταβλητότητα, ως πούμε για την ανάλυση περιοδικότητας ή τους χρωματικούς δείκτες μιας ομάδας μεγάλων αστέρων, όπως είναι τα σμήνη στα οποία αναζητούνται ακραίες τιμές, τότε η διαφορική φωτομετρία συχνά αρκεί.

3.1 Φωτομετρία Διαφράγματος (Aperture photometry)

Στη μέθοδο της φωτομετρίας διαφράγματος ορίζονται 3 ομόκεντρα διαφράγματα (Σχήμα 3.1) κοινά για όλους τους αστέρες που επιλέγονται για φωτομέτρηση τα οποία ορίζουν δύο ομόκεντρους δακτύλιους. Τα διαφράγματα είναι τα εξής:

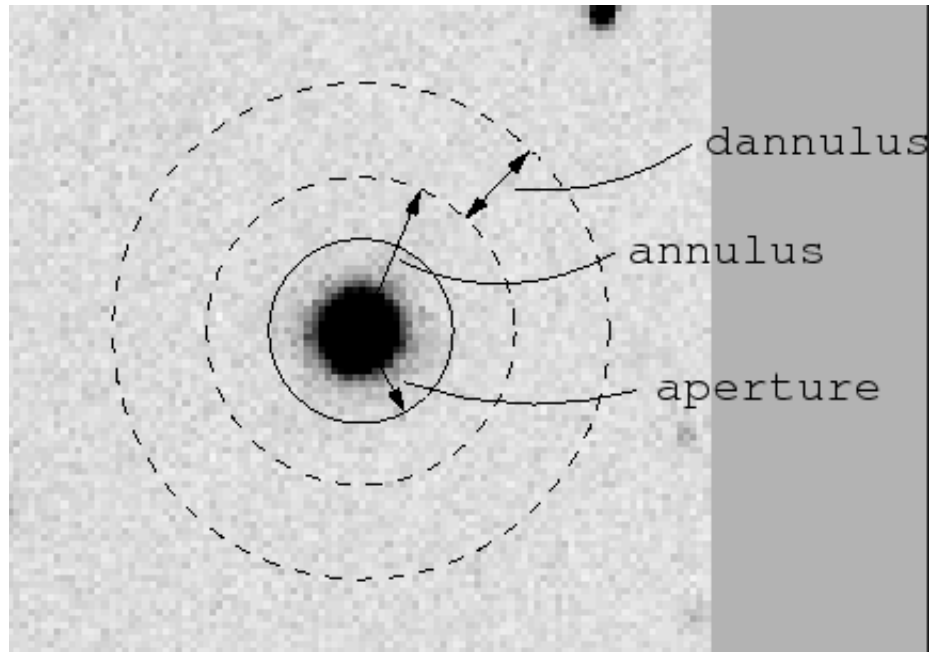
- **Διάφραγμα αστέρα (Star aperture):** Περιλαμβάνει μόνο τον αστέρα του οποίου πρέπει να μετρηθεί η διακύμανση της λαμπρότητας του.
- **Εσωτερικό διάφραγμα για το υπόβαθρο (Sky annulus "in")**
- **Εξωτερικό διάφραγμα για το υπόβαθρο (Sky annulus "out")**

Το διάφραγμα του αστέρα και το εσωτερικό διάφραγμα για το υπόβαθρο ορίζουν έναν δακτύλιο γύρω από τον αστέρα, μέσα στον οποίο μπορεί να τοποθετηθεί κάποια κοντινή πηγή φωτός που δεν πρέπει να ληφθεί υπόψη. Το εσωτερικό και το εξωτερικό διάφραγμα ορίζουν έναν δεύτερο δακτύλιο (annulus) μέσα στον οποίο γίνεται η καταμέτρηση του φωτεινού υποβάθρου του ουρανού (διάχυτο φως που προέρχεται από κάθε φωτεινή πηγή του ουρανού). Για την ορθή επιλογή των διαφραγμάτων καίριο ρόλο διαδραματίζει η ποσότητα Full Width Half Maximum (FWHM). Συγκεκριμένα, η διάμετρος του διαφράγματος του αστέρα ενδείκνυται να είναι διπλάσια από το FWHM, η διάμετρος του εσωτερικού διαφράγματος τριπλάσια του FWHM και η διάμετρος του εξωτερικού διαφράγματος πενταπλάσια του FWHM, εφόσον η διάμετρος των κύκλων εξαρτάται από την τυπική απόκλιση s της Γκαουσιανής καμπύλης που σχηματίζεται από το φως του αστέρα και η διάθλαση μέσω ενός κυκλικού ανοίγματος δημιουργεί ένα θολό μοτίβο.

Για την υλοποίηση της φωτομετρίας διαφράγματος των μη συσσωρευμένων εικόνων για τους υπερκαινοφανείς αστέρες 2016gsn, 2016gsb χρησιμοποιήσαμε το VAPHOT. Το VAPHOT είναι ένα εξωτερικό πακέτο διαφορικής φωτομετρίας διαφράγματος για ακριβή φωτομετρία χρονικής σειράς μη συσσωρευμένων πεδίων, προσανατολισμένων προς την εξαγωγή καμπυλών φωτός συγκεκριμένων στόχων. Η φωτομετρική ρουτίνα του λειτουργεί στο περιβάλλον IRAF και είναι χτισμένη πάνω στο καθιερωμένο πρότυπο φωτομέτρησης από το IRAF (phot), χρησιμοποιώντας βελτιστοποιημένα μεγέθη διαφράγματος.

Τα κύρια προγράμματα του πακέτου VAPHOT είναι τα εξής:

- **apcalc task:** Υπολογίζει τη βέλτιστη ακτίνα διαφράγματος των αστέρων διαμέσου μιας απλής επανάληψης που αναζητά το zero-point στην παράγωγο $\frac{\partial S/N}{\partial r}$. Τα μόνα δεδομένα εισόδου που δέχεται από τον χρήστη είναι μια εικόνα αναφοράς που θα περιλαμβάνει το αστρικό πεδίο που θα υποστεί επεξεργασία, μία λίστα με τις συντεταγμένες $x - y$ των αστέρων του πεδίου και την τιμή του gain της CCD κάμερας. Στη συνέχεια το πρόγραμμα υπολογίζει τα $s_{psf}, N_{ph,tot}, s_{1pix}$ των αστέρων του πεδίου και βρίσκει την βέλτιστη ακτίνα διαφράγματος του κάθε αστεριού αναζητώντας, όπως προειπώθηκε, το zero-point στην παράγωγο $\frac{\partial S/N}{\partial r}$. Τέλος το apcalc δημιουργεί ένα αρχείο που περιλαμβάνει τις συντεταγμένες $x - y$ του κάθε αστεριού και τις διαμετρους των διαφραγμάτων



Σχήμα 3.1: Τα διαφράγματα ενός αστέρα

στις μονάδες του FWHM. Το αρχείο αυτό χρησιμοποιείται σαν δεδομένο εισόδου στην φωτομετρική ρουτίνα του VAPHOT. Το `aprcalc` συνήθως εκτελείται σε μία εικόνα κάθε βραδιάς παρατηρήσεων για κάθε αστρικό πεδίο που παρατηρείται. Η εικόνα αναφοράς θα πρέπει να είναι τυπική των συνθηκών των βραδιών παρατηρήσεων με τις βέλτιστες τιμές των seeing και του φωτεινού υποβάθρου του ουρανού. Οι παράμετροι του `task aprcalc` φαίνονται στο Σχήμα 5.5 του Παραρτήματος.

- vaphot main task:** Εκτελεί φωτομετρία χρονικής σειράς των CCD εικόνων χρησιμοποιώντας τα διαφράγματα που υπολογίστηκαν για κάθε αστέρι στην εικόνα αναφοράς με τη βοήθεια του `aprcalc`. Ένα παράδειγμα των παραμέτρων που χρησιμοποιήθηκαν φαίνονται στο σχήμα 5.6. Τα δεδομένα εισόδου που ζητούνται είναι: μία λίστα με τις CCD εικόνες, ένα αρχείο αποτελεσμάτων, ένα αρχείο με τις θέσεις των αστέρων και τις ακτίνες διαφραγμάτων (παράγεται μέσω του `aprcalc`), η αρχική βέλτιστη τιμή του FWHM και τα ονόματα των κεφαλίδων εικόνας (`image header`) για τον χρόνο έκθεσης και την χρονική στιγμή της παρακολούθησης. Επίσης δίνεται η επιλογή να συμπεριληφθούν δύο επιπλέον τιμές από το `image header` στο αρχείο των αποτελεσμάτων ώστε να παρακολουθούνται καίριες παράμετροι που επηρεάζουν την φωτομετρία (π.χ. `airmass`).

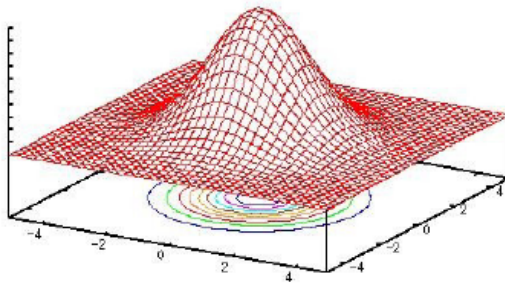
3.2 PSF Φωτομετρία

Η PSF φωτομετρία διαφέρει από την Φωτομετρία Διαφράγματος. Το εκάστοτε πρόγραμμα (π.χ. ISIS, DAOPHOT) διαβάξει τις τιμές του κάθε pixel στην επιφάνεια του CCD, ώσπου να εντοπίσει κάποιον αστέρα, του οποίου και εξετάζει το προφίλ της κατανομής του φωτός του. Το προφίλ αυτό έχει συνήθως εκτός αρκετών άλλων, τη μορφή μιας Γκαουσιανής συνάρτησης (Σχήμα 3.2) που δίνεται από τον τύπο :

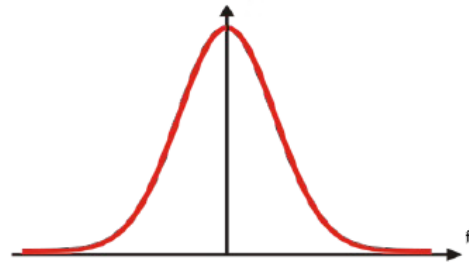
$$f(x) = ae^{-\frac{(x-b)^2}{2c^2}}$$

όπου a είναι η τιμή του ύψους της καμπύλης, b το κέντρο της κατανομής δηλαδή το σημείο του μέγιστου πλάτους και c το πλάτος της Γκαουσιανής "καμπάνας".

Η απεικόνιση της Γκαουσιανής συνάρτησης φαίνεται στα παρακάτω σχήματα :



(α') Γκαουσιανή συνάρτηση σε 3 διαστάσεις. Εικόνα όμοια αυτής ενός αστρικού αντικειμένου



(β') Γκαουσιανή συνάρτηση σε 2 διαστάσεις

Σχήμα 3.2: Γκαουσιανές συναρτήσεις

Το πρόγραμμα δοκιμάζοντας διαφορετικές τιμές για τις παραμέτρους a, b, c αναζητά την καλύτερη δυνατή προσαρμογή Γκαουσιανής συνάρτησης επάνω στο προφίλ του φωτός. Το FWHM της καμπύλης εξαρτάται από την τιμή της παραμέτρου c μέσω της σχέσης :

$$FWHM = 2 \cdot \sqrt{2 \ln 2} \cdot c = 2.36 \cdot c$$

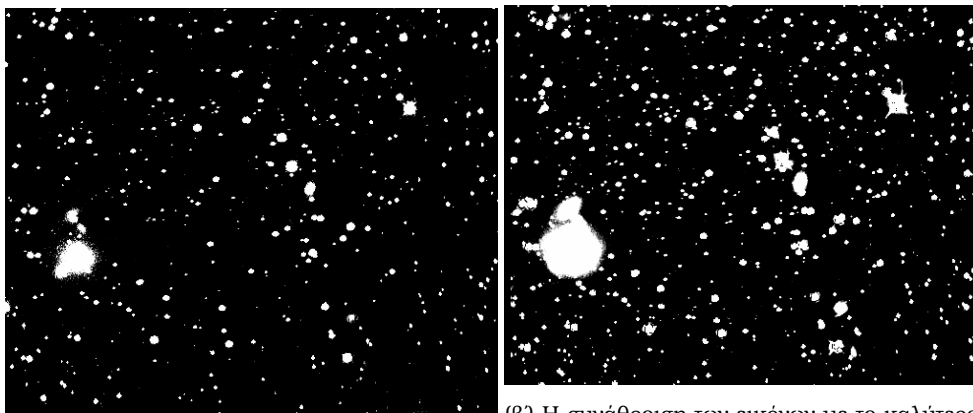
Η συγκεκριμένη διαδικασία γίνεται για πολλούς απομονωμένους αστέρες του πεδίου ώστε να υπολογιστεί η καλύτερη δυνατή εκτίμηση ενός μοντέλου PSF που θα εφαρμοστεί σε όλους τους αστέρες του πεδίου, σε όλες τις εικόνες. Το φως που βρίσκεται σε κάθε αστέρα κάτω από την καμπύλη αθροίζεται ώστε να προκύψει η συνολική ποσότητα του φωτός του αστέρα. Παράλληλα η εκάστοτε μέθοδος υπολογίζει και τη μέση τιμή του θορύβου του υποδάθρου της εικόνας, τον οποίο και αφαιρεί από τη μετρούμενη ποσότητα φωτός του κάθε αστέρα ξεχωριστά. Η μέθοδος της PSF φωτομετρίας είναι πιο ακριβής όταν μελετάμε πυκνά πεδία όπου οι πλευρές της Γκαουσιανής κατανομής του φωτός των αστρικών ειδώλων (wings) εμπλέκονται μεταξύ τους. Ωστόσο έχει το μειονέκτημα ότι είναι πιο αργή λόγω του μεγαλύτερου

όγκου υπολογισμών και λιγότερο ακριβής σε αραιά πεδία, αφού σπανίως το PSF είναι μια τέλεια Γκαουσιανή κατανομή, επομένως κάποιο ποσοστό του φωτός του αστέρα εκτιμάται λαθεμένα (υπερεκτιμάται η υποεκτιμάται μέσα σε ορθώς αποδεκτά πλαίσια).

