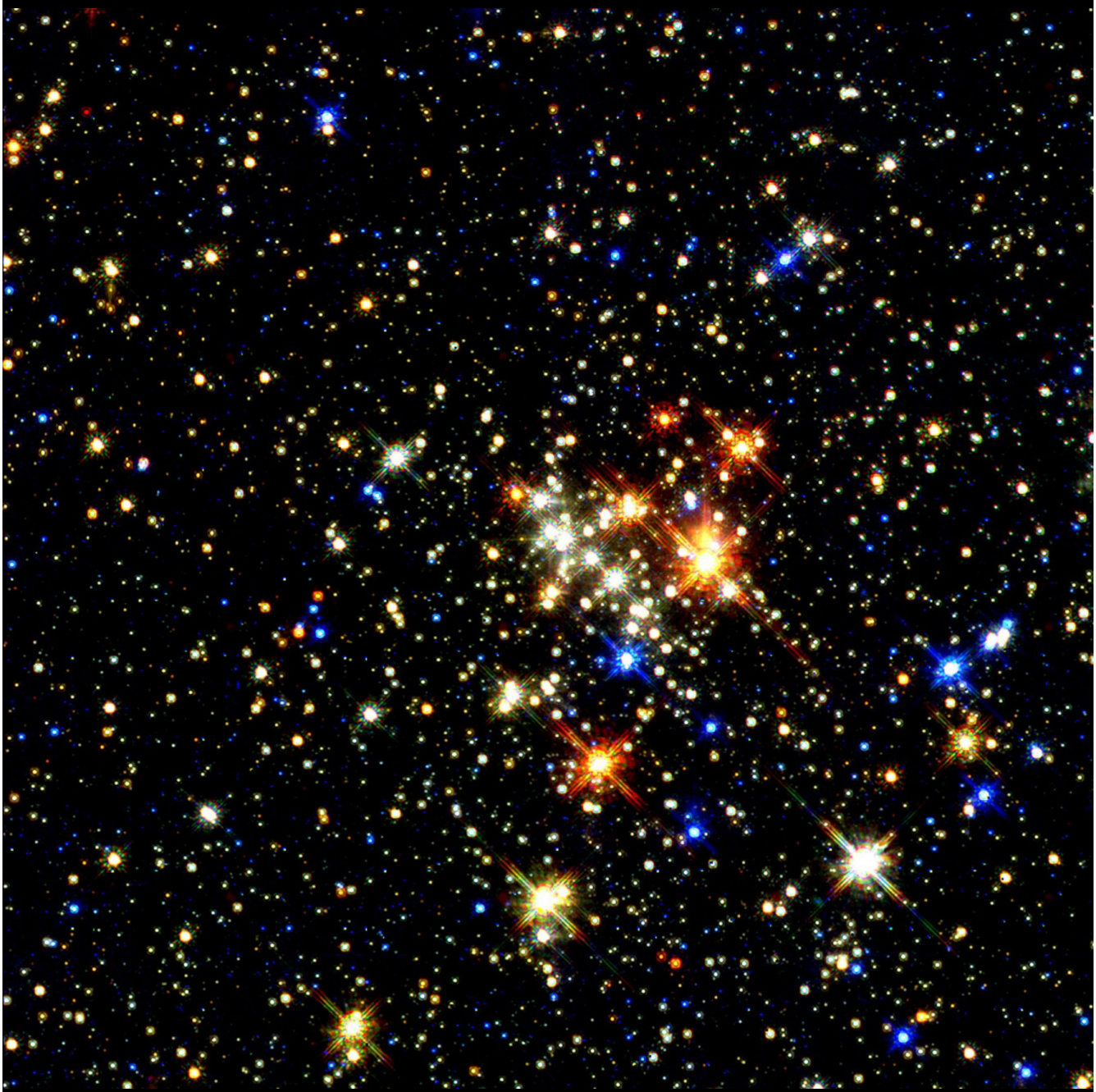
Μεταβλητότητα Αστέρων Μεγάλης Μάζας στο Αστρικό Σμήνος Arches



Μεταπτυχιακή Εργασία

Κωνσταντίνος Μαρκάκης

Αθήνα, Ιούνιος 2011

Εθνικό & Καποδιστριακό Πανεπιστήμιο Αθηνών,
Σχολή θετικών επιστημών, Τμήμα φυσικής,
Τομέας Αστροφυσικής, Αστρονομίας & Μηχανικής.

Μεταβλητότητα Αστέρων Μεγάλης Μάζας στο Αστρικό Σμήνος Arches

Μεταπτυχιακή Εργασία

Κωνσταντίνος Μαρκάκης Α.Μ.:200727

Αθήνα

Ιούνιος 2011

Τριμελής επιτροπή:
Δρ. Άλκηστη Μπονάνου (Δόκιμη Ερευνήτρια Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών) – Κύρια Επιβλέπουσα
Δρ. Δέσποινα Χατζηδημητρίου (Αναπληρώτρια Καθηγήτρια) – Επιβλέπουσα Καθηγήτρια
Δρ. Κανάρης Τσίγγανος (Καθηγητής – Πρόεδρος Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών)

Λέξεις κλειδιά: Εκλειπτικά Συστήματα, Μεγάλης Μάζας Αστέρες, Γαλαξιακό Κέντρο, Μεταβλητότητα, Προσαρμοστική Οπτική.

Keywords: Eclipsing Binaries, Massive Stars, Galactic Centre, Variability, Adaptive Optics.

ΠΕΡΙΕΧΌΜΕΝΑ

Σελίδες

ΠΡΟΛΟΓΟΣ..... 4

Κεφάλαιο 1: Εισαγωγή

1.1 Μεγάλης μάζας αστέρες..... *7*

1.2 Μεταβλητοί αστέρες *13*

1.3 Διπλοί αστέρες..... *16*

1.4 Το αστρικό σμήνος Arches..... 18

Κεφάλαιο 2: Παρατηρησιακά Δεδομένα

2.1 Φωτομετρία στο υπέρυθρο με την χρήση προσαρμοστικής οπτικής..... *25*

2.2 Περιγραφή δεδομένων..... *32*

2.3 Επεξεργασία δεδομένων..... *36*

Κεφάλαιο 3: Φωτομετρία

3.1 Γενικά περί φωτομετρίας..... *63*

3.2 Φωτομετρία με το ISIS..... *65*

3.3 Φωτομετρία με το DAOPHOT..... *70*

3.4 Φωτομετρία με το STARFINDER..... *75*

Κεφάλαιο 4: Αποτελέσματα-Συζήτηση

4.1 Αποτελέσματα φωτομετρίας με τα ISIS/DAOPHOT..... *90*

4.2 Αποτελέσματα φωτομετρίας με το STARFINDER..... *96*

4.3 Συμπεράσματα και μελλοντική δουλειά..... *103*

Βιβλιογραφία..... *110*

Παράρτημα Α:

Κώδικας fortran για την παραγωγή των καμπυλών με το STARFINDER..... *113*

Πρόλογος

Το ταξίδι αυτό άρχισε πριν από τρία χρόνια, περίπου, και τώρα βρίσκεται στο τέλος της πρώτης φάσης του. Στην διάρκεια του γνώρισα πολύ ενδιαφέροντες ανθρώπους με υψηλό επίπεδο γνώσεων, πολύ θέληση και αγάπη για το αντικείμενο της αστρονομίας, οι οποίοι με ενέπνευσαν και μου έδωσαν επιπλέον κίνητρο για να συνεχίσω να βαδίζω σε αυτόν τον δύσκολο, αλλά ταυτόχρονα, πολύ ενδιαφέροντα και γεμάτο εκπλήξεις δρόμο.

Θέλω να ευχαριστήσω τους ανθρώπους του Εθνικού Αστεροσκοπείου Αθηνών για την βοήθεια τους και τις συμβουλές τους σε διάφορα προβλήματα που παρουσιάστηκαν κατά την διάρκεια της εργασίας αυτής. Θα ήθελα να ευχαριστήσω ιδιαιτέρως την επιβλέπουσα μου, ερευνήτρια Δρ. Άλκηστη Μπονάνου, για του υψηλού επιπέδου ερευνητική εργασία που μου προσέφερε καθώς και για την πολύτιμη βοήθεια της σε όλες τις δυσκολίες που αντιμετωπίσαμε τον τελευταίο ένα χρόνο. Επίσης θα ήθελα να ευχαριστήσω τους συναδέλφους μου μεταπτυχιακούς φοιτητές Αλέξανδρο Παπαγεωργίου, Φίλιππο Κολιοπάνο, Λάζαρο Κουτουλίδη και ιδιαιτέρως την Ευγενία Κουμπιά για την πολύτιμη βοήθεια και τις ιδέες τους κάθε φορά που αντιμετώπιζα κάποιο πρόβλημα όπως και για τις όμορφες στιγμές που περάσαμε στο γραφείο που μοιραστήκαμε. Ακόμη, θα ήθελα να πω ένα μεγάλο ευχαριστώ σε όλους τους καθηγητές που γνώρισα αυτά τα σχεδόν τρία χρόνια και που με βοήθησαν με την εμπειρία τους και την επιμονή τους να εμπλουτίσω τις γνώσεις μου στην αστροφυσική σε τόσο καλό επίπεδο και ιδιαιτέρως στην Κα Χατζηδημητρίου, της οποίας η αρχική παρότρυνση (όταν ήμουν προπτυχιακός φοιτητής στο Πανεπιστήμιο της Κρήτης ακόμα) να ασχοληθώ με την αστροφυσική ήταν κομβική για την απόφαση μου να ξεκινήσω αυτό το ταξίδι. Τέλος θα ήθελα να ευχαριστήσω ιδιαίτερα τον Dr. Rainer Schoedel για την πολύτιμη βοήθεια του και την παροχή των προγραμμάτων του. Το ταξίδι λοιπόν συνεχίζεται.....

Κεφάλαιο 1ο: Εισαγωγή

1.1 Μεγάλης μάζας αστέρες

1.2 Μεταβλητοί αστέρες

1.3 Διπλοί αστέρες

1.4 Το αστρικό σμήνος Arches

1.1 Μεγάλης μάζας αστέρες

Γενικά ένας αστέρας σχηματίζεται από την βαρυτική κατάρρευση μιας περιοχής ενός πυκνού μεσοαστρικού μοριακού νέφους, σε κάποιο σημείο της οποίας δημιουργείται μια αρχική συμπύκνωση. Όταν αυτή γίνει μεγαλύτερη από την μάζα Jeans,

$$M_J = \left(\frac{4\pi}{3}\right)\rho R_J^3 = \left(\frac{\pi}{6}\right)\frac{c_s^3}{G^{3/2}\rho^{1/2}} \simeq (2\ \mathrm{M}_\odot)\left(\frac{c_s}{0.2\ \mathrm{km\ s^{-1}}}\right)^3\left(\frac{n}{10^3\ \mathrm{cm^{-3}}}\right)^{-1/2}$$

όπου ρ είναι η πυκνότητα, R_J είναι η ακτίνα Jeans, C_s είναι η ταχύτητα του ήχου στο αέριο και n είναι η αριθμητική πυκνότητα του αερίου, αρχίζει με την πάροδο του χρόνου να αναπτύσσει ένα ολοένα αυξανόμενο βαρυτικό πεδίο προσελκύοντας ακόμα περισσότερη ύλη σε αυτό. Όταν η βαρυτική πίεση συμπιέσει αρκετά τα μόρια υδρογόνου, ανεβάσει την θερμοκρασία του και κατ' επέκταση του προσδώσει αρκετή κινητική ενέργεια, τα μόρια του αερίου διασπώνται και τα άτομα κινούνται πλέον ελεύθερα. Μόλις η πίεση αυξηθεί ακόμα περισσότερο τα άτομα υδρογόνου αρχίζουν να ενώνονται σχηματίζοντας άτομα ηλίου μέσω της διαδικασίας που ονομάζεται πυρηνική σύντηξη. Εάν αυτή η διαδικασία συμβεί σε διαφορετικά σημεία της ίδιας περιοχής δημιουργούνται αστέρες διαφόρων μαζών ανάλογα με τις εκάστοτε συνθήκες.

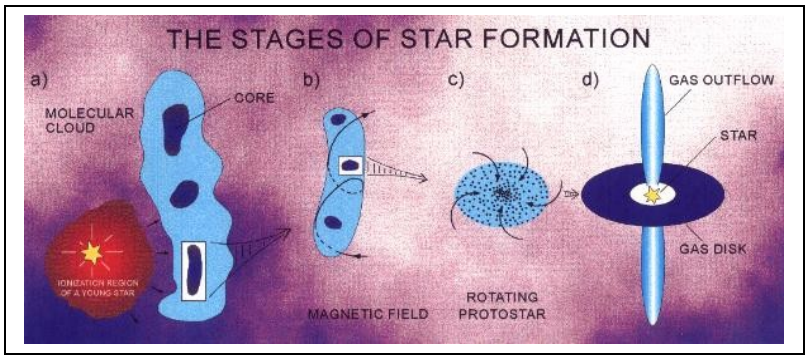
Όμως όπως περιγράψαμε καθώς οι πυρηνικές αντιδράσεις αρχίζουν, τη στιγμή που ο πυρήνας ξεπεράσει μια κρίσιμη θερμοκρασία (η οποία εξαρτάται από την μάζα του αστέρα), αρχίζει να ακτινοβολεί πραγματοποιώντας πυρηνικές αντιδράσεις σύμφωνα με τον κύκλο πρωτονίου-πρωτονίου:

$$4\,^1\mathrm{H} \rightarrow 2\,^2\mathrm{H} + 2e^+ + 2\nu_e\ (4.0\ \mathrm{MeV} + 1.0\ \mathrm{MeV})$$

$$2\,^1\mathrm{H} + 2\,^2\mathrm{H} \rightarrow 2\,^3\mathrm{He} + 2\gamma\ (5.5\ \mathrm{MeV})$$

$$2\,^3\mathrm{He} \rightarrow\ ^4\mathrm{He} + 2\,^1\mathrm{H}\ (12.9\ \mathrm{MeV})$$

Από την στιγμή αυτή και έπειτα αρχίζει να αναπτύσσεται μια πίεση ακτινοβολίας με διεύθυνση αντίθετη της βαρυτικής κατάρρευσης γεγονός το οποίο τείνει να περιορίσει το μέγεθός του, επειδή η πίεση ακτινοβολίας διώχνει το προς κατάρρευση υλικό μακριά από τον αστέρα, εμποδίζοντας την περαιτέρω αύξηση της μάζας του. Άλλο ένα αποτέλεσμα της φωτονικής πίεσης που αναπτύσσεται είναι ότι όλοι οι αστέρες παρουσιάζουν αναπάλσεις. Όλη η διαδικασία που περιγράψαμε φαίνεται σχηματικά στην εικόνα 1.