3.2.1 Φωτομετρία με τη μέθοδο Αφαίρεσης των εικόνων

Στην περίπτωση του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gfr ακολουθήσαμε PSF φωτομετρία εφόσον το πεδίο ήταν πυκνό και το φως του Υπερκαινοφανούς εμπλεκόνταν με το φως του γαλαξία PGC 1693718. Το βασικό πρόγραμμα που χρησιμοποιήθηκε ήταν το ISIS Image Subtraction (Alard 2000) και η μέθοδος Αφαίρεσης των εικόνων το οποίο είναι γραμμένο σε γλώσσα C και καλείται από το τερματικό ενός συστήματος Unix. Το ISIS βασίζεται στην λογική της προσαρμογής του seeing της εικόνας αναφοράς σε αυτό των υπόλοιπων εικόνων και στη συνέχεια στην αφαίρεση των εικόνων από την εικόνα αναφοράς. Το ISIS Image subtraction είναι αποδεδειγμένα η πιο καλή μέθοδος συγκριτικά με την απλή PSF φωτομετρία (π.χ. Bonanos and Stanek 2003) για μελέτες μεταβλητότητας σε περιοχές που είναι συνωστισμένες από αστέρες και για έρευνες ανίχνευσης περιοδικών σημάτων.

Οι εικόνες σε πρώτο στάδιο παρουσιάζουν ποικίλες διαφορές ως προς το seeing, την κλίμακα, το κεντράρισμα και την περιστροφή του πεδίου. Το ISIS μέσω του προγράμματος `interp.csh` εντοπίζει τις διαφορές και τις διορθώνει μέσω γεωμετρικών μετασχηματισμών ως προς μία εικόνα αναφοράς (για την αστρομετρική μετατροπή), σε όλες τις εικόνες του δείγματός μας. Σε αυτό το σημείο πρέπει να επισημάνουμε ότι στις εικόνες που επεξεργάστηκαν μέσω της PSF φωτομετρίας, δηλαδή στον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gfr, όπως θα δούμε παρακάτω, δεν έγινε ευθυγράμμιση με το `task imal2`, καθώς θα επεξεργάζονταν μέσω του ISIS. Εν συνεχεία κατασκευάζεται η εικόνα αναφοράς που θα χρησιμοποιηθεί στη φωτομετρία (ενδείκνυται να είναι ίδια με την εικόνα αναφοράς που χρησιμοποιήθηκε στον αστρομετρικό μετασχηματισμό). Η εικόνα αναφοράς δύναται να είναι είτε μια εικόνα (με το καλύτερο seeing), είτε περισσότερες οι οποίες συνενώνονται με το πρόγραμμα `ref.csh`. Στην προκειμένη περίπτωση χρησιμοποιήσαμε το 10% των εικόνων μας με το καλύτερο seeing για την κάθε νύχτα ξεχωριστά και με το πρόγραμμα `ref.csh` προέκυψε η συνένωση (Σχήμα 3.3).



(α) Εικόνα αναφοράς με το καλύτερο seeing πριν την εκτέλεση του προγράμματος `ref.csh`

(β) Η συνάθροιση των εικόνων με το καλύτερο seeing για την δημιουργία της εικόνας αναφοράς

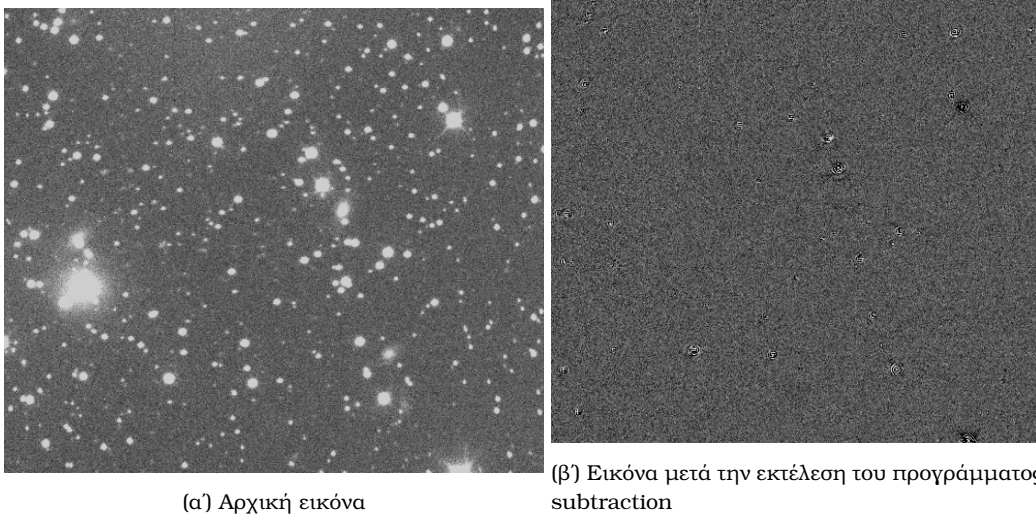
Σχήμα 3.3: Reference image

Το επόμενο στάδιο είναι να υπολογίσουμε έναν μαθηματικό μετασχηματισμό για κάθε εικόνα που θα αποτυπώνει τη διαφορά του seeing από εικόνα σε εικόνα. Το πρόγραμμα έχει κατασκευαστεί υπό την

υπόθεση ότι σε ένα τυχαίο δείγμα αστέρων, οι περισσότεροι (περίπου το 95% αυτών) θα έπρεπε να έχουν μεταβολές, το πολύ, της τάξεως του 1-2% (σε counts) από εικόνα σε εικόνα, εάν το seeing ήταν το ίδιο, και άρα και τα περισσότερα pixels δύο εικόνων θα έπρεπε να έχουν περίπου την ίδια τιμή. Έτσι εξετάζοντας τις εικόνες pixel προς pixel το ISIS υπολογίζει τον κατάλληλο μετασχηματισμό και έπειτα μετατρέπει το seeing της εικόνας αναφοράς σε αυτό των υπολοίπων εικόνων μας με την μέθοδο της συνέλιξης (εφεξής convolution) πριν κάνει την αφαίρεση. Το convolution είναι μια πράξη μεταξύ δύο συναρτήσεων οι οποίες δημιουργούν μια νέα συνάρτηση που έχει μορφή παρόμοια με μια ή και με τις δύο αρχικές συναρτήσεις. Έτσι αν θεωρήσουμε τον μετασχηματισμό μεταξύ δύο εικόνων σαν την μια συνάρτηση και την μορφή της κατανομής του φωτός στην εικόνα αναφοράς σαν την δεύτερη συνάρτηση (ουσιαστικά τα PSF των αστέρων της) με το convolution πετυχαίνουμε να μετατρέψουμε το seeing της εικόνας αναφοράς σε αυτό των υπολοίπων εικόνων του δείγματος μας βελτιώνοντας τελικά την ποιότητα της αφαίρεσης μας (γιατί μπορούμε πλέον να αφαιρέσουμε όμοιου seeing εικόνες) κάνοντας την διαδικασία της φωτομετρίας πιο ακριβή εφόσον αφαιρούνται καλύτερα τα υπολείμματα φωτός.

Το επόμενο βήμα είναι η αφαίρεση των ευθυγραμμισμένων πλέον εικόνων ως προς την εικόνα αναφοράς, από την συνελιγμένη εικόνα αναφοράς μέσω του προγράμματος `subtract.csh`. Οι νέες εικόνες που προκύπτουν, στις θέσεις των σταθερών αστέρων (καθόλου μεταβολή της λαμπρότητας) του πεδίου δεν θα έχουν κάποιο υπόλειμμα αστρικού φωτός (residual) ενώ στις θέσεις των μεταβλητών αστέρων θα πρέπει να έχουν κάποιο residual με αρνητικές ή θετικές τιμές ανάλογα με το αν η λαμπρότητα του αντικειμένου στην συγκεκριμένη θέση είναι μεγαλύτερη στην εικόνα αναφοράς ή όχι.

Το τελευταίο βήμα είναι να γίνει η φωτομετρία και να παραχθούν οι καμπύλες φωτός. Το ISIS κοιτάει όλες τις εικόνες που έχουν προκύψει από την αφαίρεση της εικόνας αναφοράς με την κάθε εικόνα ξεχωριστά, κάνει φωτομετρία και παράγει ταυτόχρονα τις καμπύλες φωτός για κάθε αστέρα που έχουν δοθεί οι συντεταγμένες του στο αρχείο `phot config` μέσω του προγράμματος `phot.csh`.



Σχήμα 3.4: Εικόνα πριν και μετά την εφαρμογή της μεθόδου Αφαίρεσης των εικόνων

3.2.2 Φωτομετρία με τη μέθοδο της Συνάρτησης της Εξάπλωσης

Το ISIS όταν κάνει φωτομετρία παράγει καμπύλες φωτός που όμως αντί για μεγέθη (μονάδα στην οποία συνήθως παρουσιάζονται οι καμπύλες φωτός) έχουν αριθμό καταγεγραμμένων γεγονότων (εφεξής counts) στο CCD διότι δεν μετράει τα counts σε κάθε εικόνα ξεχωριστά αλλά μετράει τις διαφορές των counts για τα ίδια αντικείμενα από εικόνα σε εικόνα. Θα πρέπει λοιπόν να μετατρέψουμε αυτά τα counts σε μεγέθη (instrumental magnitudes). Για να το κάνουμε αυτό πρέπει να κάνουμε PSF φωτομετρία στην εικόνα αναφοράς με το DAOPHOT, το πιο γνωστό και διαδεδομένο αστρονομικό πακέτο προγραμμάτων για PSF φωτομετρία. Η έκδοση του DAOPHOT που χρησιμοποιήσαμε για την ανάλυση μας λειτουργεί στο περιβάλλον του IRAF από όπου και το καλούμε.

Το DAOPHOT πραγματοποιεί PSF φωτομετρία στην πιο απλή της μορφή. Αντιμετωπίζει την κάθε εικόνα μεμονωμένα υπολογίζοντας ένα μαθηματικό μοντέλο για το PSF, συμπεριλαμβάνοντας και τις μεταβολές του κατά μήκος του πεδίου, το οποίο και εφαρμόζει σε όλους τους αστέρες της εικόνας. Με βάση αυτό προχωρά σε αφαίρεση του φωτός που βρίσκεται κάτω από την καμπύλη του PSF. Το αποτέλεσμα της διαδικασίας αυτής, στην ιδανική περίπτωση, θα ήταν μια εικόνα στην οποία θα υπήρχε μόνο μια διάσπαρτη ακτινοβολία υποβάθρου και κανένα υπόλειμμα αστρικού φωτός. Στην πραγματικότητα όμως αυτό δεν συμβαίνει σχεδόν ποτέ γιατί το PSF των αστέρων δεν είναι σταθερό κατά μήκος του πεδίου μας και είναι αδύνατο να ταιριάζει απόλυτα με μία αναλυτική συνάρτηση. Επομένως αφού το μαθηματικό μοντέλο PSF είναι γραμμικός συνδυασμός του PSF πολλών αστέρων (όσο το δυνατόν πιο ισοτροπικά κατανομημένων στο πεδίο μας), το μοντέλο πρακτικά σε κανένα σημείο του πεδίου δεν θα κάνει τέλεια αφαίρεση και άρα πάντα θα υπάρχει κάποιο υπόλειμμα αστρικού φωτός. Από την ποσότητα του αστρικού φωτός που θα μείνει μετά την προσαρμογή του μοντέλου PSF και την αφαίρεση των αστέρων κρίνεται και η ποιότητα της φωτομετρίας μας.

Η διαδικασία αρχίζει με τον εντοπισμό αστέρων πάνω στην εικόνα με τη βοήθεια του προγράμματος `daofind`. Το πρόγραμμα διαβάζει την τιμή του κάθε pixel και μόλις εντοπίσει κάποιον αστέρα (ανάλογα με τα όρια που του έχουμε υποδείξει π.χ. από ποια τιμή και πάνω να θεωρεί ένα αντικείμενο αστέρα) γράφει τις συντεταγμένες του σε ένα αρχείο κειμένου. Για μια πρώτη εκτίμηση της φωτομετρίας μας κάνουμε `aperture` φωτομετρία με το πρόγραμμα `phot` το οποίο υπολογίζει τα μεγέθη και την τιμή του υποβάθρου. Έπειτα προβάλλουμε την εικόνα μας με την εντολή `display` του προγράμματος `DS9` και την εξετάζουμε με το πρόγραμμα `imexam`. Εξετάζουμε ορισμένους αστέρες για να δούμε σε ποια απόσταση από τα κέντρα τους το φως εξαφανίζεται μέσα στο υπόβαθρο (που ονομάζεται `psfrad`). Η τιμή αυτή θα μας χρειαστεί για να διαλέξουμε τους καταλληλότερους αστέρες του πεδίου μας για να υπολογίσουμε το PSF. Σημειώνουμε τους αστέρες που βρήκε το `daofind` με το πρόγραμμα `tnmark`. Στην συνέχεια πρέπει να αποφασίσουμε ποιοι αστέρες θα χρησιμοποιηθούν για τον υπολογισμό του μοντέλου PSF. Χρησιμοποιώντας την τιμή του `psfrad`, εξετάζουμε οπτικά την εικόνα και σημειώνουμε ως πιθανούς PSF αστέρες τους πιο λαμπρούς από εκείνους οι οποίοι δεν έχουν αστέρια εντός της ακτίνας `psfrad`. Επιπλέον εντός της απόστασης ίσης με περίπου μιάμιση φορά την ακτίνα `psfrad`, αν υπάρχουν αστέρες, θα πρέπει να είναι σημαντικά αμυδρότεροι από τον υποψήφιο για το μοντέλο του PSF αστέρα. Πρέπει επίσης να βεβαιωθούμε ότι το `daofind` έχει εντοπίσει όλους τους πιθανούς αστέρες-γείτονες των αστέρων αυτών. Αφού βρούμε ποιοι αστέρες πληρούν τα παραπάνω κριτήρια τους σημειώνουμε καλώντας το πρόγραμμα `Pstselect`. Εν προκειμένω, 4 αστέρες πληρούν τα κριτήρια, τους οποίους και χρησιμοποιήσαμε ώστε να δημιουργήσουμε το κατάλληλο μοντέλο PSF για την φωτομετρία μας. Αυτό γίνεται καλώντας το ομώνυμο πρόγραμμα `psf`. Το πρόγραμμα αυτό θα κοιτάξει τα προφίλ των PSF αστέρων που επιλέξαμε προηγουμένως και θα προσπαθήσει να προσαρμόσει μια μαθηματική συνάρτηση στο κάθε ένα από

αυτά. Έπειτα θα φτιάξει μια μέση τιμή αυτών των συναρτήσεων και αυτό που προκύπτει είναι το μοντέλο του PSF που θα χρησιμοποιήσουμε για την φωτομετρία σε ολόκληρο το πεδίο μας. Το μοντέλο αυτό το χρησιμοποιεί ως δεδομένο το πρόγραμμα nstar το οποίο προσαρμόζει αυτό το μέσο PSF σε όλους τους PSF αστέρες και δημιουργεί έναν μετασχηματισμό. Τον μετασχηματισμό αυτόν τον δέχεται ως δεδομένο το πρόγραμμα substar το οποίο και αφαιρεί τους PSF αστέρες από την εικόνα. Ελέγχουμε την νέα εικόνα για πιθανούς αστέρες-γείτονες που προηγουμένως να μην είχαμε σημειώσει. Αν βρούμε τέτοιους ξανακαλούμε το phot, προσθέτουμε τους αστέρες αυτούς χειροκίνητα και επαναλαμβάνουμε την διαδικασία για να δημιουργήσουμε εκ νέου ένα μοντέλο του PSF που θα είναι καλύτερο σε σχέση με πριν γιατί θα περιλαμβάνει μόνο την μορφή του PSF αστέρα και όχι του/των αστέρων- γειτόνων (η διαδικασία αυτή λέγεται iterative improvement process of the PSF). Μόλις δημιουργήσουμε το νέο μοντέλο PSF (αν έχουμε βρει νέους γείτονες) ή με το υπάρχον μοντέλο του PSF (αν δεν έχουμε βρει νέους γείτονες), εφαρμόζουμε τον μετασχηματισμό που έφτιαξε το nstar καλώντας το πρόγραμμα allstar. Αυτό κάνει την ίδια δουλειά με το substar με την διαφορά ότι κάνει αφαίρεση όλων των αστέρων του πεδίου που έχουμε εντοπίσει στην αρχή με το daofind αφήνοντας μια εικόνα που θα πρέπει να έχει ελάχιστα υπολείμματα φωτός αν η φωτομετρία μας είναι καλής ποιότητας. Το αποτέλεσμα του allstar είναι, εκτός από την εικόνα αφαίρεσης, στην συγκεκριμένη περίπτωση η εικόνα αναφοράς, ένα αρχείο που έχει τις θέσεις και τα μεγέθη με τα σφάλματα των αστέρων του πεδίου μας.

Γνωρίζοντας λοιπόν τα μεγέθη μπορούμε να τα μετατρέψουμε σε counts μέσω της γνωστής σχέσης :

$$m = -2.5 \cdot \log(F_{ref} - DF) + C_o$$

όπου m είναι το απόλυτο μέγεθος φωτεινότητας, C_o είναι το zeropoint, DF είναι το differential flux και

$$F_{ref} = 10^{\frac{C_o - m_{ref}}{2.5}}$$

με F_{ref} το flux του αστέρα στην εικόνα αναφοράς, m_{ref} το instrumental magnitude στην εικόνα αναφοράς.

Για να υπολογίσουμε το m_{ref} , δηλαδή το instrumental magnitude, στην εικόνα αναφοράς, πρωτίστως έπρεπε να μετρηθεί η διόρθωση διαφραγμάτων (aperture correction). Για να βρεθεί λοιπόν ο μετασχηματισμός μεταξύ των φαινομένων και των απόλυτων μεγεθών, πρέπει να κάνουμε φωτομετρία στα πρότυπα αστέρια. Δεδομένου ότι η φωτομετρία επιφάνειας των γαλαξιών γίνεται ως φωτομετρία διαφραγμάτων, πρέπει επίσης να κάνουμε φωτομετρία στα πρότυπα αστέρια, σε αντίθεση με, για παράδειγμα, την τοποθέτηση της συνάρτησης εξάπλωσης σημείων. Όσο μεγαλύτερο είναι το διάφραγμα, τόσο περισσότερη ροή από το αστέρι βρίσκεται μέσα στο διάφραγμα. Αλλά όσο μεγαλύτερο είναι το διάφραγμα, τόσο μεγαλύτερο είναι και το σφάλμα από την αφαίρεση του ουρανού όπως επίσης και οι κοσμικές ακτίνες που θα βρίσκονται μέσα στο διάφραγμα. Έτσι, το βέλτιστο άνοιγμα είναι τέτοιο που είναι τόσο μεγάλο ώστε να περικλείει μόνο το μεγαλύτερο μέρος της ροής.

Η διόρθωση για το πεπερασμένο μέγεθος του ανοίγματος ονομάζεται διόρθωση διαφράγματος. Υπολογίζεται από την καμπύλη ανάπτυξης (growth curve), δηλαδή μια γραφική παράσταση μεγέθους εντός ενός δεδομένου ανοίγματος έναντι του μεγέθους του ανοίγματος. Η διόρθωση διαφράγματος είναι απλά η διαφορά μεγέθους μεταξύ του ασυμπτωτικού μεγέθους και του μεγέθους στο δεδομένο άνοιγμα. Στην προκειμένη περίπτωση, η διόρθωση διαφράγματος προέκυψε από την αφαίρεση των φωτεινότητων εκ των αποτελεσμάτων του daofind, allstar) και βρέθηκε -0.024.

Κεφάλαιο 4

Αποτελέσματα

Μετά την διεξαγωγή της διαδικασίας της φωτομετρίας, απομένει η δημιουργία των καμπυλών φωτός για την αναζήτηση μεταβλητότητας. Ως καμπύλη φωτός ενός ουράνιου αντικειμένου ορίζεται το διάγραμμα μεταβολής της λαμπρότητάς του σε συνάρτηση με το χρόνο. Επιπροσθέτως, στην προκειμένη εργασία υπολογίστηκαν: η κλίση της καμπύλης φωτός ανά ημέρα, ο ατμοσφαιρικός σπινθηρισμός (atmospheric scintillation), και η τοποθέτηση διαφράγματος (aperture placement, Irwin et al., 2007).

4.1 Αποτελέσματα Φωτομετρίας με το VAPHOT

Για την ορθή απεικόνιση των καμπυλών φωτός μετά τη διαδικασία της φωτομετρίας με το εξωτερικό πακέτο VAPHOT, απαραίτητη είναι η αφαίρεση των συστηματικών σφαλμάτων από το φαινόμενο σχήμα των καμπυλών. Για την σωστή λοιπόν δημιουργία των καμπυλών φωτός, πρέπει πρωτίστως να καθορίσουμε την ακρίβεια των παρατηρήσεων, επομένως οφείλουμε να εξαλείψουμε τυχόντα συστηματικά σφάλματα που "παραμόρφωσαν" την καμπύλη φωτός του αστρικού αντικειμένου μας. Μία τέλεια οπτική παρατήρηση, που σημαίνει ότι το μετρούμενο μέγεθος φωτεινότητας ανταποκρίνεται ακριβώς στο πραγματικό, είναι μία συνάρτηση πολλών μεταβλητών. Τα συστηματικά σφάλματα, είναι τα σφάλματα τα οποία επηρεάζουν συστηματικά και με τον ίδιο τρόπο όλες τις μετρήσεις. Τέτοια είναι τα σφάλματα που οφείλονται στη λάθος βαθμονόμηση της μετρητικής συσκευής ή σε περιβαλλοντικούς παράγοντες. Ο υπολογισμός των αναμενόμενων φωτομετρικών σφαλμάτων ανά δεδομένο προκύπτει ως το τετραγωνικό άθροισμα των συνιστωσών από τον θόρυβο Poisson στο αντικείμενο που μετράμε, τον θόρυβο Poisson στον ουρανό, το rms του υπόβαθρου του ουρανού (πολλαπλασιαζόμενο με την τετραγωνική ρίζα του αριθμού των εικονοστοιχείων στο διάφραγμα).

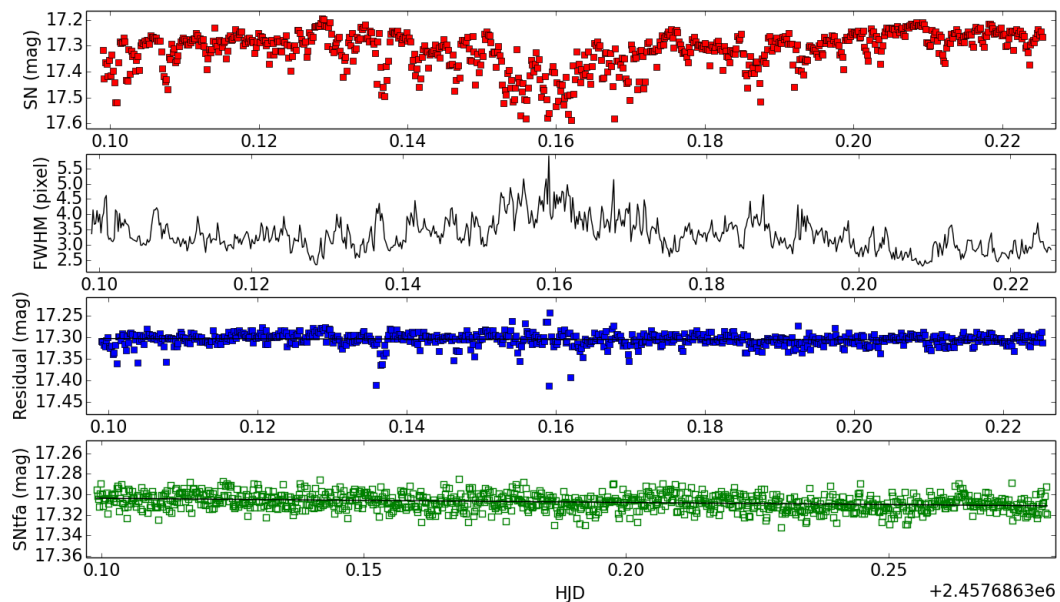
Προκειμένου λοιπόν να αφαιρεθούν τα σφάλματα του συστήματος κάναμε χρήση του προγράμματος VARTOOLS. Το πρόγραμμα VARTOOLS (Hartman and Bakos, 2016) είναι ένα βοηθητικό πρόγραμμα που λειτουργεί ως γραμμή εντολών, που παρέχει εργαλεία επεξεργασίας και ανάλυσης αστρονομικών δεδομένων (π.χ. καμπύλες φωτός). Περιλαμβάνει μεθόδους υπολογισμού μεταβλητότητας / περιοδικότητας των καμπυλών φωτός για φιλτράρισμα, μετασχηματισμό και τροποποίηση καμπυλών φωτός όπως επίσης και για τη μοντελοποίηση τους. Προορίζεται κυρίως για την επεξεργασία μεγάλου αριθμού καμπυλών φωτός.

Συγκεκριμένα, για να αφαιρεθούν τα συστηματικά σφάλματα χρησιμοποιήθηκε το υποπρόγραμμα -TFA, Trend Filtering Algorithm (Hartman and Bakos, 2016). Παρέχεται ένα σύνολο βασικών διανυ-

σμάτων (συνήθως ένα επιλεγμένο υποσύνολο των καμπυλών φωτός από ένα δεδομένο πεδίο έρευνας). Το TFA προσαρμόζεται στη συνέχεια σε κάθε καμπύλη φωτός ως ένας γραμμικός συνδυασμός αυτών των διανυσμάτων (καμπυλών φωτός) και αφαιρεί τον προκύπτοντα γραμμικό συνδυασμό, δίδοντας μια φιλτραρισμένη καμπύλη φωτός.

4.1.1 Υπερκαινοφανής 2016gsn

Οι καμπύλες φωτός που προέκυψαν μετά την φωτομετρία και την αφαίρεση των συστηματικών σφαλμάτων φαίνονται στις παρακάτω εικόνες για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsn για την τρίτη βραδιά παρατηρήσεων, 25 Οκτωβρίου 2016:

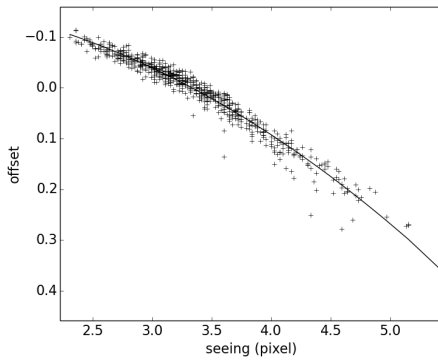


Σχήμα 4.1: Η αρχική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς 2016gsn φαίνεται στο πρώτο γράφημα με κόκκινο χρώμα για τις 25/10/2016. Το FWHM-seeing απεικονίζεται στο δεύτερο πάνελ με μπλε απόχρωση. Το residual είναι η προκύπτουσα καμπύλη φωτός μετά την αφαίρεση της επίδρασης του FWHM και η τελική καμπύλη φωτός μετά την αφαίρεση όλων των συστηματικών σφαλμάτων με τη χρήση του αλγορίθμου TFA εμφανίζεται στο τέταρτο διάγραμμα με πράσινο χρώμα.

Στο πρώτο γράφημα του Σχήματος 4.1 απεικονίζεται η αρχική καμπύλη φωτός με κόκκινο όπως προέκυψε από την φωτομετρία με το VAPHOT. Όπως φαίνεται το μέγεθός του είναι περίπου 17.3 mag. Μετά την αφαίρεση των σφαλμάτων συστήματος μέσω της εφαρμογής του αλγορίθμου TFA προκύπτει η διορθωμένη και τελική καμπύλη φωτός, με πράσινο χρώμα, του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsn. Στον Πίνακα 4.1 φαίνεται και η κατά 2 με 3 φορές βελτίωση του RMS μετά την εφαρμογή του TFA.