Εικόνα 1: Στάδια δημιουργίας ενός αστέρα, από την κατάρρευση του μεσοαστρικού νέφους έως τον δίσκο προσαύξησης και τις διπολικές εκροές (Arizona Radio Observatory).

Το παραπάνω γενικό σενάριο δημιουργίας ενός νέου αστέρα παρότι βρίσκει εφαρμογή σε αστέρες μικρής και ενδιάμεσης μάζας από την μελέτη των οποίων άλλωστε έχει προκύψει. Ο λόγος είναι ότι οι μικρής και μεσαίας μάζας αστέρες είναι πολύ περισσότεροι σε σχέση με τους μεγάλης μάζας αστέρες (και άρα το στατιστικό δείγμα μεγαλύτερο) καθώς επίσης και γιατί η φάση πριν την κύρια ακολουθία στους μεγάλης μάζας αστέρες διαρκεί πολύ λίγο. Έτσι δεν θεωρείται ότι αποτελεί απόλυτα σωστή περιγραφή για το τι συμβαίνει κατά την διαδικασία δημιουργίας αστέρων μεγάλης μάζας.

Ως αστέρες μεγάλης μάζας θεωρούμε τους αστέρες με μάζα μεγαλύτερη από περίπου 8 $M_{\odot}$, καθώς από την μάζα αυτή και πάνω το αστρικό πτώμα που προκύπτει είναι είτε αστέρας νετρονίων είτε μαύρη τρύπα. Ο αριθμός των αστέρων μεγάλης μάζας είναι μόλις το 10% εκείνου των αστέρων με μάζες 1-2 $M_{\odot}$ σε ένα τυχαίο δείγμα αστέρων που ακολουθεί την Αρχική Συνάρτηση Μάζας (Initial Mass Function or IMF) του Salpeter (1955). Πόσο μεγάλης μάζας όμως είναι οι μεγαλύτεροι αστέρες της κατανομής;

Παλαιότερες θεωρητικές προβλέψεις (Schwarzschild & Härm 1959) αναφέρουν ότι το όριο μάζας για το οποίο ένας αστέρας έχει σταθερές αναπάλσεις (Pulsationally Stable), και ως εκ τούτου να μπορεί να υφίσταται, είναι 60-65 $M_{\odot}$. Αστέρες με μάζες 65–95 $M_{\odot}$ είναι πιθανό να υπάρχουν, παρότι έχουν ασταθείς αναπάλσεις, εάν αυτές έχουν εντάσεις μη ικανές να διαλύσουν τον αστέρα, ενώ αστέρες με μάζες μεγαλύτερες από 95 $M_{\odot}$ δεν είναι δυνατόν, σύμφωνα με την θεωρία, να υπάρχουν. Το αποτέλεσμα αυτό επιβεβαίωσαν και οι Appenzeller (1970) και Ziebarth (1970), μέσω μη γραμμικών υπολογισμών, ότι δηλαδή οι ασταθείς αναπάλσεις δεν μπορούν να διαλύσουν έναν αστέρα με μάζα κάτω από την κρίσιμη μάζα των περίπου 100 $M_{\odot}$. Πιο πρόσφατες

θεωρητικές μελέτες όπως των Stothers & Chin (1993) εκμεταλλευόμενες λεπτομερέστερα και αρτιότερα μοντέλα αστρικής εξέλιξης, κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι, για μεταλλικότητα ίση με 0,02, δεν υπάρχουν ασταθείς αναπάλσεις για αστέρες με μάζα μέχρι και 150 $M_{\odot}$, ενώ για μεταλλικότητα 0,004 (όπως του Μικρού Νέφους του Μαγγελάνου), η κρίσιμη μάζα για ασταθείς αναπάλσεις μειώνεται ελάχιστα σε 140 $M_{\odot}$.

Ένα επιπλέον πρόβλημα που υπάρχει στον σχηματισμό τον αστέρων μεγάλης μάζας είναι το γεγονός ότι δεν κατανοούμε πλήρως τον μηχανισμό μέσω του οποίου γίνεται η πτώση της ύλης από τον δίσκο προσαύξησης προς τον αστέρα. Για να αυξήσει την μάζα του ένας αστέρας πρέπει ο ρυθμός αύξησης μάζας M_{acc} λόγω βαρυτικής έλξης να είναι μεγαλύτερος από τον ρυθμό απώλειας μάζας $M_{outflow}$ λόγω της πίεσης ακτινοβολίας δηλαδή:

$$\frac{M*G}{r^2} > \frac{k_{eff}*L}{4\pi r^2 c},$$

όπου k_{eff} είναι η αδιαφάνεια, L η λαμπρότητα, M η μάζα, G η σταθερά παγκόσμιας έλξης, r η ακτίνα και c η ταχύτητα του φωτός. Η παραπάνω σχέση δίνει ένα άνω όριο για την αδιαφάνεια της τάξης των $k_{eff} \sim 100\, gr^{-1} cm^2$ ώστε να υπάρχει προσαύξηση μάζας. Σύμφωνα με τα παραπάνω και με δεδομένο το ότι η αδιαφάνεια του μεσοαστρικού υλικού είναι της τάξης του $k_{eff} \sim 100\, gr^{-1} cm^2$ για αστέρες με μάζα μεγαλύτερη από περίπου 5-10 $M_{\odot}$ είναι δύσκολο να υπάρξει αύξηση μάζας (Yorke et al. 2002).

Για να λυθεί το πρόβλημα της αδιαφάνειας θα πρέπει να μειωθεί η αδιαφάνεια του υλικού, που προσπίπτει από τον δίσκο, σε τιμές μικρότερες από την μέση τιμή αδιαφάνειας του μεσοαστρικού χώρου. Ένας τρόπος για να γίνει αυτό θα ήταν να μειωθεί η ενέργεια της προσπίπτουσας στο υλικό ακτινοβολίας. Εφόσον η αδιαφάνεια είναι ανάλογη της συχνότητας της ακτινοβολίας, όσο μικρότερη η συχνότητα τόσο μικρότερη και η αδιαφάνεια. Αυτό το σενάριο αντιμετωπίζει όμως το πρόβλημα ότι οι μεγάλης μάζας αστέρες, λόγω των μεγάλων θερμοκρασιών που τους διέπουν, εκπέμπουν το μεγαλύτερο μέρος της ακτινοβολίας τους στο υπεριώδες, δηλαδή υψηλής ενέργειας ακτινοβολία. Ένας άλλος τρόπος να μειωθεί η αδιαφάνεια είναι η σκόνη, με κάποιο τρόπο, είτε να συμπυκνωθεί σε μεγαλύτερες δομές οι οποίες δεν θα είναι συγκρίσιμες σε μέγεθος με το μήκος κύματος της προσπίπτουσας σε αυτές ακτινοβολίας, είτε να

καταστραφεί αφήνοντας το αέριο (που έχει μικρότερη αδιαφάνεια) ως τον κύριο παράγοντα στην αδιαφάνεια (Yorke et al. 2002).

Έχει αποδειχτεί ότι ακόμη και ένα μικρό ποσό περιστροφής (όπως συμβαίνει όταν η μάζα καταρρέει βαρυτικά σε ένα μοριακό νέφος) οδηγεί σε σχηματισμό δίσκου προσαύξησης. Κοντά στο κέντρο ο υπό διαμόρφωση αστέρας ακτινοβολεί ισοτροπικά, το πεδίο ακτινοβολίας όμως αρχίζει να γίνεται ανισοτροπικό, προς τους πόλους, καθώς απομακρυνόμαστε από το κέντρο (Nakano et al. 1995, Yorke & Bodenheimer 1999). Αυτό οδηγεί στην δημιουργία πιδάκων στους πόλους (φαινόμενο γνωστό και ως flashlight effect) από όπου αναμένεται τελικά να διαφύγει ένα μεγάλο μέρος της ακτινοβολίας λύνοντας πρόσκαιρα το πρόβλημα της αδιαφάνειας. Στην πραγματικότητα αυτό το φαινόμενο απλά καθυστερεί την διαφαινόμενη διακοπή της προσαύξησης ύλης καθώς κάποια στιγμή μοιραία η επιτάχυνση της βαρύτητας θα γίνει μικρότερη της επιτάχυνσης της ακτινοβολίας. Το πώς ακριβώς αυξάνεται η μάζα ενός αστέρα μέσω του δίσκου προσαύξησης παραμένει μέχρι σήμερα ένα ανοιχτό πρόβλημα.

Ένας άλλος τρόπος αύξησης της μάζας θα μπορούσε να είναι οι αστρικές συγκρούσεις και οι συγχωνεύσεις. Είναι όμως ακόμα ασαφές το αν είναι δυνατόν πραγματικά με αυτόν τον τρόπο να φτάσουμε σε αστέρες με μάζες πάνω από 200 $M_{\odot}$. Σε αυτή την περίπτωση θα μειωνόταν η αριθμητική πυκνότητα των αστέρων που μπορούν να συμμετάσχουν σε αυτή την διαδικασία με αποτέλεσμα να παρουσιάζεται μια εξάρτηση του ανώτερου ορίου μάζας από την αριθμητική πυκνότητα των αστέρων (Portegies Zwart et al. 2006).

Παρ' όλα αυτά οι παρατηρήσεις (με έμμεσο όμως τρόπο προσδιορισμού της μάζας, βλ. σελ. 20,21) έχουν δείξει ότι υπάρχουν αστέρες με πολύ μεγαλύτερες μάζες από αυτές που προβλέπονται θεωρητικά. Έχουν παρατηρηθεί αρκετοί αστέρες των οποίων οι μάζες προέκυψαν από φωτομετρικές παρατηρήσεις να είναι περίπου 100 $M_{\odot}$ (Maiz Apellaniz et al. 2007) ή ακόμα και 120 – 200 $M_{\odot}$ (Figer et al. 2002), δηλαδή πολύ μεγαλύτερες από τις προβλεπόμενες από την, έστω και ημιτελή, θεωρία που προαναφέραμε. Αυτά τα αποτελέσματα όμως προέκυψαν είτε από τον συσχετισμό των απόλυτων μεγεθών των αστέρων με την αρχική μάζα τους μέσω των εξελικτικών μοντέλων της Γενεύης (Figer et al. 2002), τα οποία είναι ότι αρτιότερο υπάρχει για την διαδικασία δημιουργίας των αστέρων μεγάλης μάζας (αφού περιλαμβάνουν και την

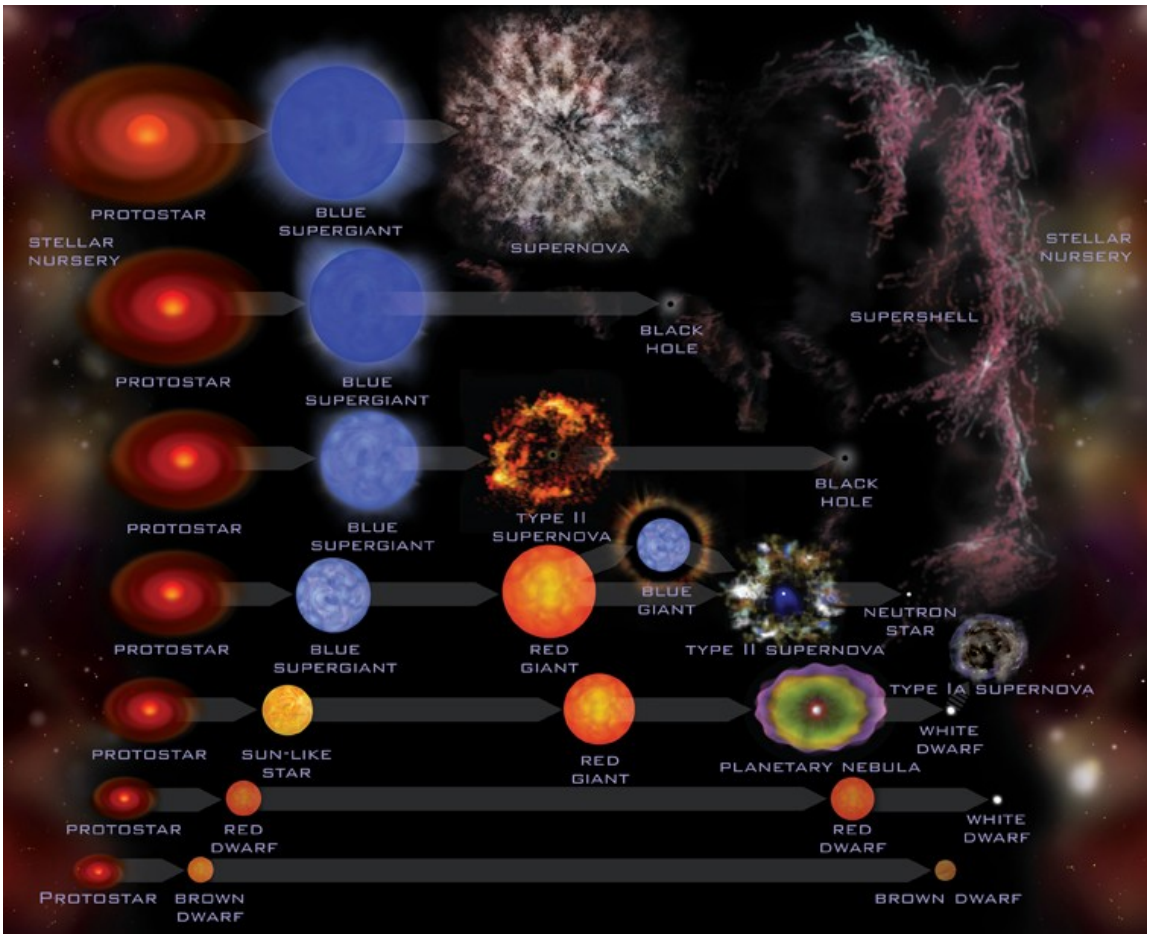
επίδραση την περιστροφής στην εξέλιξη των αστέρων), είτε κάνοντας στατιστική μελέτη σε ήδη υπάρχοντα δεδομένα χρησιμοποιώντας διαφορετικές αρχικές συναρτήσεις μάζας και εξάγοντας ένα ανώτερο όριο της κατανομής της αστρικής μάζας (Oey & Clarke et al. 2005). Επίσης πρόσφατα ανακοινώθηκαν αστέρες με αρχικές μάζες έως περίπου 250 – 300 $M_{\odot}$ (Crowther et al. 2010), όπως στο σμήνος R136 στο Μεγάλο νέφος του Μαγγελάνου (LMC), η δημιουργία των οποίων ακόμα δεν μπορεί να εξηγηθεί θεωρητικά. Οι υπολογισμοί σε αυτή την περίπτωση έγιναν μέσω νέων εξελικτικών μοντέλων μεταλλικότητας για το LMC και με την υπόθεση ότι οι αστέρες αυτοί είναι μονοί (Crowther et al. 2010).