Πίνακας 4.1: Το αρχικό και το τελικό RMS για τις 4 νύχτες παρατηρήσεων του Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsn μετά την εφαρμογή του αλγορίθμου TFA

Date DD/MM/YYYY	RMS (mag)	RMS _{TFA} (mag)
14/10/2016	0.021	0.015
15/10/2016	0.250	0.206
25/10/2016	0.072	0.016
26/10/2016	0.039	0.021

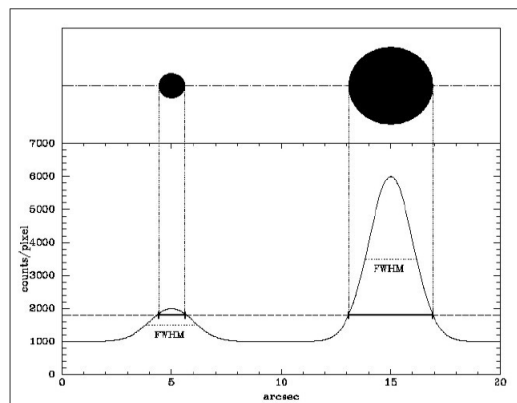


Σχήμα 4.2: Η δευτέρου βαθμού πολυωνυμική εξάρτηση της λαμπρότητας σε συνάρτηση με το seeing

Το δεύτερο γράφημα (Σχήμα 4.1) απεικονίζει το FWHM συναρτήσει του χρόνου. Είναι αυτόδηλη η άμεση σχέση μεταξύ του FWHM και του magnitude (Irwin et al., 2007). Γι αυτόν το λόγο, δημιουργήσαμε το διάγραμμα των διαφορών των μεγεθών, μέσο μέγεθος-μέγεθος, FWHM και προσαρμόσαμε μία παραβολική καμπύλη στην απεικονιζόμενη σχέση. Στη συνέχεια υπολογίσαμε το μαθηματικό τύπο της πολυωνυμικής δευτέρου βαθμού συνάρτησης (παραβολική καμπύλη) που υποδηλώνει την εξάρτηση των δύο παραπάνω μεγεθών και αφαιρέσαμε τα σημεία της από την αρχική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς 2016gsn. Το τρίτο γράφημα (Σχήμα 4.1) είναι η καμπύλη φωτός που προκύπτει μετά την αφαίρεση. Το αποτέλεσμα είναι ικανοποιητικό με απότοκο να προέλθει

το συμπέρασμα ότι την 3η νύχτα των παρατηρήσεων, το μεγαλύτερο μέρος των συστηματικών σφαλμάτων προερχόταν από το seeing.

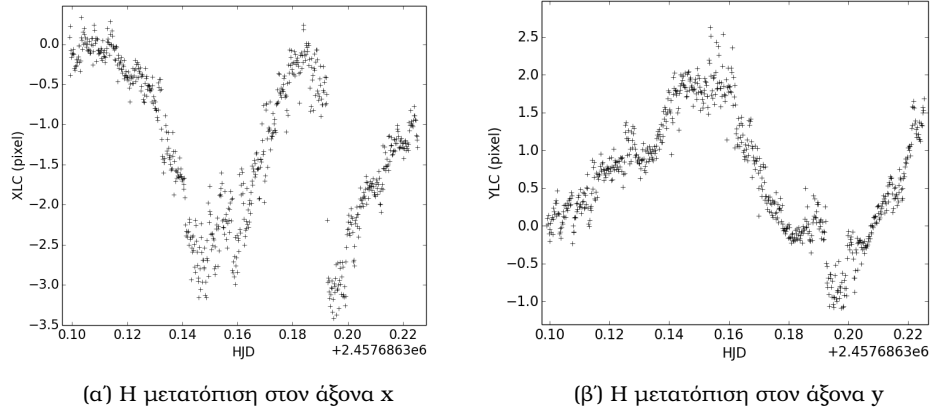
Σε αυτό το σημείο πρέπει να υπογραμμίσουμε την άμεση σχέση του seeing και του FWHM. Το FWHM είναι μία μέθοδος μέτρησης του seeing σε arcseconds στην ίδια μονάδα που μετρούνται και οι συνθήκες του seeing. Το μέγιστο διαιρείται στο μισό. Το πλάτος του μισού του μεγίστου δείχνει την τιμή του seeing όπως φαίνεται στο Σχήμα 4.3. Όσο μεγαλύτερη είναι η τιμή του FWHM άρα και του seeing, τόσο χειρότερες είναι και οι συνθήκες παρατήρησης.



Picture 7 – The method of measuring FWHM

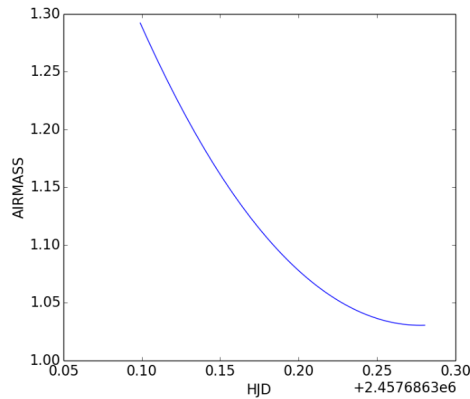
Σχήμα 4.3: FWHM

Την τρίτη νύχτα των παρατηρήσεων, όπως και τις υπόλοιπες υπήρξε μία δυσλειτουργία με το *guiding* με αποτέλεσμα να είχαμε μία μετακίνηση σε επίπεδα 3-7 *pixels* (Σχήμα 4.4). Όσον αφορά τα φωτομετρικά αποτελέσματα παρέμειναν ανεπηρέαστα από την μετατόπιση.



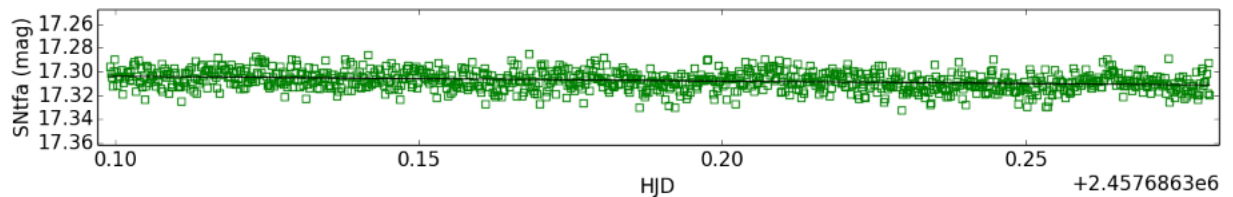
Σχήμα 4.4: Οι μετατοπίσεις λόγω έλλειψης *guiding*

Όλες τις νύχτες των παρατηρήσεων το *airmass* παρέμεινε στα κατώτερα δυνατά επίπεδα. (Σχήμα 4.5)



Σχήμα 4.5: Το *airmass* την τρίτη νύχτα παρατηρήσεων, 25 Οκτωβρίου 2016

Επιπροσθέτως, εφαρμόστηκε μία ευθεία στην τελική καμπύλη φωτός για κάθε νύχτα με σκοπό να υπολογιστεί η κλίση της καμπύλης ανά ημέρα.

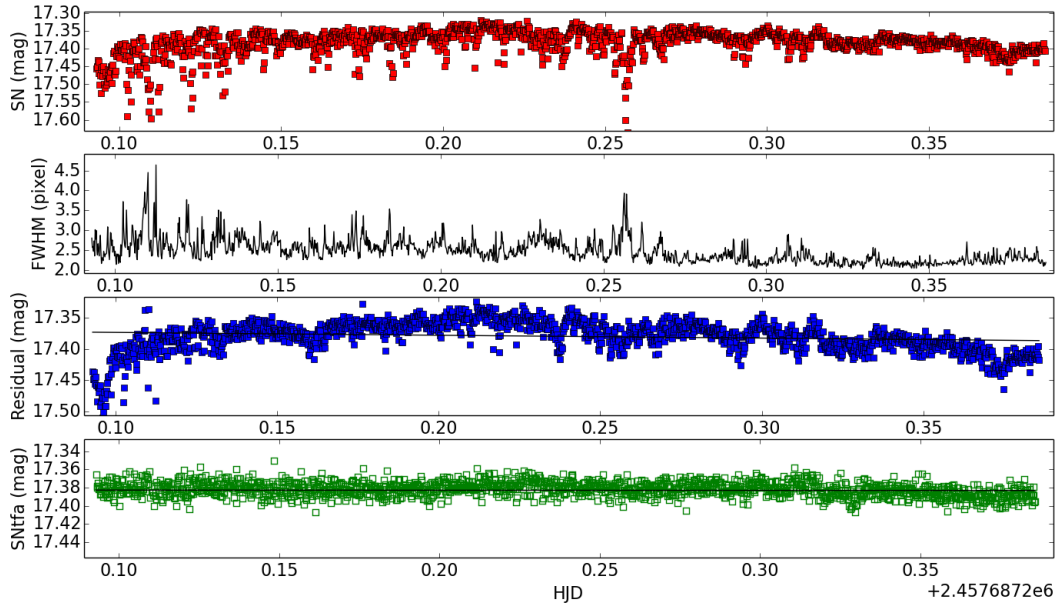


Σχήμα 4.6: Η τελική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsn και η ευθεία για τον υπολογισμό της κλίσης

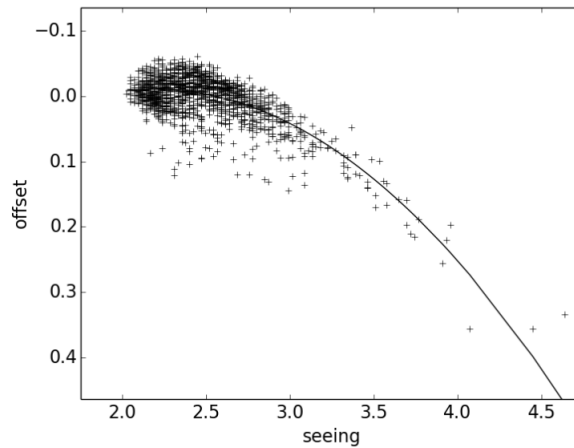
Τελικώς, η κλίση της καμπύλης φωτός για την 3η νύχτα παρατηρήσεων υπολογίστηκε: 0.036 mag/day. Όπως φαίνεται και στο γράφημα, η καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsn

δεν εμφανίζει μεταβλητότητα σε επίπεδο πάνω από 0.02 mag.

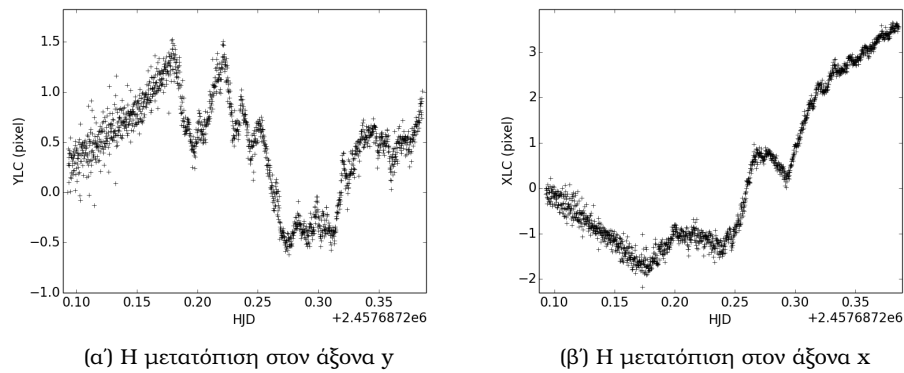
Ομοίως, η ίδια διαδικασία ακολουθήθηκε και για την 4η νύχτα παρατηρήσεων.



Σχήμα 4.7: Οι καμπύλες φωτός πριν και μετά την εξάλειψη σφαλμάτων για την 4η νύχτα παρατηρήσεων, 26 Οκτωβρίου 2016

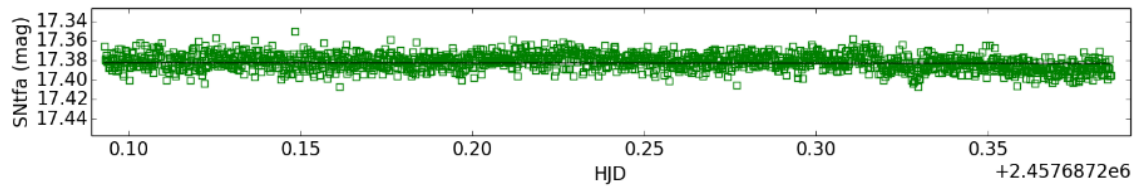


Σχήμα 4.8: Η σχέση μεταξύ του FWHM και της διαφοράς της μέσης φωτεινότητας από την φωτεινότητα

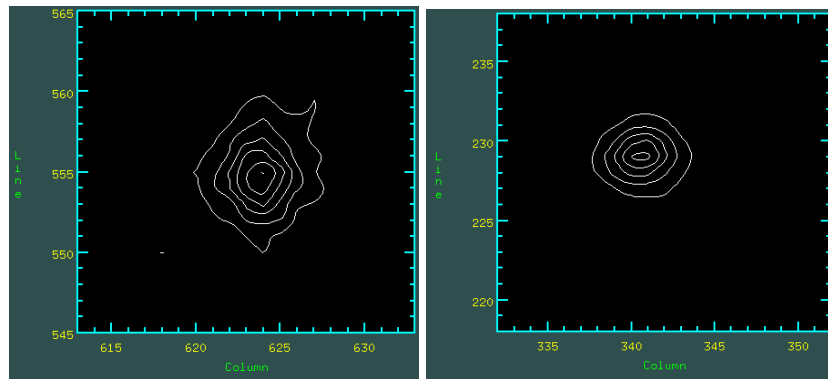


Σχήμα 4.9: Οι μετατοπίσεις λόγω έλλειψης guiding

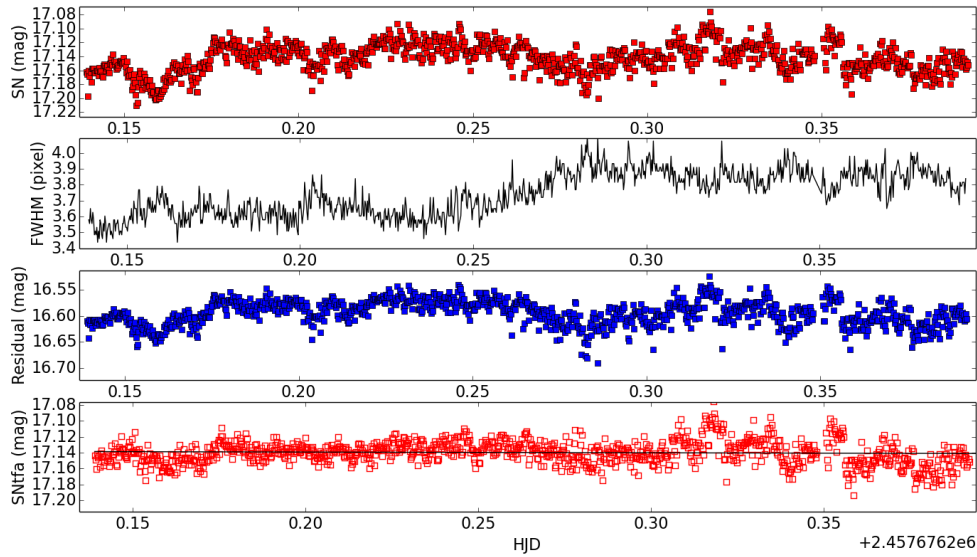
Για την τέταρτη νύχτα παρατηρήσεων επίσης εφαρμόστηκε η ευθεία με σκοπό τον υπολογισμό της κλίσης. Έτσι, υπολογίστηκε ότι η κλίση της καμπύλης φωτός είναι 0.001 mag/day.



Σχήμα 4.10: Η τελική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsn και η ευθεία για τον υπολογισμό της κλίσης



Σχήμα 4.11: Το προφίλ του αστέρα

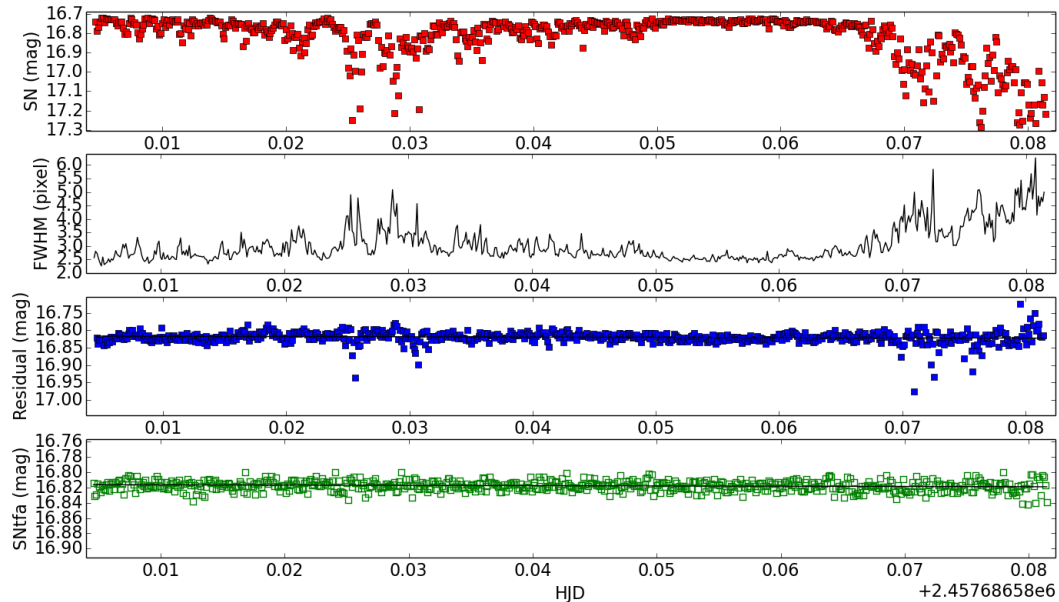


Σχήμα 4.12: Η καμπύλη φωτός πριν και μετά την αφαίρεση των συστηματικών σφαλμάτων του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsn στις 14/10/2016

Στην πρώτη και τη δεύτερη νύχτα παρατηρήσεων, 14-15/10/2016 όπως και διαφαίνεται στο Σχήμα 4.12 για την πρώτη βραδιά, τα αποτελέσματα της αφαίρεσης των συστηματικών σφαλμάτων δεν ήταν ικανοποιητικά επομένως οι τελικές καμπύλες φωτός εμφανίζουν μοτίβα θορύβου. Όπως φαίνεται και στον πίνακα 4.1 το RMS βελτιώθηκε κατά ένα αρκετά μικρό βαθμό. Το εν λόγω φαινόμενο πιθανόν να οφείλεται σε δύο λόγους: (α) στο binning 1x1 που χρησιμοποιήθηκε τις δύο πρώτες νύχτες παρατηρήσεων καθώς η CCD camera RISE2 είναι προδιαγεγραμμένη για binning 2x2 (Σχήμα 4.11) και η ίδια συμπεριφορά εμφανίζεται και στον Υπερκαινοφανή 2016gsb όπως θα δούμε στη συνέχεια και (β) στο μη αποδεκτό, λόγω προφίλ αστέρα, focus που χρησιμοποιήθηκε τις δύο πρώτες βραδιές σε αντίθεση με τις 25-26 Οκτώβρη που διορθώθηκε.

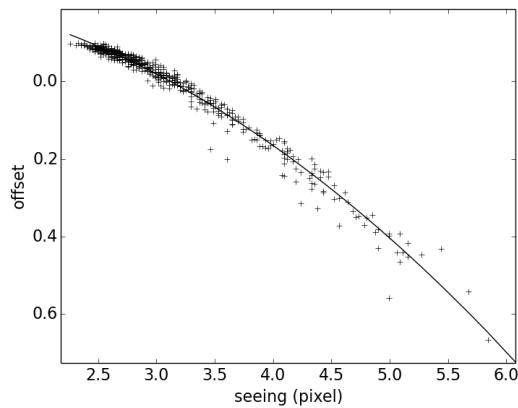
4.1.2 Υπερκαινοφανής 2016gsb

Οι καμπύλες φωτός που προέκυψαν μετά την φωτομετρία και την αφαίρεση των συστηματικών σφαλμάτων φαίνονται στις παρακάτω εικόνες για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsb για την τρίτη βραδιά παρατηρήσεων, 25 Οκτωβρίου 2016:



Σχήμα 4.13: Η αρχική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς 2016gsb φαίνεται στο πρώτο γράφημα με κόκκινο χρώμα για τις 25/10/2016. Το FWHM-seeing απεικονίζεται στο δεύτερο πάνελ με μπλε απόχρωση. Το residual είναι η προκύπτουσα καμπύλη φωτός μετά την αφαίρεση της επίδρασης του FWHM και η τελική καμπύλη φωτός μετά την αφαίρεση όλων των συστηματικών σφαλμάτων με τη χρήση του αλγορίθμου TFA εμφανίζεται στο τέταρτο διάγραμμα με πράσινο χρώμα.

Στο πρώτο γράφημα του Σχήματος 4.13 απεικονίζεται η αρχική καμπύλη φωτός με κόκκινο όπως προέκυψε από την φωτομετρία με το VAPHOT. Όπως φαίνεται το μέγεθός του είναι περίπου 16.8 mag. Μετά την αφαίρεση των σφαλμάτων συστήματος μέσω της εφαρμογής του αλγορίθμου TFA προκύπτει η διορθωμένη και τελική καμπύλη φωτός, με πράσινο χρώμα, του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb. Στον Πίνακα 4.2 φαίνεται και η κατά 4 φορές βελτίωση του RMS μετά την εφαρμογή του TFA.

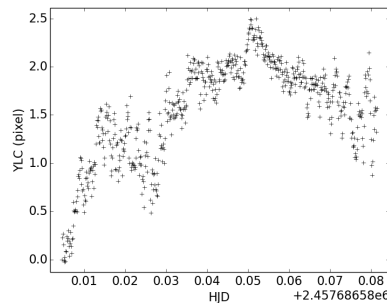


Σχήμα 4.14: Η δευτέρου βαθμού πολυωνυμική εξάρτηση της λαμπρότητας σε συνάρτηση με το seeing

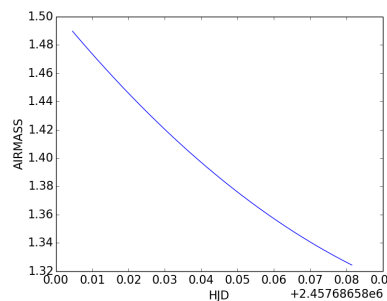
Το δεύτερο γράφημα (Σχήμα 4.14) απεικονίζει το FWHM συναρτήσει του χρόνου. Είναι αυτόδηλη η άμεση σχέση μεταξύ του FWHM και του magnitude όπως και για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsn. Γι αυτόν το λόγο, δημιουργήσαμε το διάγραμμα των μεγεθών μέσο μέγεθος-μέγεθος, FWHM και προσαρμόσαμε μία παραβολική καμπύλη στην απεικονιζόμενη σχέση. Στη συνέχεια υπολογίσαμε το μαθηματικό τύπο της πολυωνυμικής δευτέρου βαθμού συνάρτησης (παραβολική καμπύλη) που υποδηλώνει την εξάρτηση των δύο παραπάνω μεγεθών και αφαιρέσαμε τα σημεία της από την αρχική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς 2016gsb. Το τρίτο γράφημα (Σχήμα 4.13) είναι η καμπύλη φωτός που προκύπτει μετά την αφαίρεση. Το αποτέλεσμα είναι ικανοποιητικό με

απότοκο να προέλθει το συμπέρασμα ότι την 3η νύχτα των παρατηρήσεων, το μεγαλύτερο μέρος των συστηματικών σφαλμάτων προερχόταν από το seeing.

Την τρίτη νύχτα των παρατηρήσεων, όπως και τις υπόλοιπες υπήρξε μία δυσλειτουργία με το guiding με απότοκο να είχαμε μία μετακίνηση σε επίπεδα έως 3 pixels (Σχήμα 4.15). Όσον αφορά τα φωτομετρικά αποτελέσματα παρέμειναν ανεπηρέαστα από την μετατόπιση.



Σχήμα 4.15: Η μετατόπιση στον άξονα y



Σχήμα 4.16: Το airmass την τρίτη νύχτα παρατηρήσεων, 25 Οκτωβρίου 2016

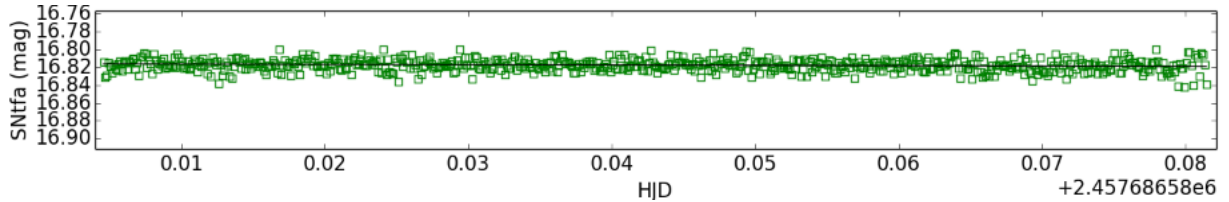
Όλες τις νύχτες των παρατηρήσεων το airmass παρέμεινε στα κατώτερα δυνατά επίπεδα. (Σχήμα

Πίνακας 4.2: Το αρχικό και το τελικό RMS για τις 4 νύχτες παρατηρήσεων του Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsb μετά την εφαρμογή του αλγορίθμου TFA

<i>Date</i> DD/MM/YYYY	<i>RMS</i> (mag)	<i>RMS_{TFA}</i> (mag)
14/10/2016	0.015	0.007
15/10/2016	0.037	0.009
25/10/2016	0.123	0.039
26/10/2016	0.111	0.040

4.16)

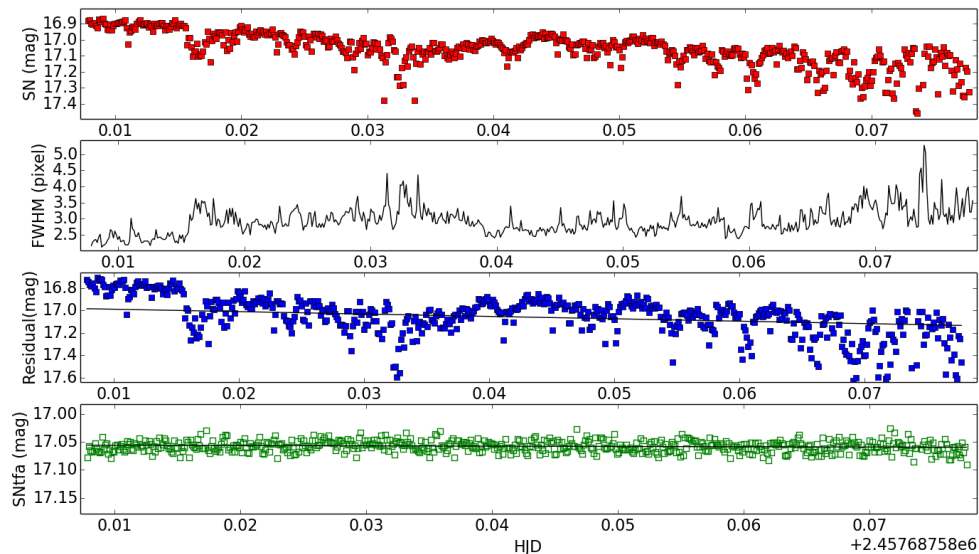
Επιπροσθέτως, εφαρμόστηκε μία ευθεία στην τελική καμπύλη φωτός για κάθε νύχτα με σκοπό να υπολογιστεί η κλίση της καμπύλης ανά ημέρα.