Ο προφανής τρόπος να απαντήσουμε σε όλα αυτά τα ερωτήματα είναι να μελετήσουμε όσο το δυνατόν περισσότερους αστέρες μεγάλης μάζας (με έναν πιο άμεσο τρόπο προσδιορισμού της μάζας, βλ. σελ. 20,21). Ένα μέρος όπου είναι πολύ πιθανό να βρούμε τέτοια αντικείμενα είναι τα νεαρά αστρικά σμήνη μεγάλης μάζας και ειδικά αυτά που βρίσκονται κοντά στο κέντρο ενός γαλαξία όπως συμβαίνει με το Arches. Εκεί η πυκνότητα της ύλης είναι μεγαλύτερη και, ως εκ τούτου, στα σμήνη αυτά έχουμε πολύ μεγάλη πιθανότητα να βρούμε αστέρες μεγάλης μάζα. Επίσης οι αστέρες τέτοιων σμηνών χαρακτηρίζονται από ίδια μεταλλικότητα και ηλικία, πληροφορίες πολύτιμες στην αναζήτηση των θεωρητικών απαντήσεων.

Μετά τα αρχικά στάδια της δημιουργίας του ένας μονός αστέρας μεγάλης μάζας περνάει μερικά εκατομμύρια χρόνια στην κυρία ακολουθία. Όταν το υδρογόνο του αστέρα μετατραπεί σε ήλιο εγκαταλείπει την κύρια ακολουθία και αρχίζει να καίει ήλιο προς βαρύτερα στοιχεία. Ο αστέρας τώρα έχει μετατραπεί σε ερυθρό υπεργίγαντα και θα τελειώσει την ζωή του (όπως και κάθε αστέρας με μάζα μεγαλύτερη από 8 $M_{\odot}$) με μια φαντασμαγορική έκρηξη υπερκαινοφανούς (supernova). Το αστρικό πτώμα που προκύπτει από μια έκρηξη supernova μπορεί να είναι είτε ένας αστέρας νετρονίων είτε μια μελανή οπή ανάλογα με την αρχική μάζα του αστέρα τη μεταλλικότητα και την ταχύτητα περιστροφής (Heger et al. 2003). Οι εκρήξεις supernova είναι πολύ σημαντικές γιατί εμπλουτίζουν τον μεσοαστρικό χώρο με βαρύτερα στοιχεία από τον σίδηρο τα οποία δημιουργούνται κατά την έκρηξη λόγω των μεγάλων πιέσεων που ασκούνται στο διαστελλόμενο κέλυφος του αστέρα. Με λίγα λόγια οφείλουμε εν μέρει την ύπαρξή μας στους αστέρες μεγάλης μάζας!

Επίσης πολλοί από τους αστέρες μεγάλης μάζας παρατηρούνται σαν μέλη πολλαπλών συστημάτων (διπλών, τριπλών ή τετραπλών). Το ποσοστό αυτό φτάνει περίπου το 40% των αστέρων μεγάλης μάζας που είναι γνωστά, ενώ ένα 20% περίπου αυτών παρουσιάζουν εκλείψεις (Zinnecker & Yorke 2007).

Οι αστέρες μεγάλης μάζας παίζουν επίσης σημαντικό ρόλο στην εξέλιξη των γαλαξιών με διάφορους τρόπους. Εκτός από τον εμπλουτισμό του μεσοαστρικού χώρου με βαριά στοιχεία μέσω των αστρικών ανέμων και των εκρήξεων υπερκαινοφανών, οι αστέρες μεγάλης μάζας αποτελούν βασικό παράγοντα ιονισμού του αερίου ενός γαλαξία, λόγω της υπεριώδους ακτινοβολίας τους, καθώς επίσης και της θέρμανσης της μεσαοαστρικής σκόνης. Συνοπτικά η εξέλιξη και ο θάνατος αστέρων διάφορων μαζών παρουσιάζεται στην εικόνα 2 που ακολουθεί.



Εικόνα 2: Γραφική απεικόνιση της εξέλιξης αστέρων διαφόρων μαζών από τη στιγμή δημιουργίας τους μέχρι το θάνατό τους (NASA/CXC/M. Weiss).

1.2 Μεταβλητοί Αστέρες

Ως μεταβλητούς αστέρες θεωρούμε εκείνους των οποίων η λαμπρότητα μεταβάλλεται σε συνάρτηση με τον χρόνο. Οι μεταβολές αυτές μπορεί να οφείλονται είτε σε εξωτερικά είτε σε εσωτερικά αίτια.

Οι κυριότερες κατηγορίες μεταβλητών, λόγω εσωτερικών αιτίων, αστέρων είναι:

- *Μεταβλητοί δι' αναπάλσεων αστέρες:* Οι αστέρες αυτοί παρουσιάζουν μεταβολές στην λαμπρότητά τους κυρίως λόγω των διαδοχικών συρρικνώσεων και διογκώσεων που παθαίνουν. Παρότι όλοι οι αστέρες παρουσιάζουν αυτές τις αναπάλσεις εντούτοις σε αυτούς που χαρακτηρίζονται μεταβλητοί δι' αναπάλσεως το φαινόμενο είναι αρκετά πιο έντονο. Παραδείγματα τέτοιων μεταβλητών είναι οι Κηφίδες , οι αστέρες RR Lyrae, οι Delta Scuti κ.α. Χαρακτηριστικό αυτής της κατηγορίας είναι ότι οι μεταβολές τους παρουσιάζουν περιοδικότητα.

- *Εκρηκτικοί και Κατακλυσμικοί μεταβλητοί:* Αυτοί οι αστέρες χαρακτηρίζονται από ξαφνικές και βίαιες μεταβολές της λαμπρότητας τους. Οι εκρηκτικοί μεταβλητοί βιώνουν τις αλλαγές στην λαμπρότητα τους είτε λόγω ξαφνικής εκτόξευσης μάζας όπως οι λαμπροί μπλε μεταβλητοί αστέρες (LBV's) είτε λόγω του ότι βρίσκονται ακόμη στα πρώιμα στάδια της δημιουργίας τους οπότε και βιώνουν μεταβολές στην λαμπρότητα τους όπως οι πρωτοαστέρες, οι αστέρες T Tauri και τα αντικείμενα Herbig-Haro. Οι κατακλυσμικοί μεταβλητοί παρουσιάζουν πολύ μεγαλύτερες και βιαιότερες μεταβολές. Τέτοιες είναι οι εκρήξεις υπερκαινοφανών (Supernovae) που συμβαίνουν στο τέλος της ζωής αστέρων μεγάλης μάζας. Οι εκρήξεις αυτές μπορεί να μεταβάλουν την λαμπρότητα του αστέρα μέχρι και 20 μεγέθη. Στην κατηγορία αυτή επίσης ανήκουν και οι εκρήξεις καινοφανών (Novae) οι οποίες προκαλούνται από την πρόσπτωση μάζας σε ένα λευκό νάνο από έναν αστέρα συνοδό. Αντίθετα με τις εκρήξεις υπερκαινοφανών, στις εκρήξεις καινοφανών ο αστέρας δεν καταστρέφεται και το φαινόμενο μπορεί να επαναληφθεί περιοδικά και με διαφορετικές εντάσεις.

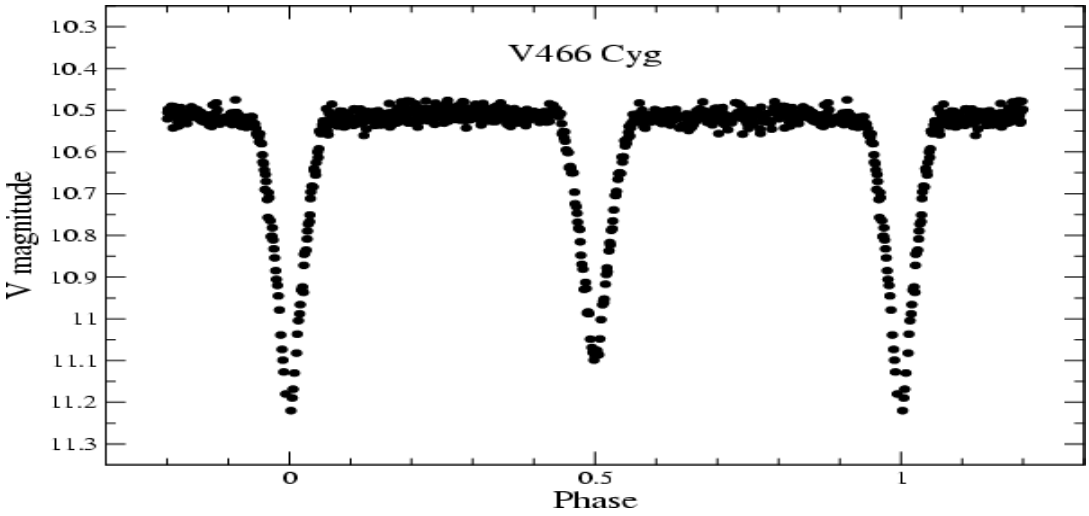
- *Άλλοι μεταβλητοί αστέρες:* Οι αστέρες Wolf-Rayet, οι γίγαντες και οι υπεργίγαντες μεταβάλλουν την λαμπρότητα τους λόγω του έντονου ρυθμού απώλειας μάζας που παρουσιάζουν λόγω των αυξημένων αστρικών τους ανέμων.

Οι κυριότερες κατηγορίες μεταβλητών, λόγω εξωτερικών αιτίων, αστέρων είναι:

- *Περιστρεφόμενοι μεταβλητοί αστέρες:* Αυτοί οι αστέρες παρουσιάζουν μεταβολές στην λαμπρότητα τους καθώς περιστρέφονται είτε λόγω της ύπαρξης στην επιφάνεια τους σκοτεινών κηλίδων, που μειώνουν ελαφρώς την λαμπρότητα τους, είτε λόγω έντονων μεταβολών στο μαγνητικό τους πεδίο.

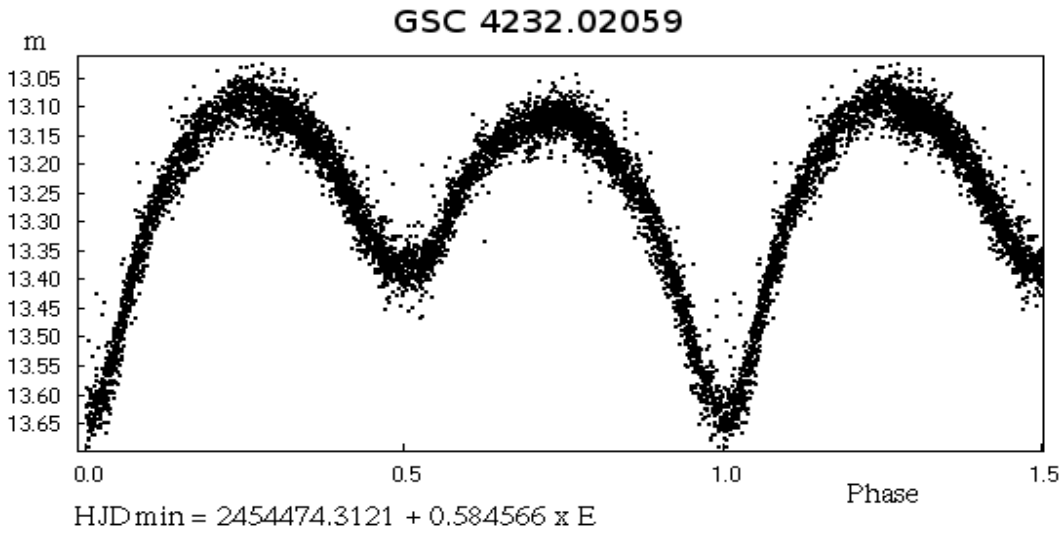
- *Μεταβλητοί δια εκλείψεων αστέρες:* Αυτοί οι αστέρες στην πραγματικότητα αποτελούνται από δύο ή περισσότερα μέλη (βλ. παράγραφο 1.3) τα οποία, περιστρεφόμενα γύρω από το κοινό κέντρο μάζας τους, προκαλούν διαδοχικές εκλείψεις ο ένας στον άλλο με αποτέλεσμα την περιοδική αυξομείωση της λαμπρότητας τους. Προϋπόθεση για να είναι κάτι τέτοιο παρατηρήσιμο είναι το επίπεδο της τροχιάς του συστήματος να είναι παράλληλο με την ευθεία παρατήρησης ή να σχηματίζει μικρή γωνία με αυτή. Αυτοί οι αστέρες χωρίζονται σε τρεις υποκατηγορίες ανάλογα με την μεταξύ τους απόσταση, την ανταλλαγή ή όχι μάζας και της κάλυψης ή μη του λοβού του Roche. Οι κατηγορίες αυτές είναι οι εξής:

    - *β Περσέως (Algol):* Τα μέλη τους είναι σαφώς αποχωρισμένα και χαρακτηρίζονται από περιόδους μεγαλύτερες της μίας ημέρας. Παρουσιάζουν τμήματα σταθερής λαμπρότητας ανάμεσα στα ελάχιστα. Ένα παράδειγμα καμπύλης φωτός ενός τέτοιου διαχωρισμένου συστήματος φαίνεται στην εικόνα 3.



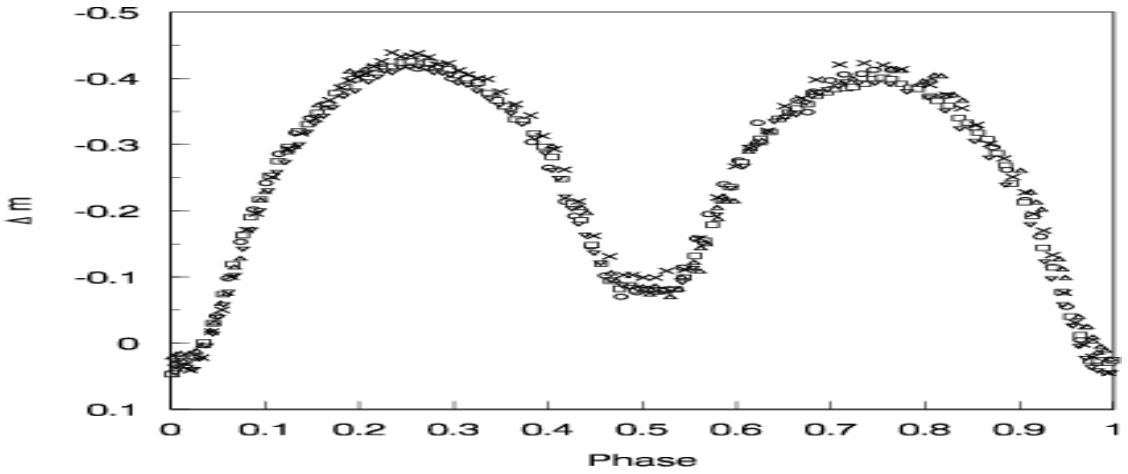
Εικόνα 3: Καμπύλη φωτός διαχωρισμένου συστήματος (Mas-Hesse et al. (2003).

- *β Λύρας:* Μεγάλοι αστέρες σε μικρή απόσταση μεταξύ τους ο ένας εκ των οποίων έχει γεμίσει τον λοβό του Roche. Λόγω της ισχυρής βαρυτικής αλληλεπίδρασης τους παρουσιάζουν παραμόρφωση του σχήματος των μελών τους καθώς και μεταφορά ύλης. Ένα παράδειγμα καμπύλης φωτός ενός τέτοιου συστήματος φαίνεται στην εικόνα 4.



Εικόνα 4: Καμπύλη φωτός αστέρα τύπου β Lyrae (Sokolovsky et al. 2008).

- *W Μεγάλης Άρκτου:* Νάνοι αστέρες που βρίσκονται σχεδόν σε επαφή, έχουν γεμίσει και οι δύο τους λοβούς του Roche και ανταλλάσσουν ύλη. Οι περίοδοι τους είναι γενικά μικρότερες της μίας ημέρας και οι μεταβολές που παρουσιάζουν ποικίλουν από 0,2 έως 0,8 μεγέθη. Ένα παράδειγμα καμπύλης φωτός ενός τέτοιου συστήματος φαίνεται στην εικόνα 5.



Εικόνα 5: Καμπύλη φωτός αστέρα τύπου W Μεγάλης Άρκτου (Li et al. 2001).

1.3 Διπλοί Αστέρες

Τα διπλά συστήματα αστέρων χωρίζονται στις εξής κατηγορίες:

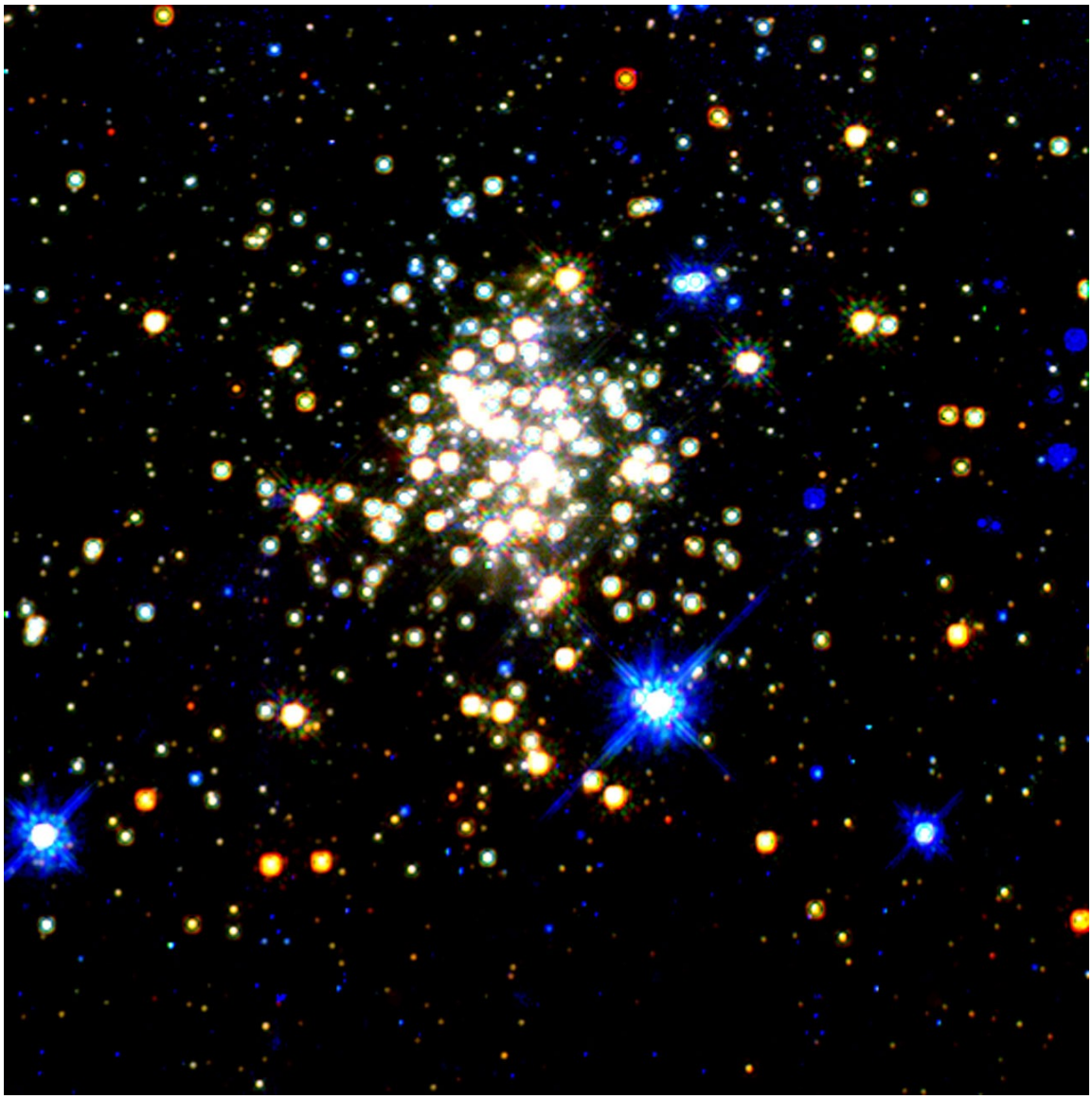
- *Οπτικά συστήματα:* Είναι συστήματα τα οποία μπορούμε να τα ξεχωρίσουμε με άμεση παρατήρηση με το τηλεσκόπιο. Βρίσκονται σχετικά κοντά στην Γη και τα μέλη τους έχουν σχετικά μεγάλη απόσταση μεταξύ τους. Η παρατήρηση τους γίνεται φωτομετρικά και μπορεί να μας αποκαλύψει την εκκεντρότητα της τροχιάς τους, την γωνιώδη απόσταση των μελών του και την κλίση του επιπέδου της τροχιάς τους. Εάν επιπλέον είναι γνωστή η παράλλαξη τους τότε μπορούμε να βρούμε την τιμή του μεγάλου ημιάξονα και το άθροισμα των μαζών των μελών του.

- *Εκλειπτικά ζεύγη:* Όπως προαναφέραμε είναι διπλά συστήματα τα οποία κατά την περιφορά των μελών τους γύρω από το κοινό κέντρο μάζας παρουσιάζουν διαδοχικές εκλείψεις του ενός αστέρα από τον άλλο. Πληροφορίες για αυτά τα ζεύγη αντλούμε και από φωτομετρία και από φασματοσκοπία. Από τις καμπύλες φωτός μπορούμε να μετρήσουμε τις σχετικές λαμπρότητες και ακτίνες τους , την κλίση του επιπέδου και την εκκεντρότητα της τροχιάς τους και τον φωτομετρικό λόγω των μαζών τους. Αν επιπλέον έχουμε και φασματοσκοπικές παρατηρήσεις μπορούμε να κάνουμε ακριβή προσδιορισμό των θεμελιωδών παραμέτρων των μελών τους όπως είναι οι μάζες, οι ακτίνες και οι θερμοκρασίες καθώς και τον φασματικό τύπο του ενός (εάν η λαμπρότητά τους διαφέρει περισσότερο από μια τάξη μεγέθους βλέπουμε μόνο το φάσμα του ενός αστέρα) ή και των δύο μελών του.

- *Φασματοσκοπικά ζεύγη:* Ως τέτοια θεωρούνται, οι σημειακές κατά τα άλλα, πηγές που όμως παρουσιάζουν σύνθετα φάσματα που υποδεικνύουν την ύπαρξη δυο αστέρων. Από αυτή την διαδικασία μπορούμε να προσδιορίσουμε τόσο την εκκεντρότητα της τροχιάς του συστήματος όσο και τις γωνιακές ταχύτητες του κέντρου μάζας και του ενός ή και των δύο μελών ξεχωριστά του συστήματος ανάλογα με το εάν στο φάσμα διακρίνονται οι γραμμές και των δύο αστέρων ή όχι.

Ο εντοπισμός των εκλειπτικών ζευγών (και γενικότερα μεταβλητών αστέρων) στο αστρικό σμήνος Arches είναι ο σκοπός του παρόντος συγγράμματος ενώ ο μακροπρόθεσμος στόχος της μελέτης είναι ο προσδιορισμός των φυσικών παραμέτρων των συστημάτων αυτών με φασματοσκοπία που θα ακολουθήσει.

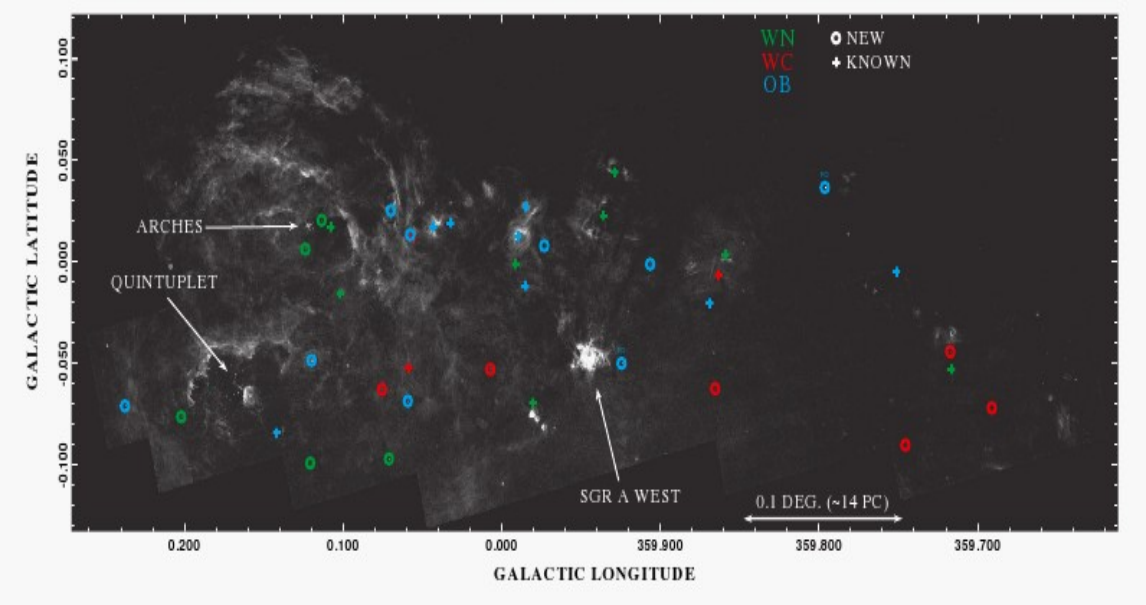
1.4 Το αστρικό σμήνος Arches



Εικόνα 6: Υπέρυθρη εικόνα (40" x 40") του αστρικού σμήνους Arches από το HST/NICMOS (Figer et al. 1999).

Το αστρικό σμήνος Arches είναι ένα από τα πιο πυκνά, νεαρά και μεγάλης μάζας αστρικά σμήνη στον Γαλαξία μας. Επειδή βρίσκεται κοντά στο κέντρο του Γαλαξία και πάνω στο επίπεδο του (όπου η σκόνη είναι σημαντικά περισσότερη) το ορατό μέρος του φάσματος απορροφάται ισχυρά με αποτέλεσμα η παρατήρηση σε ορατά μήκη κύματος να είναι αδύνατη. Αντίθετα μπορούμε να το παρατηρήσουμε καλύτερα στο υπέρυθρο, στις ακτίνες Χ και στα ραδιοκύματα όπου η απορρόφηση είναι σημαντικά μικρότερη. Η

μάζα του είναι περίπου $7*10^4$ $M_\odot$ ενώ η ακτίνα του είναι της τάξης των 0,23 pc (Figer et al. 2002). Βρίσκεται σε απόσταση περίπου 30 pc από το κέντρο του Γαλαξία (Nagata et al. 1995) στον αστερισμό του Τοξότη και περίπου 8 kpc από την Γη. Πιστεύεται ότι δημιουργήθηκε σε μια περίοδο έντονης αστρογέννησης από ένα μοριακό νέφος που δεν υπάρχει πλέον. Η ηλικία του εκτιμάται ότι είναι περίπου $2,5 \pm 0,5\, Myr$ (Figer et al. 2002).



Εικόνα 7: HST/NICMOS Paschen α εικόνα της περιοχής του κέντρου του Γαλαξία, με τη θέση του σμήνους Arches (Wang et al. 2010).

Το σμήνος Arches ανακαλύφθηκε από τους Nagata et al. (1995) και το πρώτο όνομα που του δόθηκε ήταν "Αντικείμενο 17" καθώς ήταν το 17ο αντικείμενο στην λίστα με τις παρατηρήσεις τους. Από τότε έχει μελετηθεί από πολλούς ερευνητές αφού, καθότι νεαρό και με μεγάλη μάζα, αποτελεί ένα εξαιρετικό εργαστήριο για την μελέτη των αστέρων μεγάλης μάζας.