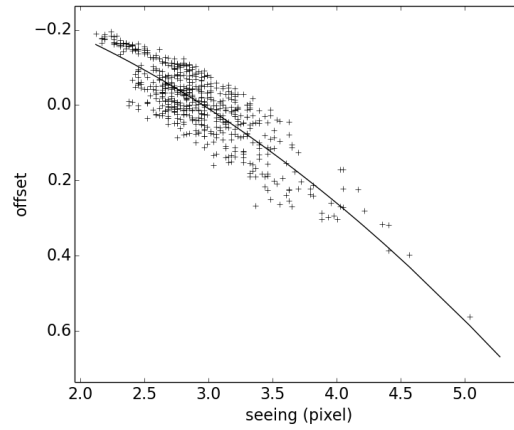
Σχήμα 4.17: Η τελική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb και η ευθεία για τον υπολογισμό της κλίσης

Τελικώς, η κλίση της καμπύλης φωτός για την 3η νύχτα παρατηρήσεων υπολογίστηκε: 0.035 mag/day. Όπως φαίνεται και στο γράφημα, η καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb, όπως και του 2016gsh δεν εμφανίζει μεταβλητότητα σε επίπεδο πάνω από 0.02 mag.

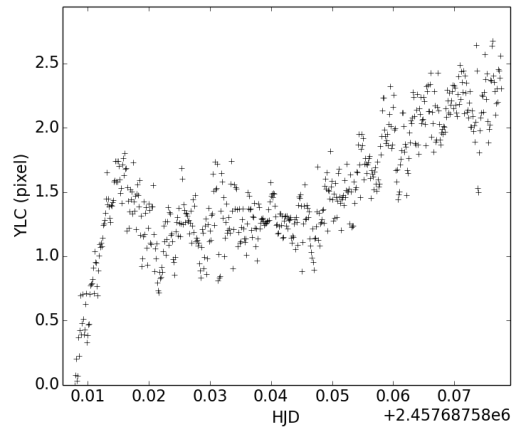
Ομοίως, η ίδια διαδικασία ακολουθήθηκε και για την 4η νύχτα παρατηρήσεων.



Σχήμα 4.18: Οι καμπύλες φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb πριν και μετά την εξάλειψη σφαλμάτων για την 4η νύχτα παρατηρήσεων, 26 Οκτωβρίου 2016

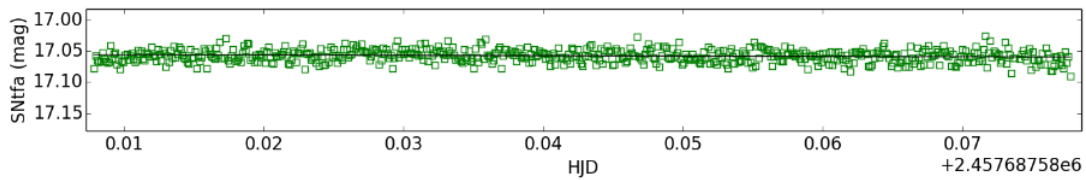


Σχήμα 4.19: Η σχέση μεταξύ του FWHM και της διαφοράς της μεσης φωτεινότητας από την φωτεινότητα



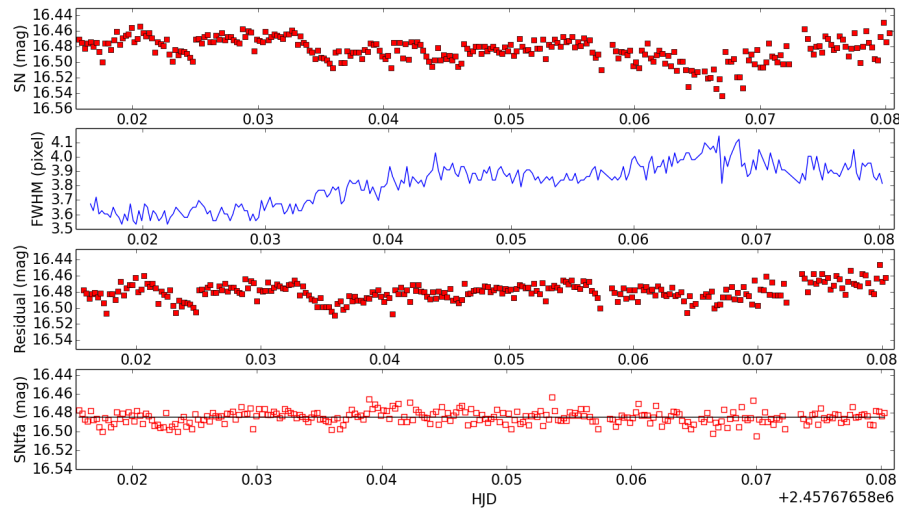
Σχήμα 4.20: Η μετατόπιση στον άξονα y

Προσέτι, εφόσον εφαρμόστηκε η ευθεία (Σχήμα 4.21) για να υπολογιστεί η κλίση του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb, βρέθηκε 0.053 mag/day . Επίσης δεν εμφανίζει μεταβλητότητα σε βαθμό πάνω από 0.02 mag .



Σχήμα 4.21: Η τελική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gsb και η ευθεία για τον υπολογισμό της κλίσης

Στην πρώτη και τη δεύτερη νύχτα παρατηρήσεων, 14-15/10/2016 όπως και διαφαίνεται στο Σχήμα 4.22 για την πρώτη βραδιά, τα αποτελέσματα της αφαίρεσης των συστηματικών σφαλμάτων δεν ήταν ικανοποιητικά επομένως οι τελικές καμπύλες φωτός εμφανίζουν μοτίβα θορύβου. Όπως φαίνεται και στον πίνακα 4.2 το RMS βελτιώθηκε κατά ένα αρκετά μικρό βαθμό. Το εν λόγω φαινόμενο πιθανόν να οφείλεται στους λόγους που προαναφέρθηκαν στην παράγραφο 4.1.1 για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsn.

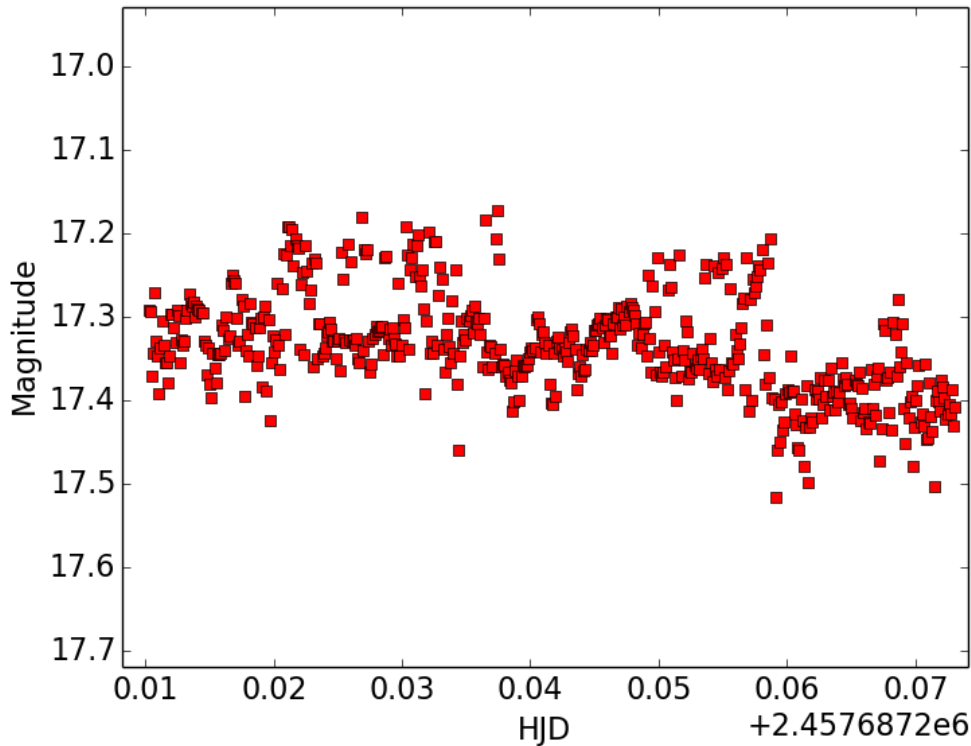


Σχήμα 4.22: Οι καμπύλες φωτός πριν και μετά την αφαίρεση των συστηματικών σφαλμάτων για τον Υπερκαινοφανή αστέρα 2016gsb στις 14 Οκτώβρη του 2016.

4.2 Αποτελέσματα Φωτομετρίας με το ISIS για τον Υπερκαινοφανή 2016gfr

Ένα από τα σημαντικά πλεονεκτήματα της χρήσης του προγράμματος ISIS image subtraction είναι και η ελαχιστοποίηση των συστηματικών σφαλμάτων από την προκύπτουσα καμπύλη φωτός λόγω της μεθόδου Αφαίρεσης των Εικόνων. Επομένως, η τελική καμπύλη φωτός είναι και το αποτέλεσμα της παραπάνω μεθόδου.

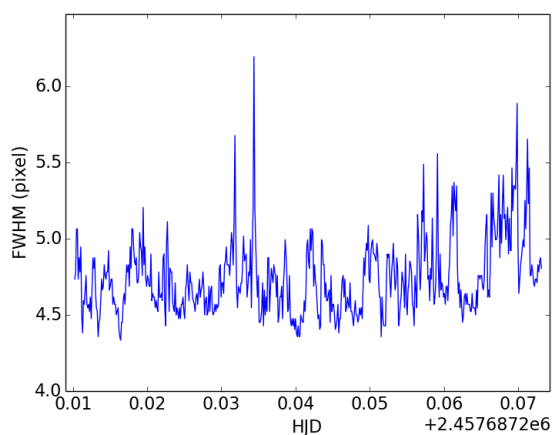
Όπως προαναφέρθηκε και στο κεφάλαιο 3 το ISIS όταν κάνει φωτομετρία παράγει καμπύλες φωτός που όμως αντί για μεγέθη έχουν counts. Αφού πραγματοποιήθηκε η μετατροπή τους σε μεγέθη, παραστήσαμε τις καμπύλες φωτός μέσω της γλώσσας PYTHON.



Σχήμα 4.23: Η αρχική καμπύλη φωτός του SN 2016gfr

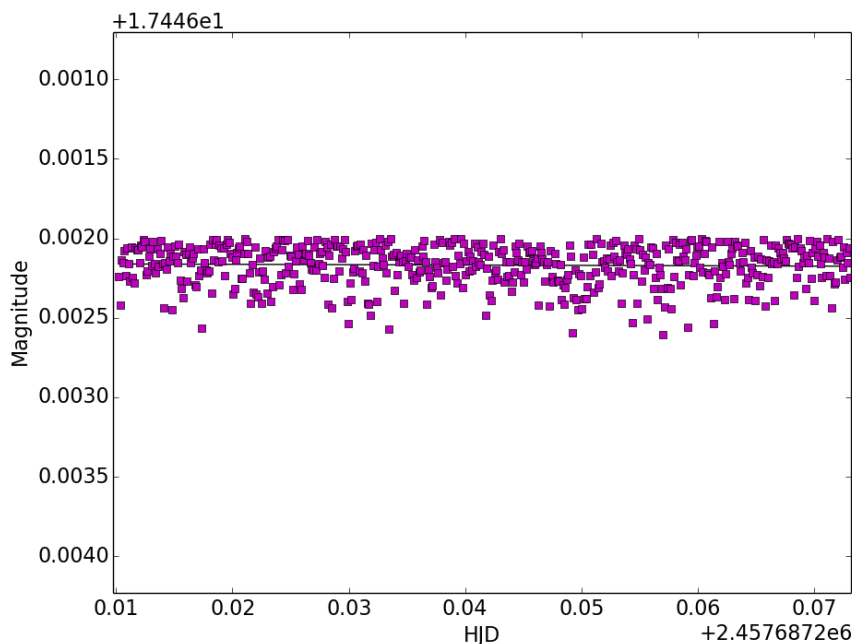
Η καμπύλη φωτός που εμφανίζεται στο Σχήμα 4.23 με κόκκινο χρώμα είναι η αρχική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gfr όπως προέκυψε μέσω της φωτομετρίας με το DAOPHOT. Στην παρούσα περίπτωση είναι ομοίως εμφανές το μοτίβο θορύβου που σχηματίζεται λόγω του seeing (Σχήμα 4.24).

Όπως λεπτομερώς αναλύθηκε στο κεφάλαιο 3 με το convolution μετατρέψαμε το seeing της εικόνας αναφοράς σε αυτό των υπολοίπων εικόνων του δείγματος μας βελτιώνοντας τελικά την ποιότητα της αφαίρεσης μας (γιατί μπορούμε πλέον να αφαιρέσουμε όμοιου seeing εικόνες). Επακόλουθο ήταν να αφαιρεθούν οι θόρυβοι που προκαλούνταν λόγω του seeing.



Σχήμα 4.24: Το FWHM συναρτήσει του χρόνου

Στο Σχήμα 4.25 φαίνεται η τελική, διορθωμένη από συστηματικά σφάλματα καμπύλη φωτός μέσω της μεθόδου Αφαίρεσης των Εικόνων του πακέτου ISIS. Επίσης εφαρμόστηκε μία ευθεία προκειμένου να βρεθεί η κλίση της καμπύλης. Τελικώς, η κλίση της καμπύλης φωτός για την 3η νύχτα παρατηρήσεων υπολογίστηκε $< 0.001 \text{ mag/day}$.



Σχήμα 4.25: Η τελική καμπύλη φωτός του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2016gfr. Το RMS είναι $< 0.001 \text{ mag}$. Μεγάλη ακρίβεια μετά την μέθοδο της Αφαίρεσης των εικόνων.