Οι περιορισμένες δυνατότητες των οργάνων δεν επέτρεψαν στους πρώτους ερευνητές να έχουν πλήρη εικόνα ολόκληρου του σμήνους εκείνη την εποχή. Μέσω φασματοσκοπίας οι Nagata et al. κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι πιθανώς να υπάρχουν εκεί πολλοί αστέρες φασματικού τύπου Wolf-Rayet και O. Επίσης υπήρξε μια πρώτη ένδειξη ότι μια έντονη περίοδος αστρογέννησης πρέπει να έχει λάβει χώρα πρόσφατα στο κέντρο του Γαλαξία μας. Οι Cotera et al. (1996) μελέτησαν το σμήνος το 1996 ονομάζοντάς το G0.121+0.017 λόγω των γαλαξιακών συντεταγμένων του. Βρήκαν 13

αστέρες που παρουσιάζουν γραμμές εκπομπής Brγ (που παρουσιάζονται συνήθως σε νεαρούς αστέρες) ατομικού υδρογόνου καθώς και εκπομπή HeI. Συγκρίνοντας τα φάσματα των αστέρων αυτών με γνωστού φασματικού τύπου αστέρες κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι οι 13 αστέρες του G0.121+0.017 πρέπει να είναι τύπου Wolf-Rayet σημειώνοντας πώς, εάν η ταξινόμηση τους είναι σωστή, τότε στο σμήνος G0.121+0.017 βρίσκεται το 14% όλων των γνωστών (εκείνη την εποχή) Wolf-Rayet αστέρων του Γαλαξία. Αργότερα επικράτησε το όνομα Arches (Αψίδα) λόγω του σχήματος των μεγάλων δομών ατομικού υδρογόνου θερμικής εκπομπής που βρίσκονται σε απόσταση 30pc από το κέντρο του Γαλαξία μας και δίπλα στο σμήνος Arches. Σε μετέπειτα εργασίες τους διάφοροι ερευνητές όπως οι Figer et al. (1999), Blum et al. (2001) και άλλοι μελέτησαν εκτενέστερα το σμήνος και με καλύτερης ποιότητας δεδομένα, βρήκαν πολλά αντικείμενα με φασματικούς τύπους WN και Of επιβεβαιώνοντας τις προηγούμενες εκτιμήσεις. Οι Figer et al. (2002) μελέτησαν εκ νέου το Arches με πολύ καλής ποιότητας δεδομένα από τα τηλεσκόπια HST (Hubble Space Telescope) και Keck II Telescope. Παρήγαγαν τον πρώτο μεγάλο κατάλογο (με περίπου 200 αστέρες όλοι με μάζες μεγαλύτερες από 20 $M_{\odot}$) ο οποίος περιέχει περίπου 50 αστέρες με μάζες μεγαλύτερες από 50 $M_{\odot}$. Οι υπολογισμοί τους όμως έγιναν με βάση τον συσχετισμό των απόλυτων μεγεθών των αστέρων με την αρχική μάζα τους μέσω των εξελικτικών μοντέλων της Γενεύης (Maeder et al. 1994), υποθέτοντας μεταλλικότητα ίση με του Ήλιου, συντελεστή μεσοαστρικής απορρόφησης $A_K = 3,1$ που αντιστοιχεί σε $A_v = 28\, mag$ και απόσταση από το κέντρο του Γαλαξία 8 Kpc (Figer et al. 1999). Η διαδικασία αυτή όμως εισάγει πολλά σφάλματα αφενός γιατί τα μοντέλα είναι ατελή, καθώς δεν γνωρίζουμε επακριβώς τα εξελικτικά στάδια ενός αστέρα μεγάλης μάζας ενώ και η ακρίβεια τους δεν έχει ελεγχθεί με παρατηρήσεις, και αφετέρου γιατί οι υποθέσεις που έχουν γίνει είναι προσεγγιστικές. Επίσης παρουσίασαν και υψηλής ανάλυσης φάσματα για κάποιους από αυτούς τους αστέρες. Κατέληξαν στο συμπέρασμα ότι πολλοί από τους αστέρες του σμήνους είναι Wolf-Rayet και μάλιστα ότι αποτελούν το 5% όλων των γνωστών Wolf-Rayet αστέρων του Γαλαξία. Τέλος έκαναν τις εκτιμήσεις που αναφέραμε στην αρχή σχετικά με την συνολική μάζα και την ηλικία του σμήνους. Οι Lang et al. (2001) εντόπισαν μερικές ραδιοπηγές που σχετίζονται με γνωστούς αστέρες του Arches, ενώ οι Law & Yusef-Zadeh (2004), Yusef-Zadeh et al. (2002) και Wang et

al. (2006) έκαναν παρατηρήσεις στις ακτίνες X. Βρήκαν ότι κάποιες από αυτές τις ραδιοπηγές παρουσίαζαν εκπομπή και στις ακτίνες X, γεγονός που υποδηλώνει την σύγκρουση αστρικών ανέμων και άρα πιθανώς την ύπαρξη κάποιων διπλών συστημάτων. Οι Espinoza et al. (2009) σε μια προσπάθεια να υπολογίσουν την αρχική συνάρτηση μάζας (IMF) του σμήνους συμπέραναν ότι η ανώτερη μάζα που μπορεί να έχει ένας αστέρας στο Arches δεν μπορεί να ξεπερνάει τις 150 $M_{\odot}$ (Figer et al. 2005). Υποστήριξαν ότι αν υπήρχε μεγαλύτερης μάζας αστέρας θα έπρεπε να υπάρχουν υπολείμματα ή ενδείξεις για κάποιον υπερκαινοφανή, μιας και ένας αστέρας με μάζα μεγαλύτερη από 150 $M_{\odot}$ θα είχε τελειώσει τα πυρηνικά του καύσιμα στον χρόνο ζωής του σμήνους.

Εμείς θα παρουσιάσουμε την πρώτη μελέτη μεταβλητότητας σε αυτό το σμήνος και, λόγω της νεαρής του ηλικίας και της μεγάλης μάζας του, περιμένουμε να υπάρχουν μεγάλης μάζας αστέρες οι οποίοι να μην έχουν εξελιχθεί ακόμη. Το γεγονός αυτό το κάνει ιδανικό εργαστήριο, καθώς βρίσκοντας μεγάλης μάζας εκλειπτικά συστήματα μέσω της φωτομετρίας που θα παρουσιάσουμε, και με φασματοσκοπία που θα ακολουθήσει, αυξάνονται οι πιθανότητες να υπολογίσουμε ακριβείς φυσικές παραμέτρους τέτοιων αντικειμένων που όπως προαναφέραμε είναι σπάνια. Η μέθοδος υπολογισμού των φυσικών παραμέτρων των αστέρων μέσω των διπλών εκλειπτικών συστημάτων είναι η μόνη ακριβής μέθοδος καθώς περιορίζει, μέσω της πληροφορίας που παίρνουμε από την φωτομετρία και τα φάσματα και αφού είναι σχεδόν εξολοκλήρου γεωμετρική, κατά πολύ τις υποθέσεις που πρέπει να κάνουμε μειώνοντας έτσι τα σφάλματα των υπολογισμών ή την πιθανότητα λάθους ερμηνείας των αποτελεσμάτων. Ένα παράδειγμα αποτελεί η περίπτωση του αστέρα Pismis 24-1 ο οποίος θεωρήθηκε μονός και η μάζα του είχε προσδιοριστεί, μέσω φωτομετρίας και εξελικτικών μοντέλων, να είναι 200 $M_{\odot}$. Η πηγή αποδείχτηκε τελικά ότι ήταν ένα τριπλό σύστημα αποτελούμενο από τον αστέρα Pismis 24-1SW και το φασματοσκοπικό διπλό σύστημα Pismis 24-1NE , οι μάζες των οποίων είναι αρκετά μικρότερες ($\approx$100 $M_{\odot}$ το κάθε ένα) από την προαναφερθείσα τιμή (Maiz Apellaniz et al. 2007). Με φωτομετρικές και φασματοσκοπικές πληροφορίες από διπλά συστήματα, μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε τις εξισώσεις του Kepler οι οποίες επιτρέπουν τον άμεσο υπολογισμό των μαζών, των ακτίνων και των υπόλοιπων φυσικών παραμέτρων των αστέρων του συστήματος.

Μετρήσεις με αυτή τη μέθοδο έχουν γίνει για τα εξής συστήματα μεγάλης μάζας: WR 20a (83 ± 5 $M_{\odot}$,82 ± 5 $M_{\odot}$, Rauw et al. 2004, Bonanos et al. 2004) και NGC 3603-A1 (116 ± 31 $M_{\odot}$, 89 ± 16 $M_{\odot}$, Schnurr et al. 2008). Σημειώνουμε ότι ακριβείς μετρήσεις (με ακρίβεια 10%) θεμελιωδών παραμέτρων υπάρχουν μόνο για 15 αστέρες με μάζα μεγαλύτερη από 30 $M_{\odot}$ (Bonanos 2009), οπότε η ανακάλυψη κι ενός ακόμα εκλειπτικού συστήματος που περιέχει μεγάλης μάζας αστέρες είναι σημαντική για τον έλεγχο μοντέλων αστρικής δημιουργίας και εξέλιξης.

Η παρούσα διατριβή θα προσπαθήσει να προσθέσει ένα ακόμα λιθαράκι στην γνώση μας για το αστρικό σμήνος Arches. Με την πρώτη μελέτη μεταβλητότητας αστέρων του σμήνους Arches, θα μπορέσουμε να ψάξουμε για εκλειπτικά συστήματα μεγάλης μάζας, αλλά και να χαρακτηρίσουμε για πρώτη φορά τη μεταβλητότητα όλων των αστέρων του σμήνους. Αυτή η μελέτη θα μπορούσε δυνητικά να μας οδηγήσει στην ανακάλυψη ενός ανώτερου ορίου στην αρχική συνάρτηση μάζας, δηλαδή στην απάντηση του ερωτήματος “πόσο μεγάλους αστέρες μπορεί να φτιάξει σήμερα το σύμπαν;”.

Κεφάλαιο 2ο: Παρατηρησιακά Δεδομένα

2.1 Φωτομετρία στο υπέρυθρο με την χρήση προσαρμοστικής οπτικής

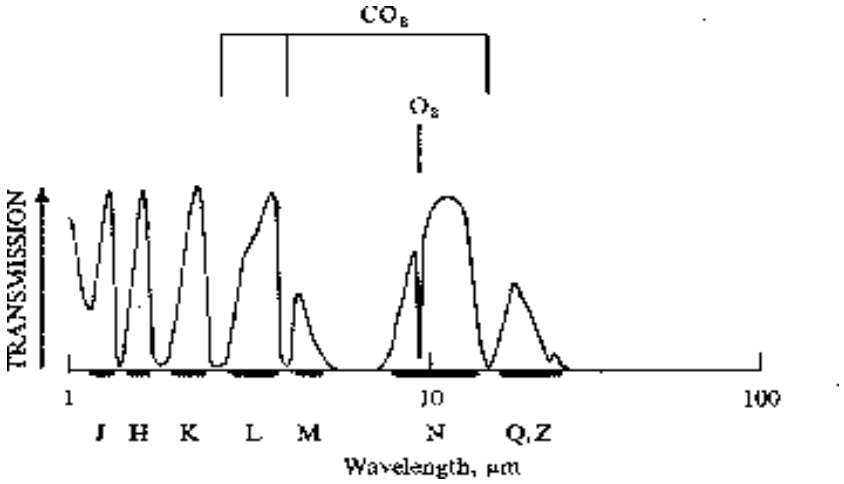
2.2 Περιγραφή δεδομένων

2.3 Επεξεργασία δεδομένων

2.1 Φωτομετρία στο υπέρυθρο με χρήση προσαρμοστικής οπτικής

Για να ανακαλύψουμε διπλά εκλειπτικά συστήματα στο σμήνος Arches πρέπει να χρησιμοποιήσουμε ένα από τα πιο βασικά εργαλεία στην παρατηρησιακή αστρονομία: την φωτομετρία. Πιο συγκεκριμένα θα κάνουμε φωτομετρική μελέτη του σμήνους Arches στο υπέρυθρο καθότι, όπως περιγράψαμε προηγουμένως, η απορρόφηση του ορατού φωτός, όταν το προς παρατήρηση αντικείμενο βρίσκεται στο εσωτερικό μέρος του δίσκου του Γαλαξία, είναι πολύ μεγάλη. Όμως το να γίνει ακριβής φωτομετρία στο υπέρυθρο δεν είναι μια απλή υπόθεση. Υπεισέρχονται σφάλματα στην διαδικασία που σχετίζονται κυρίως με την αλληλεπίδραση της ατμόσφαιρας της Γης με την υπέρυθρη ακτινοβολία αλλά και με την δυναμική συμπεριφορά της. Οι βασικοί λόγοι είναι:

- Ισχυρή απορρόφηση λόγω των μορίων H_2O, CO_2, N_2O και O_3. Αποτέλεσμα της απορρόφησης αυτής είναι “ζώνες” μηκών κύματος όπου η ακτινοβολία περνά την ατμόσφαιρα και “ζώνες” όπου αυτή μπλοκάρεται. Στις “ζώνες” όπου η ακτινοβολία περνά έχουνε ορίσει τα πρότυπα φωτομετρικά φίλτρα J,H,K,L,M. Η παρούσα μελέτη γίνεται στο φίλτρο Ks (K short) με κεντρικό μήκος κύματος (central wavelength) 2,15 μm ώστε η απορρόφηση να ελαχιστοποιείται (σε σχέση με το J,H). Οι “ζώνες” αυτές φαίνονται στην εικόνα 8 που ακολουθεί.



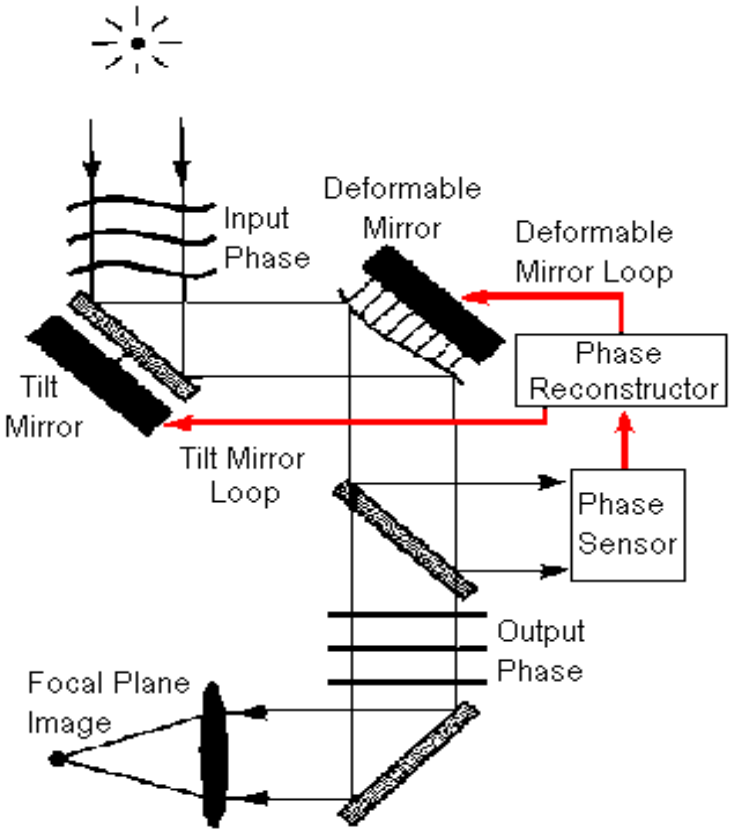
Εικόνα 8: Ζώνες απορρόφησης υπέρυθρης ακτινοβολίας στην γήινη ατμόσφαιρα (Allen 1975).

- Ισχυρή εκπομπή της ατμόσφαιρας με μέγιστο περίπου στα 15 μm. Η ακτινοβολία αυτή σε συνδυασμό με πρόσκρουση κοσμικών ακτίνων (cosmic ray hits) στον ανιχνευτή αποτελούν τον λεγόμενο θόρυβο του ουρανού (sky noise).

- Οι διακυμάνσεις της πυκνότητας των αερίων που υπάρχουν στην ατμόσφαιρα καθώς αυτές επηρεάζουν το seeing (όρος που χρησιμοποιείται για να χαρακτηρίσουμε μια νύχτα καλή η κακή για παρατηρήσεις). Μεγάλες και γρήγορες μεταβολές της πυκνότητας των αέριων μαζών σχετίζονται με κακό seeing και κακή διακριτική ικανότητα, ενώ μικρές και σταδιακές μεταβολές με καλό seeing και καλή διακριτική ικανότητα.

Το μέτωπο κύματος του αστρικού φωτός καθώς πλησιάζει στην γήινη ατμόσφαιρα είναι σχεδόν απολύτως επίπεδο (χωρίς παραμορφώσεις). Οι διαταραχές όμως στα ανώτερα τμήματα της γήινης ατμόσφαιρας (που συμβαίνουν καθώς ζεστές αέριες μάζες ανεβαίνουν προς μεγαλύτερα ύψη με παράλληλη κάθοδο ψυχρών μαζών) προκαλούν μεταβολές στον δείκτη διάθλασης λόγω διαφοροποίησης τοπικά στην πυκνότητα της ατμόσφαιρας. Οι διαφοροποιήσεις αυτές στον δείκτη διάθλασης παραμορφώνουν τοπικά το επίπεδο μέτωπο κύματος προκαλώντας επιβράδυνση φάσης σε κάποια σημεία του (σε αυτά που καλούνται να περάσουν από πιο πυκνό κομμάτι της ατμόσφαιρας) που οδηγούν σε ένα παραμορφωμένο μέτωπο κύματος. Το αποτέλεσμα αυτής της διαδικασίας είναι να παίρνουμε ένα παραμορφωμένο είδωλο αν το τηλεσκόπιο μας είναι μεγαλύτερο από την κλίμακα των διαταραχών αυτών. Η διαδικασία παραμόρφωσης του μετώπου κύματος που μόλις περιγράψαμε ονομάζεται seeing.

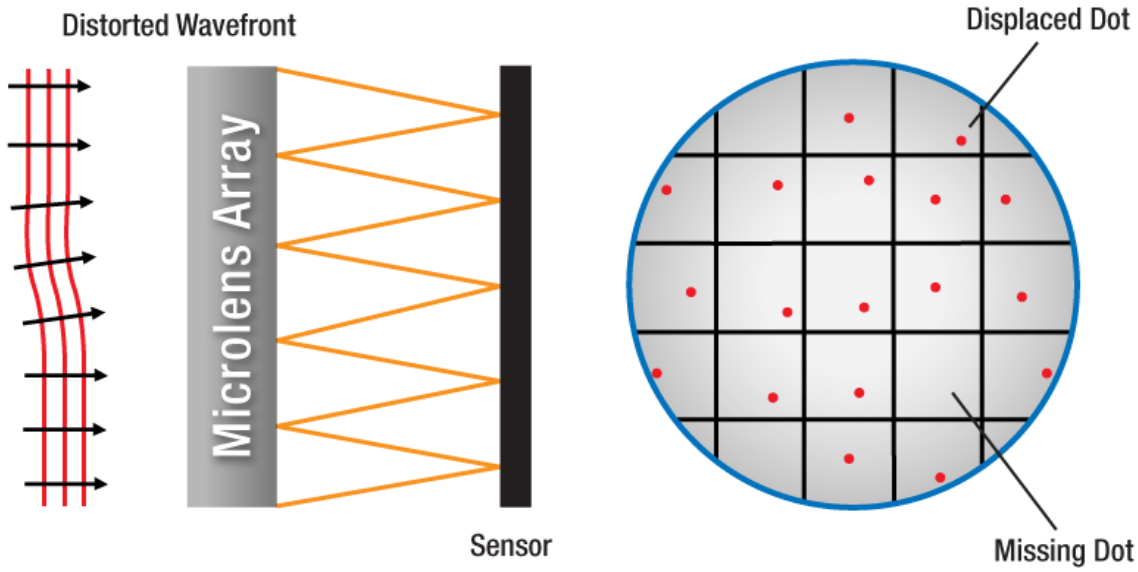
Αν η παρατήρηση γίνεται από το διάστημα το παραπάνω πρόβλημα δεν υφίσταται. Καθώς όμως τα επίγεια τηλεσκόπια είναι σημαντικά φθηνότερα από τα διαστημικά έπρεπε να βρεθεί ένας τρόπος αντιμετώπισης του προβλήματος του κακού seeing που περιορίζει την διακριτική μας ικανότητα. Για να διορθωθεί αυτό το, ενδογενές, πρόβλημα των αστρονομικών παρατηρήσεων (ειδικά στο υπέρυθρο) επινοήθηκε το σύστημα των προσαρμοστικής οπτικής (Adaptive Oprtics). Μια τυπική διάταξη Adaptive Optics φαίνεται σχηματικά στην εικόνα 9 που ακολουθεί.



Εικόνα 9: Γραφική αναπαράσταση ενός απλού συστήματος Adaptive Optics (The Gemini 8m Telescopes Project).

Η λογική αυτού του συστήματος είναι να προσπαθήσει να διορθώσει το παραμορφωμένο μέτωπο κύματος μετρώντας το μέγεθος των παραμορφώσεων αυτών και να εφαρμόσει τις απαραίτητες διορθώσεις. Χρησιμοποιεί μια διάταξη η οποία εντοπίζει την μορφή του μετώπου κύματος. Ένας υπολογιστής παίρνει τα δεδομένα αυτά και υπολογίζει τις παραμορφώσεις που συμβαίνουν στην ατμόσφαιρα. Αυτός ο υπολογισμός χρησιμοποιείται για να παραμορφώσει αντίθετα ένα εύκαμπτο διορθωτικό κάτοπτρο το οποίο παρεμβάλλεται στην οπτική διαδρομή μεταξύ του τηλεσκοπίου και τις κάμερας. Όταν το παραμορφωμένο μέτωπο κύματος ανακλαστεί στο ακριβώς αντίθετα παραμορφωμένο κάτοπτρο, στην κάμερα καταγράφεται μια καθαρή χωρίς παραμορφώσεις εικόνα. Το διορθωτικό κάτοπτρο προσαρμόζεται στις αλλαγές που του υποδεικνύει ο υπολογιστής σε κλίμακα χρόνου της τάξης του χιλιοστού του δευτερολέπτου (millisecond).

Η διάταξη που χρησιμοποιείται, συνήθως, για να υπολογιστούν οι διορθώσεις που πρέπει να γίνουν είναι η Shack-Hartmann (Tyson 2011, Beckers 1993). Αποτελείται από μια σειρά πολύ μικρών φακών, μικρότερης γραμμικής διάστασης (με διάμετρο της τάξης του χιλιοστού) από ότι η διαταραγμένη περιοχή του μετώπου κύματος έτσι ώστε το τοπικό μέτωπο κύματος που φτάνει στον κάθε φακό να είναι επίπεδο χωρίς διαταραχές, από τους οποίους περνάει το φως και εστιάζεται σε ένα δέκτη charged coupled device (εφεξής CCD). Το κάθε ένα από αυτά τα τοπικά μέτωπα κύματος αποτελούν τμήματα του ολικού διαταραγμένου μετώπου κύματος με αποτέλεσμα να φτάνουν στον κάθε φακό υπό διαφορετική κλίση. Η κλίση αυτή οδηγεί σε διαφορετική εστίαση του κάθε ειδώλου επάνω στον κάθε CCD ανιχνευτή. Από αυτή την διαφορά της εστίασης υπολογίζεται η διόρθωση που πρέπει να δεχτεί το κάθε τμήμα του ολικού μετώπου κύματος μέσω της αντίστροφης παραμόρφωσης του εύκαμπτου διορθωτικού κατόπτρου που περιγράψαμε προηγουμένως. Η διάταξη Shack-Hartmann παρουσιάζεται σχηματικά στην εικόνα 10 που ακολουθεί.



Εικόνα 10: Γραφική αναπαράσταση της διάταξης Shack-Hartmann (Thorlabs).

Για να γίνει η διόρθωση δεν απαιτείται να γνωρίζουμε το σχήμα ή το μέγεθος του αντικειμένου με βάση το οποίο θα γίνει η διόρθωση καθώς αυτή γίνεται χρησιμοποιώντας το φως που εισέρχεται στο σύστημα και το τελευταίο φροντίζει ώστε

το τελικό είδωλο να είναι απαλλαγμένο από παραμορφώσεις. Χρειάζεται όμως το αντικείμενο αυτό να μην είναι πολύ αμυδρή πηγή για να γίνει όσο το δυνατόν πιο ακριβής καθορισμός του μετώπου κύματος και των παραμορφώσεων του. Έτσι παρουσιάζεται η ανάγκη να χρησιμοποιήσουμε έναν λαμπρό φυσικό αστέρα οδηγό (natural guide star) για το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής. Για τα συστήματα προσαρμοστικής οπτικής που υπάρχουν σήμερα ο αστέρας αυτός πρέπει να έχει μέγεθος περίπου 12 -15 μεγέθη (για τηλεσκόπια της κλάσης 8-10 μέτρων) για να είναι όσο το δυνατόν πιο ακριβείς οι διορθώσεις. Προϋπόθεση για μια καλής ποιότητας διόρθωση αποτελεί ότι ο αστέρας οδηγός βρίσκεται μέσα στο πεδίο παρατήρησης μας. Έτσι εξασφαλίζουμε ότι και το φως από το επιστημονικό αντικείμενο που παρατηρούμε περνά από το ίδιο κομμάτι του ουρανού, για το οποίο το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής έχει κάνει τις διορθώσεις, και ότι αυτές ισχύουν κατά καλή προσέγγιση σε όλο το πεδίο μας. Στην πραγματικότητα όμως δεν είναι πολλά τα σημεία στον ουρανό όπου αυτά τα κριτήρια ικανοποιούνται με αποτέλεσμα η χρήση των συστημάτων αυτών να έχει σχετικά περιορισμένη εφαρμογή. Ένα ακόμα πρόβλημα των συστημάτων αυτών είναι και το μικρό οπτικό πεδίο (field of view) για το οποίο γίνεται η διόρθωση καθώς όσο αυξάνεται η απόσταση από τον αστέρα οδηγό η ποιότητα της διόρθωσης μειώνεται δραματικά.

Ένας εναλλακτικός τρόπος να γίνει η διόρθωση (στην περίπτωση που δεν υπάρχει φυσικός αστέρας οδηγός εντός του πεδίου παρατήρησης) είναι η χρήση ενός laser αστέρα οδηγού (laser guide star). Η τεχνική αυτή επινοήθηκε για να λύσει το πρόβλημα της περιορισμένης εφαρμογής των συστημάτων προσαρμοστικής οπτικής που περιγράψαμε προηγουμένως. Με την χρήση του laser guide star το τηλεσκόπιο μπορεί θεωρητικά να χρησιμοποιεί το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής οπουδήποτε και αυτό διότι με την χρήση ενός laser δημιουργεί στην ατμόσφαιρα της Γης έναν τεχνητό αστέρα (ουσιαστικά την προβολή του laser σε κάποιο από τα στρώματα της ατμόσφαιρας της Γης) με σκοπό να χρησιμοποιήσει αυτόν (αφού προβάλλεται μέσα στην ατμόσφαιρα υπόκειται και στις διαταραχές της) για τον καθορισμό των διορθώσεων του μετώπου κύματος. Στην πραγματικότητα όμως η χρήση του δεν είναι εντελώς ανεξάρτητη καθώς το laser κατά την εκπομπή του εκτρέπεται (λόγω διαφορών στον δείκτη διάθλασης), συναντώντας τα διάφορα (κατώτερα) στρώματα της γήινης ατμόσφαιρας, με αποτέλεσμα το είδωλο να

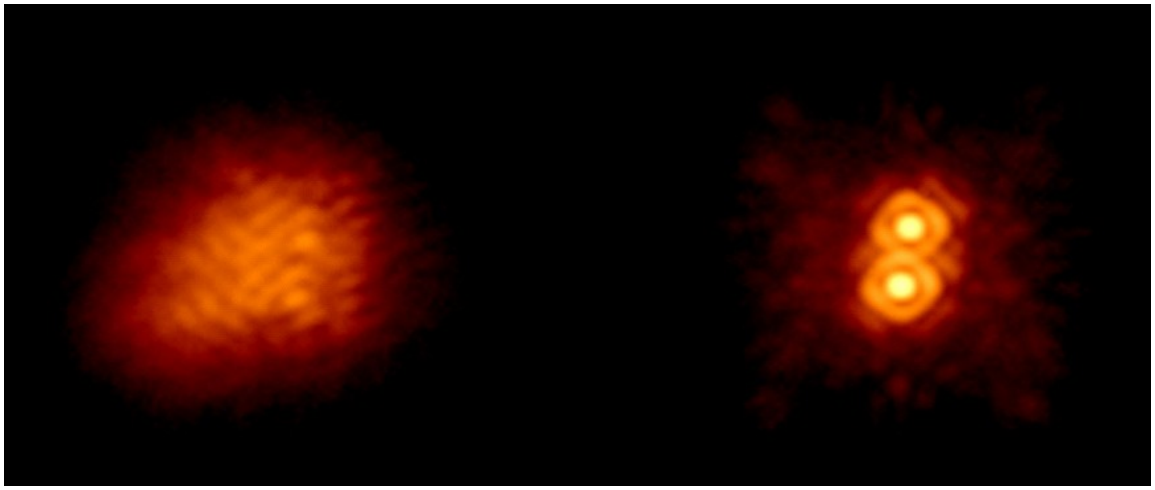
κινείται συνεχώς σε τυχαίες διευθύνσεις γύρω από ένα σημείο (λόγω της συνεχούς μεταβολής της πυκνότητας των στρωμάτων της ατμόσφαιρας από τα οποία περνάει). Έτσι πάντα χρειάζεται και ένας φυσικός αστέρας οδηγός, για να χρησιμοποιείται ως σημείο αναφοράς, να παρακολουθούνται οι κινήσεις αυτές και να συνυπολογίζονται στις τελικές διορθώσεις. Η διαφορά σε σχέση με πριν είναι ότι ο φυσικός οδηγός αστέρας δεν χρειάζεται να είναι λαμπρός (και άρα όχι τόσο σπάνιος) καθώς ακόμα και μια αμυδρή πηγή είναι αρκετή, γεγονός που οδηγεί σε αύξηση του αριθμού των περιπτώσεων όπου το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής μπορεί να χρησιμοποιηθεί.