4.3 Ατμοσφαιρικός παράγοντας, "σπινθηρισμός" (Atmospheric scintillation)

Ο ατμοσφαιρικός παράγοντας ή αλλιώς σπινθηρισμός (atmospheric scintillation, twinkling) είναι ένας γενικός όρος για μεταβολές στην φωτεινότητα ή στη θέση ενός λαμπρού αντικειμένου που παρατηρείται ενώ παρεμβάλλονται ατμοσφαιρικά στρώματα. Η αιτία πρόκλησής του είναι το πέρασμα του φωτός του αντικειμένου μέσα από τα διάφορα στρώματα της ατμόσφαιρας. Συγκεκριμένα, το φως διαθλάται λόγω μικρών διακυμάνσεων της πυκνότητας του αέρα που συνήθως σχετίζονται με τις διαβαθμίσεις της θερμοκρασίας. Ο ατμοσφαιρικός παράγοντας έχει μεγαλύτερη επίδραση κοντά στον ορίζοντα παρά στο ζενίθ, καθώς το φως στον ορίζοντα διέρχεται από λεπτότερα στρώματα ατμόσφαιρας.

Ο "σπινθηρισμός" παρέχει ένα θεμελιώδες όριο στην απόδοση του θορύβου που μπορεί να επιτευχθεί σε φωτομετρία εδάφους. Συμβατικά αποτελέσματα για το επίπεδο σπινθηρισμού έχουν συνήθως υποθέσει ότι για ένα αστέρι παρατηρείται σε μια στιγμή, μπορούμε να περιμένουμε ότι κάποιο λόγω του σπινθηρισμού θα ακυρωνόταν στη φωτομετρία λόγω της διαθεσιμότητας των ταυτόχρονων παρατηρήσεων των αστεριών σύγκρισης. Ωστόσο, ο Ryan and Sandler (1998) έδειξε ότι το τυπικό μήκος συνοχής είναι 12 arcsec , έτσι στα πεδία θέασης που εξετάζουμε, το αποτέλεσμα ενός αστεριού θα πρέπει να ισχύει για μια καλή προσέγγιση. Ως εκ τούτου, μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε τη σύννηθη μαθηματική έκφραση (βλ. Ryan and Sandler 1998):

$$\frac{\sigma_{scint}}{F} \approx 0.09 \frac{X^{\frac{3}{2}}}{D^{\frac{3}{8}} \sqrt{2T}} \exp\left(\frac{-h}{h_o}\right)$$

όπου σ_{scint} είναι το rms του σπινθηρισμού σε μονάδες ροής, F είναι η ροή του αντικειμένου, $X = 1.62$ είναι η μάζα του αέρα, $D = 220 \text{ cm}$ είναι το διάφραγμα του τηλεσκοπίου σε εκατοστά, T είναι ο χρόνος έκθεσης σε δευτερόλεπτα, $h = 2326 \text{ m}$ είναι το υψόμετρο που βρίσκεται το τηλεσκόπιο και $h_o = 8000 \text{ m}$ είναι ένα σταθμισμένο ατμοσφαιρικό υψόμετρο που στην παρούσα περίπτωση είναι 8 km . Οι παραπάνω τιμές αφορούν τον Αρίσταρχο και τη RISE2 και τελικώς ο ατμοσφαιρικός σπινθηρισμός υπολογίστηκε 0.602 mmag . Επομένως ο σπινθηρισμός είναι αμελητέος σε σύγκριση με τον κυρίαρχο θόρυβο των πηγών στα δεδομένα μας. Αυτή είναι σχεδόν πάντα η περίπτωση για μέτριους χρόνους έκθεσης σε μεγάλα τηλεσκόπια.

4.4 Τοποθέτηση διαφράγματος (Aperture placement)

Η διαφορική φωτομετρία είναι πολύ ευαίσθητη σε μικρά σφάλματα τοποθέτησης όταν τοποθετούνται φωτομετρικά διαφράγματα στις εικόνες των αντικειμένων. Για ένα Gaussian PSF, το σφάλμα στις παραγόμενες ροές δίνεται από τη σχέση:

$$\frac{dF}{F} \approx \frac{dx}{\sigma} \frac{2rdx}{\sigma^2} e^{-\frac{r^2}{2\sigma^2}}$$

όπου dF είναι το σφάλμα τοποθέτησης, r είναι η ακτίνα του διαφράγματος και σ περιγράφει το PSF μέγεθος. Τυπικά θέτουμε $r = 2.35\sigma$ που είναι η ακτίνα διαφράγματος που είναι ίση με το FWHM. Επομένως, ο μαθηματικός τύπος γίνεται:

$$\frac{dF}{F} \approx 0.119 \frac{dx^2}{\sigma^2}$$

Παίρνοντας για παράδειγμα μία τυπική τιμή $dx = 0.1\sigma$, προκύπτει ένα σφάλμα ροής περίπου 1 mag . Η παραπάνω εξίσωση επιβεβαιώνει επίσης το διαισθητικό αποτέλεσμα ότι χρησιμοποιώντας ένα μεγαλύτερο διάφραγμα μειώνεται η επίδραση των κεντρικών σφαλμάτων, στο κόστος του αυξημένου θορύβου από το φόντο του ουρανού.

Κεφάλαιο 5

Συμπεράσματα και Μελλοντικό έργο

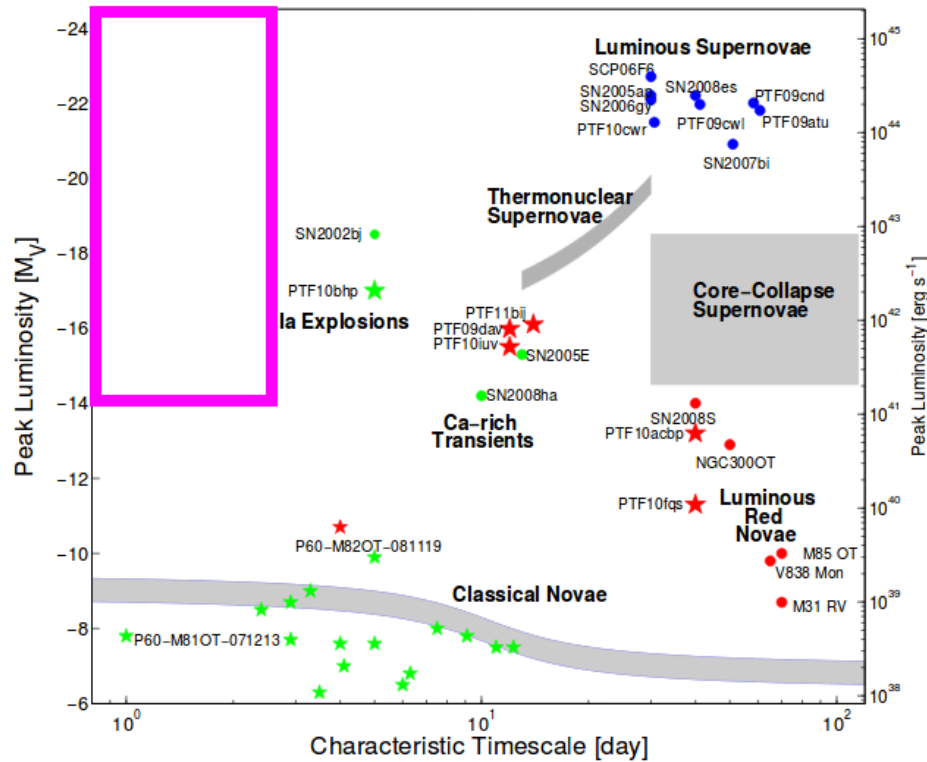
Στην παρούσα εργασία μελετήθηκαν 3 Υπερκαινοφανείς αστέρες, 2016gsn, 2016gsb & 2016gfr > 15 ημέρες μετά την έκρηξη του αστέρα και της εμφάνισης μεγίστου στην καμπύλη φωτός τους, με έρεισμα την εύρεση ενδείξεων μεταβλητότητας > 0.02 mag. Εν προκειμένω δεν διαπιστώθηκε μεταβολή στην λαμπρότητά τους σε επίπεδα άνω των 0.02 mag σε διάστημα έως και 4 ωρών, αποτελέσματα ικανοποιητικά όσον αφορά την φωτομετρική ακρίβεια που κινείται σε θεωρητικά μοντέλα που δύναται να προσεγγίσουν έως και τα 0.015 mag για δεδομένα που λαμβάνονται σε χρονικό διάστημα 6 ωρών ή και περισσότερων (Lopez-Morales, 2006). Αναντίρρητα, αναγκαίες διαφαίνονται οι παρατηρήσεις που θα προσεγγίζουν χρονικά την τιμή του μεγίστου της λαμπρότητας. Επιπροσθέτως, διαπιστώθηκε η άμεση εξάρτηση του FWHM και των σφαλμάτων που προκαλεί στις καμπύλες φωτός των Υπερκαινοφανών αστέρων, υπολογίστηκε η πολυωνμική δευτέρου βαθμού που απεικονίζει την σχέση συτή και αφαιρέθηκε από την καμπύλη φωτός με αποτέλεσμα να αφαιρεθεί ένα μεγάλο ποσοστό των σφαλμάτων όπως φάνηκε και στα διαγράμματα. Από τις τελικές διορθωμένες καμπύλες από τους θορύβους ακόμα υπολογίστηκε η κλίση της καμπύλης φωτός των Υπερκαινοφανών αστέρων ανά ημέρα και βρέθηκε > 0.03 mag κατά μέση τιμή.

Οι τελευταίες έρευνες των φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας αποφαίνονται αυξητικά αποδοτικές στην παρατήρηση του ουρανού σε μικρές χρονικές κλίμακες και στην ανακάλυψη φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας με μικρότερη διάρκεια σε σχέση με τα παρελθοντικά χρόνια. Το ASAS-SN ¹ έδωσε την πρώτη αμερόληπτη έρευνα λαμπρών τέτοιων αντικειμένων για ένα μεγάλο μέρος του ουρανού. Επίσης το ZTF ² παρατηρεί τον ουρανό με αυξημένη ακρίβεια, ως εκ τούτου ανακαλύπτει νέους τύπους φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας μικρής διάρκειας, εμπλουτίζοντας έτσι τα διαγράμματα Λαμπρότητας-χρονικής κλίμακας των φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας. Επίσης, το LSST θα επικεντρωθεί στην αστροφυσική του "τομέα" του χρόνου ή στη μελέτη του πώς τα αστρονομικά αντικείμενα διαφέρουν στο χρόνο. Με την απεικόνιση ολόκληρου του νυχτερινού ουρανού επανειλημμένα με ένα τηλεσκόπιο 8 μέτρων με ακρίβεια περίπου 3 ημερών, σε μεγάλο βάθος και με εξαιρετική ποιότητα εικόνας, θα αποκαλύψει νέες πληροφορίες για γνωστά είδη μεταβλητών αστεριών και κοσμικών εκρήξεων, καθώς επίσης θα ανακαλύψει νέες τάξεις παροδικών συμβάντων. Μέσα σε ένα λεπτό από κάθε αλλαγή στον ουρανό, το LSST ³ θα δημιουργήσει μια ειδοποίηση (μια ειδοποίηση ότι έχει πραγματοποιηθεί μια αλλαγή), επιτρέποντας στην κοινότητα να ανταποκριθεί και να συλλαμβάνει τα γεγονότα προτού εξαφανιστούν για πάντα.

¹www.astronomy.ohio-state.edu/~assassin/

²<https://www.ptf.caltech.edu/>

³<https://www.lsst.org/>



Σχήμα 5.1: Το μωβ παραλληλόγραμμο απεικονίζει την ανεξερεύνητη περιοχή όσον αφορά το χρονικό διάστημα των παρατηρήσεων και υπογραμμίζει την αναγκαιότητα της φωτομετρίας υψηλής ακρίβειας (Kasliwal, 2011)

Αυξάνοντας την ακρίβεια παρατήρησης, οι προκείμενες έρευνες κατάφεραν να ανακαλύψουν και να ενημερώσουν την αστρονομική κοινότητα για τους Υπερκαινοφανείς αστέρες και για τα φαινόμενα παροδικής μεταβλητότητας πριν φτάσουν το μέγιστο της φωτεινότητάς τους και συνεχώς νέες έρευνες εμφανίζονται στο προσκήνιο [ZTF ⁴, iPTF ⁵, HiTS (Forster et al., 2016), Kepler K2 campaigns ⁶]. Οι έρευνες αυτές έχουν σκοπό την αναζήτηση και ανακάλυψη νέων ανεξερεύνητων δρόμων στην παρατήρηση υπερκαινοφανών και φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας, και έχουν επιπτώσεις για τη φυσική των προγενήτορων αστέρων, π.χ. με τη μέτρηση της ακτίνας του προγενήτορα υπεργίγαντα υπερκαινοφανούς (Garnavich et al. 2016), και τον περιορισμό μοντέλων έκρηξης υπερκαινοφανών αστέρων (Jiang et al. 2017).

Παρά τις συνεχείς εξελίξεις στην αστρονομία όσον αφορά τον παράγοντα χρόνο, οι έρευνες δε δύναται να προθούν σε παρατηρήσεις χρονικής κλίμακας λεπτού-ώρας στο άμεσο μέλλον. Επακόλουθο είναι η μεταβλητότητα κατά τη διάρκεια της ημέρας να παραμένει ανεξερεύνητο και άγνωστο έδαφος. Η φωτομετρία λοιπόν υψηλής ακρίβειας και οι συνεχείς έγκαιρες παρατηρήσεις είναι το μέλλον των φαινομένων παροδικής μεταβλητότητας. Σχεδιάζεται και αναμένεται για τους προαναφερθέντες λόγους, υψηλής ακρίβειας φωτομετρία και παρατηρήσεις Υπερκαινοφανών αστέρων Τύπου I και II, με το οπτικό τηλεσκόπιο Αρίσταρχος, 2.3 μέτρων και τη RISE2, καθώς επίσης και με το τηλεσκόπιο του Αστεροσκο-

⁴<https://www.ptf.caltech.edu/ztf>

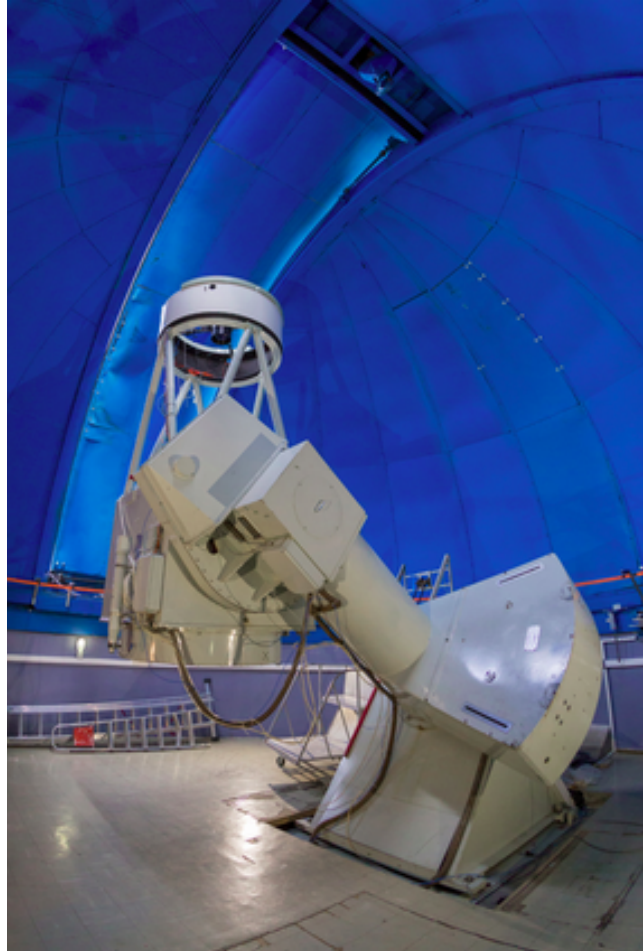
⁵<https://www.ptf.caltech.edu/iptf>

⁶<https://keplerscience.arc.nasa.gov/>

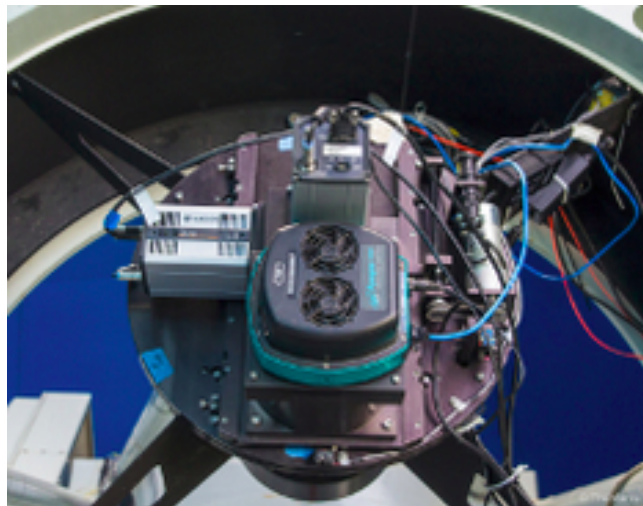
πείου του Κρυονερίου ⁷, 1.2 μέτρων (Σχήμα 5.1) με το PFI (Prime Focus Instrument) που διαθέτει διχρωμικό φίλτρο και 2 Andor Zyla 5.5 fast frame cameras που δύναται να καταγράψουν εικόνες σε συχνότητα 40 fps, κατά τη διάρκεια που το project παρακολουθήσης της Σελήνης, NELIOTA ⁸ δεν δύναται να διενεργηθεί. Η συμπεριφορά των Υπερκαινοφανών αστέρων σε μικρές χρονικές κλίμακες και προσέτι σε χρονικές στιγμές που θα προσεγγίζουν τη στιγμή της έκρηξης, δηλαδή τη μέγιστη φωτεινότητάς τους είναι άγνωστη. Με έρεισμα την υψηλής ακρίβειας φωτομετρία και τα αποτελέσματα που προήλθαν απο τη μελέτη του Υπερκαινοφανούς αστέρα 2014J, αναπόφευκτη είναι η μελέτη της συμπεριφοράς και άλλων Υπερκαινοφανών ακολουθώντας την ίδια μέθοδο.

⁷<http://kryoneri.astro.noa.gr/>

⁸<https://neliota.astro.noa.gr/>



(α') 1.2 μέτρων τηλεσκόπιο στο αστεροσκοπείο του Κρυονερίου



(β') Fast Frame Imager

Σχήμα 5.2: Αστεροσκοπείο Κρυονερίου

Παράρτημα

```
PACKAGE = ccdred
TASK = zerocombine
```

```
input = @list List of zero level images to combine
(output = ) Zero) Output zero level name
(combine= average) Type of combine operation
(reject = minmax) Type of rejection
(ccdtype= zero) CCD image type to combine
(process= no) Process images before combining?
(delete = no) Delete input images after combining?
(clobber= no) Clobber existing output image?
(scale = none) Image scaling
(statsec= ) Image section for computing statistics
(nlow = 0) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise= 0.) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain = 1.) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank = 0.) Value if there are no pixels
(mode = ql)
```

Σχήμα 5.3: Παράμετροι του zerocombine


```
PACKAGE = ccdred
TASK = flatcombine
```

```
input = @list List of flat field images to combine
(output = Flat) Output flat field root name
(average = average) Type of combine operation
(reject = avsigclip) Type of rejection
(ccdtype = flat) CCD image type to combine
(process = yes) Process images before combining?
(subsets = yes) Combine images by subset parameter?
(delete = no) Delete input images after combining?
(clobber = no) Clobber existing output image?
(scale = mode) Image scaling
(statsec = ) Image section for computing statistics
(nlow = 1) minmax: Number of low pixels to reject
(nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
(nkeep = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
(mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
(lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
(hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
(rdnoise = 0.) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
(gain = 1.) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
(snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
(pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
(blank = 1.) Value if there are no pixels
(mode = ql)
```

Σχήμα 5.4: Παράμετροι του Flatcombine

```

PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc

images =          @list List of CCD images to correct
(output =        ) List of output CCD images
(ccdtype=       object) CCD image type to correct
(max_cac=       0) Maximum image caching memory (in Mbytes)
(noproc =       no) List processing steps only?

(fixpix =       yes) Fix bad CCD lines and columns?
(oversca=      yes) Apply overscan strip correction?
(trim =        yes) Trim the image?
(zeroacor=     yes) Apply zero level correction?
(darkcor=      yes) Apply dark count correction?
(flatcor=      yes) Apply flat field correction?
(illumco=      no) Apply illumination correction?
(fringec=      no) Apply fringe correction?
(readcor=      no) Convert zero level image to readout correction?
(scancor=      no) Convert flat field image to scan correction?

(readaxi=      line) Read out axis (column\line)
(fixfile=      ) File describing the bad lines and columns
(biassec=      ) Overscan strip image section
(trimsec=      ) Trim data section
(zero =        masterbias) Zero level calibration image
(dark =        ) Dark count calibration image
(flat =        masterflat) Flat field images
(illum =       ) Illumination correction images
(fringe =      ) Fringe correction images
(minrepl=      1.) Minimum flat field value
(scantyp=      shortscan) Scan type (shortscan\longscan)
(nscan =       1) Number of short scan lines

(interac=      no) Fit overscan interactively?
(funcio=      legendre) Fitting function
(order =       1) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample =     *) Sample points to fit
(naverag=     1) Number of sample points to combine
(niterat=     1) Number of rejection iterations
(low_rej=     3.) Low sigma rejection factor
(high_re=     3.) High sigma rejection factor
(grow =       0.) Rejection growing radius
(mode =       ql)

```

Σχήμα 5.5: Παράμετροι του ccdproc

```

PACKAGE = stplot
TASK = imal2

images = [] @list Images to be aligned
coords = gfr1000.fits,coo,2 Coordinate file
referenc= gfr10000.fits Reference image
(shifts = no) Initial shift file
(updates= yes) Update shift file with last shift done?
(copyorg= no) Copy original images to .fits_org ?
(shiftim= yes) Shift the images?
(verbose= yes) Print the centers and shifts?
(boxsize= 3) Size of the small centering box
(bigbox = 7) Size of the big centering box
(negativ= no) Are the features negative?
(autobac= yes) Find reference background level
(backgro= INDEF) Reference background level
(lower = 1000.) Lower threshold for data
(upper = INDEF) Upper threshold for data
(niterat= 5) Maximum number of iterations
(toleran= 0) Tolerance for convergence
(debug = no) yes: keeps temp. files in $tmp
(imglist= ) ignore
(tmplist= ) ignore
(mode = ql)

```

Σχήμα 5.6: Παράμετροι του imal2

```

PACKAGE = stplot
TASK = apcalc

image = [] ref.fits Image to use for aperture calculation
stcor = coords File with star coordinates
result = outputcoords Output file with coordinates and apertures
(fwhmini= 3.5) Initial FWHM for psf fitting
(gain = 2.3) CCD gain in e-/ADU
(imglist= tmp$itmp7639vytf) ignore
(stlist = ) ignore
(tlist = ) ignore
(maglist= ) ignore
(mode = ql)

```

Σχήμα 5.7: Οι παράμετροι του apcalc

```
PACKAGE = stplot
TASK = vaphot
```

```
images =          @imlist Images to do photometry on
result =          gsn.vap Output file
stapcor =         outputcoords.apc File with object star coordinates and apertures
psfcoord=        coords File with psf star coordinates
(fwhmini=        3.) Initial FWHM for psf fitting
(fwhmax=         7.) Maximum FWHM in photometry
(dofit =         no) yes: use fitted psf for phot; no: use fwhminit
(obstime=        HJD) Time of observation image header keyword
(exptime=        EXPTIME) Exposure time image header keyword
(keyw1 =         AIRMASS) 1st auxiliary header keyword (i.e. airmass)
(keyw2 =         IMSHIFT) 2nd auxiliary header keyword
(verbose=        yes) verbose output
(doplot =        no) plot lightcurve
(plotfre=        5) plot after every n'th frame
(debug =         no) yes: keeps phot.output files in $tmp
(append =        yes) ignore
(sn =            8) ignore
(imglist=        ) ignore
(stlist =        ) ignore
(tlist =         ) ignore
(maglist=        ) ignore
(mode =          ql )
```

Σχήμα 5.8: Οι παράμετροι του vaphot

```

PACKAGE = daophot
TASK = daofind

image =          ref.fits  Input image(s)
output =         default  Output coordinate file(s) (default: image.coo.?)
(starmap=       )        Output density enhancement image(s)
(skymap =       )        Output sky image(s)
(datapar=       )        Data dependent parameters
(findpar=       )        Object detection parameters
(boundar=       nearest)  Boundary extension (constant|nearest|reflect|wrap)
(constan=       0.)      Constant for boundary extension
(interac=       no)      Interactive mode?
(icomman=       )        Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman=       )        Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsout =       )_wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache =        )_cache) Cache the image pixels?
(verify =       )_verify) Verify critical daofind parameters?
(update =       )_update) Update critical daofind parameters?
(verbose=       )_verbose) Print daofind messages?
(graphic=       )_graphics) Graphics device
(display=       )_display) Display device
(mode =        ql)

```

(α) Οι παράμετροι του προγράμματος daofind

```

PACKAGE = daophot
TASK = pstselect

image =          ref.fits  Image for which to build psf star list
photfile=        ref.fits,mag,1 Photometry file (default: image,mag.?)
pstfile =        default  Output psf star list file (default: image,pst.?)
maxnpsf =        25       Maximum number of psf stars
(mkstars=       no)      Mark deleted and accepted psf stars
(plotfil=       )        Output plot metacode file
(datapar=       )        Data dependent parameters
(daopars=       )        Psf fitting parameters
(interac=       no)      Select psf stars interactively?
(plottyp=       mesh)    Default plot type (mesh|contour|radial)
(icomman=       )        Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman=       )        Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsin =        )_wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world)
(wcsout =       )_wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache =        )_cache) Cache the input image pixels in memory?
(verify =       )_verify) Verify critical pstselect parameters?
(update =       )_update) Update critical pstselect parameters?
(verbose=       )_verbose) Print pstselect messages?
(graphic=       )_graphics) Graphics device
(display=       )_display) Image display device
(mode =        ql)

```

(β) Οι παράμετροι του προγράμματος pstselect

```

PACKAGE = daophot
TASK = allstar

image =          ref.fits  Image corresponding to photometry
photfile=        default  Input photometry file (default: image,mag.?)
psfimage=        default  PSF image (default: image,psf.?)
allstarf=        default  Output photometry file (default: image,als.?)
rejfile =        default  Output rejections file (default: image,arj.?)
subimage=        default  Subtracted image (default: image,sub.?)
(datapar=       )        Data dependent parameters
(daopars=       )        Psf fitting parameters
(wcsin =        )_wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world)
(wcsout =       )_wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(wcspsf =       )_wcspsf) The psf coordinate system (logical,tv,physical)
(cache =        yes)     Cache the data in memory?
(verify =       )_verify) Verify critical allstar parameters?
(update =       )_update) Update critical allstar parameters?
(verbose=       )_verbose) Print allstar messages?
(version=       2)       Version
(mode =        ql)

```

(γ) Οι παράμετροι του προγράμματος allstar

Σχήμα 5.9: Τα υποπρογράμματα του πακέτου DAOPHOT

Βιβλιογραφία

- Alard C., 2000, A&AS, 144, 363
- Bonanos A., & Boumis P., 2016, A&A, 585, 19
- Deeg H. J., Doyle L. R., 2013, ascl.soft09002D
- Garnavich P. M., et al. , 2016, ApJ, 820, 23
- Hartman, Bakos, 2016, A&C, 17, 1
- Holoien et al., 2017, MNRAS, 471, 4966
- Howell S.B., 2006hca, book, H
- Irwin J., et al., 2007, MNRAS, 375, 1449
- Jack D., Baron E., Hauschildt3 P. H., 2015, MNRAS, 449, 3581
- Jiang et al., 2017, Nature, 550, 80J
- Lopez-Morales M., 2006, PASP ,118, 716
- Mobberley M., 2007shot, book, M
- Piro, A. L., & Nakar, E. 2013, ApJ, 769, 67
- Piro, A. L., & Nakar, E. 2014, ApJ, 784, 85
- Piro, A. L., 2016, ApJ, 826, 96
- Shappee, B. J., Piro, A. L., Holoien, T. W.-S., et al. 2016, ApJ, 826, 144
- Ryan P., Sandler D., 1998, PASP, 110, 1235