Υπάρχουν δύο τύποι laser οδηγών αστέρων. Είναι το laser νατρίου και το laser Rayleigh (Tyson 2011). Το laser νατρίου είναι ειδικά κατασκευασμένο ώστε να διεγείρει τα άτομα του νατρίου που βρίσκονται στην μεσόσφαιρα της Γης σε ύψος περίπου 90 χιλιομέτρων. Τα άτομα κατά την αποδιέγερση τους εκπέμπουν φως δημιουργώντας έναν τεχνητό αστέρα. Από την άλλη το laser Rayleigh βασίζεται στην σκέδαση του φωτός από τα μόρια στα κατώτερα στρώματα της ατμόσφαιρας και αποτελεί μια, τόσο πιο φθηνή όσο και πιο απλή κατασκευαστικά, λύση. Αυτό όμως είναι και το μειονέκτημα του σε σχέση με το αντίστοιχο του νατρίου καθώς οι διορθώσεις του μετώπου κύματος γίνονται με βάση μόνο τις διακυμάνσεις στα κατωτέρα στρώματα που δεν είναι πλήρως αντιπροσωπευτικές της συνολικής παραμόρφωσης που υφίσταται το μέτωπο κύματος της εισερχόμενης στην Γη ακτινοβολίας. Στην εικόνα 11 που ακολουθεί φαίνεται η φωτογραφία ενός laser guide star.



Εικόνα 11: Φωτογραφία του laser guide star από το τηλεσκόπιο Keck στην Hawaii.

Στην εικόνα 12 που ακολουθεί φαίνεται το διπλό σύστημα IW Tau πριν και μετά την χρήση του συστήματος προσαρμοστικής οπτικής όπως παρατηρήθηκε από το αστεροσκοπείο Palomar.



Εικόνα 12: Φωτογραφία του διπλού συστήματος IW Tau όπως παρατηρήθηκε από το τηλεσκόπιο Hale του αστεροσκοπείου Palomar, με (δεξιά) και χωρίς (αριστερά) την χρήση Adaptive Optics (http://www.astro.caltech.edu/palomar/AO/).

Όπως φαίνεται και στην παραπάνω εικόνα σε πολύ μεγάλα τηλεσκόπια (όπως τα VLT, Keck, Gemini κ.α.) τα συστήματα προσαρμοστικής οπτικής βελτιώνουν εντυπωσιακά τη γωνιακή ανάλυση (angular resolution), σε επίπεδα της τάξης των μερικών δεκάδων milliarcseconds. Τα ίδια όργανα χωρίς την χρήση προσαρμοστικής οπτικής μπορούν να πετύχουν αρκετά μικρότερη γωνιακή ανάλυση, της τάξης του 1 arcsecond. Βλέπουμε δηλαδή ότι η γωνιακή ανάλυση βελτιώνεται κατά περίπου δυο τάξεις μεγέθους γεγονός που οδηγεί σε πολύ καλύτερης ποιότητας εικόνες, αφού αντικείμενα που βρίσκονται πολύ κοντά μεταξύ τους τώρα πλέον μπορούν να διακριθούν.

Οι κύριοι λόγοι επομένως για τους οποίους χρησιμοποιήσαμε προσαρμοστική οπτική σε συνδυασμό με παρατηρήσεις στην υπέρυθρη περιοχή του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος για να μελετήσουμε το Arches είναι:

- Με την ακτίνα του σμήνους να είναι της τάξης των 10 arcseconds και τον πυρήνας του σμήνους να είναι πολύ πυκνός, πετύχαμε πολύ μεγαλύτερη γωνιακή ανάλυση.

- Με τις παρατηρήσεις στο υπέρυθρο καταφέραμε να ξεπεράσουμε το πρόβλημα της απορρόφησης της ακτινοβολίας από την σκόνη του δίσκου του Γαλαξία μας με μόνο κόστος τον θόρυβο που εισάγει η ατμόσφαιρα της Γης σε αυτή την ηλεκτρομαγνητική περιοχή.

Έτσι θα μπορέσουμε να έχουμε πιο καλής ποιότητας φωτομετρία αφού οι πηγές μας θα είναι και διακριτές και αρκετά λαμπρές.

2.2 Περιγραφή Δεδομένων

Τα δεδομένα που χρησιμοποιήσαμε για την συγκεκριμένη μελέτη προήλθαν από δύο από τα μεγαλύτερα επίγεια τηλεσκόπια που λειτουργούν αυτή την στιγμή παγκοσμίως, το Gemini και το VLT.

Το πρώτο είναι το 8 μέτρων Frederick C. Gillett Gemini North στο αστεροσκοπείο Mauna Kea στην Hawaii, με τον υπέρυθρο ανιχνευτή NIRI (Near InfraRed Imager) (Hodapp et al. 2003) και την κάμερα f/32, που προσφέρει ανάλυση $0{,}022\,''\,\mathrm{pixel}^{-1}$ και πεδίο παρατήρησης (field of view) $22''\times22''$, σε συνδυασμό με το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής ALTAIR (Herriot et al. 2000). Οι χρόνοι έκθεσης που χρησιμοποιήθηκαν ήταν 30 δευτερόλεπτα για να αποτυπώσουμε τους πιο αμυδρούς αστέρες, (καθώς οι πιο λαμπροί προκαλούσαν κορεσμό (saturarion) στον ανιχνευτή σε τόσο μεγάλους χρόνους έκθεσης) και 1 δευτερόλεπτο για να αποτυπώσουμε τους πιο λαμπρούς αστέρες. Σε όλες τις εικόνες χρησιμοποιήθηκε το φίλτρο K short (K_s) με κεντρικό μήκος κύματος στα 2,15 μm καθώς και μετακίνηση του τηλεσκοπίου σε 9 διαφορετικές θέσεις κατά την διάρκεια του κάθε σετ παρατηρήσεων (dithering) για να αποφευχθεί η αποτύπωση του ίδιου αστέρα σε κάποιο καυτό (hot) ή καμένο pixel σε όλες τις εικόνες. Τα δεδομένα του Gemini προήλθαν από το πρόγραμμα παρατηρήσεων GN-2006A-Q-16 (Primary Investigator/P.I. Bonanos). Στο πρόγραμμα παρατηρήσεων αυτό ζητήθηκαν 12 βραδιές με δύο σετ παρατηρήσεων για κάθε βραδιά από τις οποίες πήραμε 8 λόγω μεγάλης ζήτησης χρόνου στο τηλεσκόπιο. Λόγω τεχνικών προβλημάτων σε μια βραδιά (24/04/2006) καταφέραμε να έχουμε ένα μόνο σετ παρατηρήσεων για χρόνο έκθεσης 30 δευτερολέπτων με αποτέλεσμα να έχουμε 14 σημεία από τις εικόνες του 1 δευτερολέπτου και 15 σημεία από αυτές των 30. Οι ημερομηνίες (Ηλιοκεντρικές Ιουλιανές ημερομηνίες, Τοπικές Ημερομηνίες, και ώρες UT - Universal Time) των

παρατηρήσεων του 1 και των 30 δευτερολέπτων με το Gemini φαίνονται στους πίνακες 1 και 2 αντίστοιχα, που ακολουθούν.

Πίνακας 1: Ημερομηνίες παρατηρήσεων δεδομένων χρόνου έκθεσης 1 δευτερολέπτου (Gemini)

HJD	*Local Date*	*Time (UT)*	*FWHM (pixels)*	*FWHM (arcsec)*
2453840.12911	04/14/06	15:02:01.90	8.82	0.19
2453840.14079	04/14/06	15:18:51.40	8.41	0.19
2453865.06299	05/09/06	13:24:05.90	5.96	0.13
2453865.07471	05/09/06	13:40:58.40	6.26	0.14
2453868.03039	05/12/06	12:36:54.40	5.80	0.13
2453868.08599	05/12/06	13:56:57.40	5.82	0.13
2453870.05182	05/14/06	13:07:35.90	8.43	0.19
2453870.06151	05/14/06	13:21:33.40	13.80	0.30
2453894.96226	06/08/06	10:57:20.20	4.71	0.10
2453894.97470	06/08/06	11:15:14.70	4.96	0.11
2453922.88526	07/06/06	09:06:42.10	7.49	0.17
2453922.89773	07/06/06	09:24:39.10	6.55	0.14
2453943.82341	07/27/06	07:38:58.90	5.48	0.12
2453943.83298	07/27/06	07:52:45.40	5.55	0.12

Πίνακας 2: Ημερομηνίες παρατηρήσεων δεδομένων χρόνου έκθεσης 30 δευτερολέπτου (Gemini)

HJD	*Local Date*	*Time (UT)*	*FWHM (pixels)*	*FWHM (arcsec)*
2453840.12135	04/14/06	14:50:39.40	7.57	0.17
2453840.13310	04/14/06	15:07:34.40	7.73	0.17
2453850.10419	04/24/06	14:24:44.90	5.73	0.13
2453865.03968	05/09/06	12:50:19.90	6.63	0.15
2453865.06692	05/09/06	13:29:33.40	6.56	0.14
2453868.02264	05/12/06	12:25:32.40	6.48	0.14
2453868.07914	05/12/06	13:46:53.40	6.69	0.15
2453870.04643	05/14/06	12:59:37.40	8.40	0.19
2453870.05485	05/14/06	13:11:45.40	8.78	0.19
2453894.95453	06/08/06	10:45:59.70	5.51	0.12

2453894.96692	06/08/06	11:03:49.70	6.35	0.14
2453922.87576	07/06/06	08:52:48.60	7.40	0.16
2453922.88969	07/06/06	09:12:52.10	6.68	0.15
2453943.81680	07/27/06	07:29:14.90	5.99	0.13
2453943.82631	07/27/06	07:42:56.90	6.53	0.14

Το δεύτερο τηλεσκόπιο από το οποίο πήραμε δεδομένα είναι το, επίσης 8 μέτρων, VLT (Very Large Teleskope) που βρίσκεται στο αστεροσκοπείο Cerro Paranal της Χιλής με τον υπέρυθρο ανιχνευτή CONICA (Near-Infrared Imager) στην λειτουργία SW High Sensitivity και την κάμερα S27, που προσφέρει ανάλυση $0{,}027''\,\text{pixel}^{-1}$ και πεδίο παρατήρησης $28''\times28''$, σε συνδυασμό με το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής NAOS (Nasmyth Adaptive Optics System). Ολόκληρο το σύστημα ονομάζεται NACO (Lenzen et al. 2003, Rousset et al. 2003). Οι χρόνοι έκθεσης που χρησιμοποιήθηκαν ήταν 60 δευτερόλεπτα καθώς, σε αντίθεση με το Gemini, αυτός ο χρόνος κρίθηκε αρκετός για να αποτυπωθούν τόσο οι λαμπροί όσο και οι αμυδροί αστέρες του σμήνους. Τα δεδομένα του VLT προήλθαν από το πρόγραμμα παρατηρήσεων 081.D-0480(A) (P.I. Pietrzynski και Co.I. Bonanos). Από το πρόγραμμα παρατηρήσεων αυτό έχουμε 31 βραδιές κάποιες εκ των οποίων είχαν ένα σετ παρατηρήσεων, κάποιες δύο και από μια με τρία και τέσσερα σετ αντίστοιχα δίνοντας μας τελικά 46 σημεία. Και σε αυτή την περίπτωση χρησιμοποιήθηκε το φίλτρο K short καθώς και η τεχνική του dithering. Οι ημερομηνίες των παρατηρήσεων καθώς και το μέσο μέγιστο πλάτος στο μισό της έντασης (Full Width at Half Max ή F.W.H.M.) με το VLT φαίνονται στον πίνακα 3 που ακολουθεί.

Πίνακας 3: Ημερομηνίες παρατηρήσεων δεδομένων χρόνου έκθεσης 60 δευτερολέπτων (VLT)

HJD	*Local Date*	*Time (UT)*	*FWHM (pixels)*	*FWHM (arcsec)*
2454623.86339	06/06/08	08:35:59.02	7.65	0.21
2454623.87504	06/06/08	08:52:45.88	4.20	0.11
2454627.63387	06/10/08	03:05:23.21	7.72	0.21
2454627.64967	06/10/08	03:28:08.05	4.27	0.12
2454639.73940	06/22/08	05:37:17.26	3.53	0.10
2454651.70077	07/04/08	04:41:57.28	3.18	0.09
2454666.54446	07/19/08	00:57:40.16	4.47	0.12

2454670.68490	07/23/08	04:20:12.12	7.51	0.20
2454671.66148	07/24/08	03:46:33.67	3.47	0.09
2454671.69601	07/24/08	04:36:16.74	4.04	0.11
2454676.54136	07/29/08	00:54:00.06	4.38	0.12
2454679.51018	08/01/08	00:09:22.13	4.86	0.13
2454682.53725	08/04/08	00:48:39.30	4.07	0.11
2454683.48390	08/04/08	23:31:55.66	3.33	0.09
2454685.48348	08/06/08	23:31:31.38	2.80	0.08
2454686.55142	08/08/08	01:09:28.48	3.47	0.09
2454686.56802	08/08/08	01:33:22.19	3.47	0.09
2454687.55446	08/09/08	01:13:57.52	4.38	0.12
2454691.49425	08/12/08	23:47:41.51	4.32	0.12
2454691.52165	08/13/08	00:27:09.32	4.53	0.12
2454692.51504	08/14/08	00:17:44.74	8.69	0.24
2454694.54448	08/16/08	01:00:22.21	7.68	0.21
2454694.57976	08/16/08	01:51:10.66	7.60	0.21
2454694.59309	08/16/08	02:10:22.96	7.59	0.21
2454695.50143	08/16/08	23:58:29.94	6.77	0.18
2454700.53384	08/22/08	00:45:47.29	3.33	0.09
2454701.54410	08/23/08	01:00:41.33	6.71	0.18
2454701.62898	08/23/08	03:02:55.64	4.48	0.12
2454702.47326	08/23/08	23:18:47.49	14.50	0.39
2454702.56198	08/24/08	01:26:33.46	4.31	0.12
2454703.59815	08/25/08	02:18:46.91	3.35	0.09
2454704.51366	08/26/08	00:17:14.26	4.70	0.13
2454705.48358	08/26/08	23:34:02.81	5.99	0.16
2454707.50157	08/29/08	00:00:13.07	4.75	0.13
2454712.64306	09/03/08	03:24:38.98	6.79	0.18
2454716.57519	09/07/08	01:47:27.38	4.33	0.12
2454716.60254	09/07/08	02:26:50.78	4.78	0.13
2454717.59992	09/08/08	02:23:12.46	4.40	0.12
2454717.62755	09/08/08	03:03:00.14	4.25	0.12
2454724.55876	09/15/08	01:24:55.08	4.33	0.12

2454727.55674	09/18/08	01:22:25.86	4.91	0.13
2454727.59136	09/18/08	02:12:17.57	5.61	0.15
2454919.88631	03/29/09	09:15:32.11	3.19	0.09
2454925.90080	04/04/09	09:35:34.04	7.91	0.21
2454925.90774	04/04/09	09:45:34.16	3.14	0.09
2454927.85014	04/06/09	08:22:21.26	3.35	0.09

2.3 Επεξεργασία Δεδομένων

Τα δεδομένα μας χρειάστηκε να περάσουν από την βασική επεξεργασία που γίνεται σε όλες τις αστρονομικές εικόνες (Image Reduction). Η διαδικασία αυτή γίνεται για να μπορέσουν οι εικόνες μας, απαλλαγμένες από συστηματικά σφάλματα (θόρυβο του ουρανού, διάφορους διακριτούς σχηματισμούς επάνω στην CCD κάμερα κ.α.), να χρησιμοποιηθούν για επιστημονικό σκοπό εξάγοντας από αυτές συμπεράσματα για το εκάστοτε αστρονομικό αντικείμενο που παρατηρούμε.

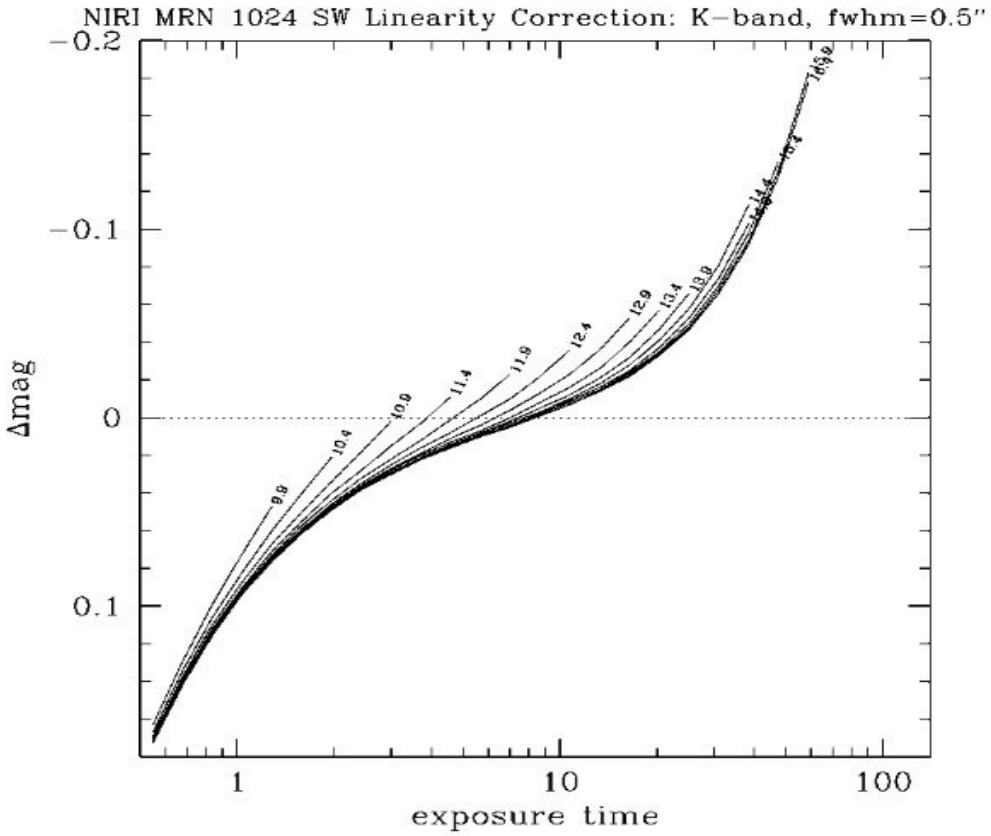
Η διαδικασία αποτελείται από τα εξής βασικά στάδια που θα περιγράψουμε αναλυτικά παρακάτω:

- Αφαίρεση των συνδυασμένων εικόνων σκότους (dark frame που περιλαμβάνει και το προϋπάρχον φορτίο - bias) και του θορύβου του ουρανού (Sky frame) από την κάθε εικόνα του κάθε σετ παρατηρήσεων.
- Διαίρεση της κάθε (καθαρισμένης πλέον) εικόνας του κάθε σετ με την κανονικοποιημένη εικόνα επιπεδοποίησης (flat fielding).
- Καθαρισμός των εικόνων του κάθε σετ παρατηρήσεων από προσκρούσεις κοσμικών ακτίνων και διαφόρων διακριτών σχηματισμών (όπως στήλες ή γραμμές καμένων ή φωτεινών pixels του CCD ή πιθανώς κάποιου αναγνωρίσιμου διακριτού σχηματισμού που να οφείλεται είτε στο CCD ή είτε στο τηλεσκόπιο) που πιθανώς να υπάρχουν.
- Ευθυγράμμιση ή/και περιστροφή των διαφορετικών εικόνων του κάθε σετ έτσι ώστε να πάρουμε την τελική προς μελέτη εικόνα.

Την διαδικασία αυτή την εφαρμόσαμε με δύο διαφορετικούς τρόπους για τις παρατηρήσεις του Gemini και με έναν για τις παρατηρήσεις του VLT.

Για τα δεδομένα του Gemini χρησιμοποιήθηκε το αστρονομικό πακέτο IRAF και στις δύο περιπτώσεις. Στην πρώτη περίπτωση χρησιμοποιήσαμε ήδη υπάρχοντα προγράμματα του IRAF για να κάνουμε την επεξεργασία των εικόνων χειροκίνητα, δοκιμαστικά για μια βραδιά. Στην δεύτερη χρησιμοποιήσαμε το ειδικό πακέτο προγραμμάτων IRAF του Gemini (v.1.10) που έχει αναπτυχθεί ειδικά για δεδομένα του Gemini και αυτοματοποιεί την διαδικασία.

Εδώ πρέπει να σημειώσουμε ότι στις εικόνες του Gemini το Arches δεν φαίνεται σωστά κεντραρισμένο. Αυτό οφείλεται στο γεγονός ότι το guide star (του τηλεσκοπίου και όχι του AO) που προτείναμε ήταν αμυδρό για το συγκεκριμένο τηλεσκόπιο. Επίσης τα δεδομένα του Gemini αποδείχτηκε ότι είχαν πρόβλημα γραμμικότητας που οφειλόταν στο NIRI. Ένας από τους λόγους που οι CCD κάμερες υπερτερούν έναντι των φωτογραφικών πλακών, που χρησιμοποιούσαν οι επιστήμονες παλαιότερα, είναι ότι έχουν γραμμική απόδοση σε μεγαλύτερη περιοχή συχνοτήτων και για μεγαλύτερους χρόνους έκθεσης. Δηλαδή όσα φωτόνια πέφτουν στον ανιχνευτή κάθε χρονική στιγμή τόσα γεγονότα να καταγράφονται ανεξαρτήτως του φορτίου που έχει αναπτυχθεί ήδη στον ανιχνευτή. Στην πράξη όλοι οι CCD ανιχνευτές περνούν από μια (μεγάλη) περιοχή στην οποία η απόδοση τους είναι γραμμική, σε μια περιοχή όπου η απόδοση γίνεται μη γραμμική (non linear περιοχή που είναι περίπου το 60% με 70% του σημείου κορεσμού) και τέλος φτάνουν στο σημείο κορεσμού (saturation limit) όπου όσα φωτόνια και να πέσουν στον ανιχνευτή δεν καταγράφονται νέα γεγονότα. Στο NIRI αυτό δεν συνέβη αφού, για κατασκευαστικούς λόγους, το σημείο μη γραμμικής απόδοσης ξεκινούσε από αρκετά πιο χαμηλές τιμές οπότε έπρεπε να γίνει διόρθωση των εικόνων μέσω ειδικού προγράμματος (nirlin.py) που αναπτύχθηκε από το προσωπικό του Gemini τον Νοέμβριο του 2010. Το γράφημα απόκρισης του ανιχνευτή NIRI φαίνεται στην εικόνα 13 που ακολουθεί.



Εικόνα 13: Γραφική απεικόνιση της γραμμικότητας του NIRI (The Gemini 8m Telescopes Project).

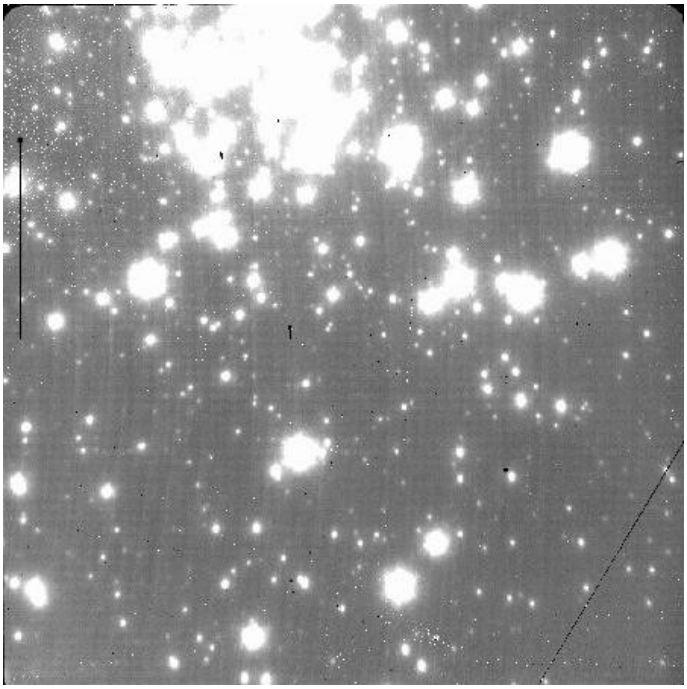
Για την χειροκίνητη ανάλυση αρχικά εξετάσαμε προσεκτικά μια μια τις εικόνες και απορρίψαμε τις ελαττωματικές (μη σωστή λειτουργία Adaptive Optics κ.τ.λ.). Η ανάλυση αρχίζει με τις εικόνες σκότους (εφεξής dark) και επιπεδοποίησης (εφεξής flat).

Το ρεύμα σκότους είναι ένα συστηματικό σφάλμα που υπεισέρχεται σε μετρήσεις με κάθε CCD κάμερα. Πρόκειται για ρεύμα που αναπτύσσεται στο CCD χωρίς όμως αυτό να προέρχεται από αστρικό φως αλλά από θερμικούς λόγους και άρα πρέπει με κάποιο τρόπο να αφαιρεθεί. Το μετράμε παίρνοντας μια εικόνα με ίσο χρόνο έκθεσης με την επιστημονική μας εικόνα αλλά με κάλυμμα της κάμερας κλειστό. Η μέτρηση του ρεύματος σκότους περιλαμβάνει και το προϋπάρχον φορτίο (Bias) το οποίο επίσης πρέπει να αφαιρεθεί από τις παρατηρήσεις μας.

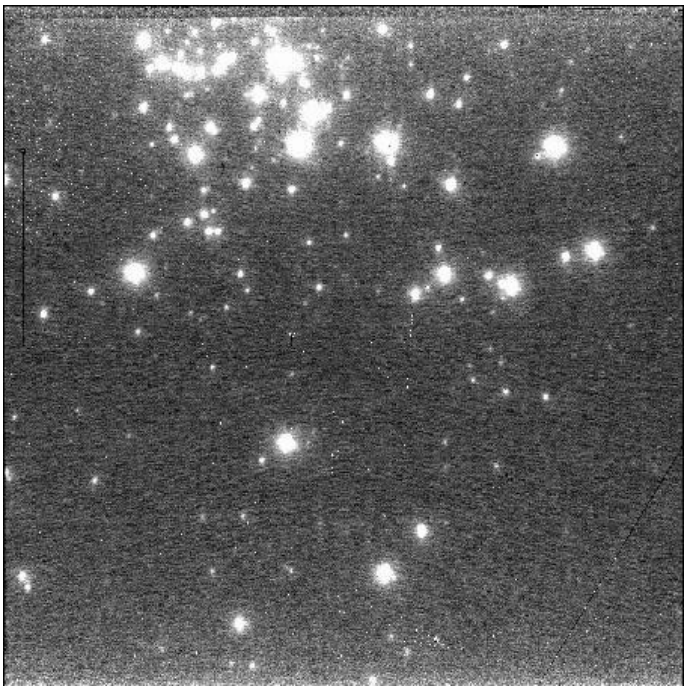
Η εικόνα flat εξυπηρετεί άλλο σκοπό. Την χρειαζόμαστε για να μπορέσουμε να χαρτογραφήσουμε την απόκριση του κάθε pixel του CCD στο φως, ξεχωριστά, για να βαθμονομήσουμε σωστά την εικόνα μας έτσι ώστε η ίδια μέτρηση ρεύματος από το κάθε

pixel να σημαίνει και ίδια ποσότητα φωτός. Για να γίνει αυτό παίρνουμε μια εικόνα από μια ομοιόμορφα φωτισμένη, με λάμπες πυρακτώσεως, επιφάνεια στο θόλο του τηλεσκοπίου μας με μικρό χρόνο έκθεσης. Επίσης παίρνουμε και μια εικόνα με ίσο χρόνο έκθεσης με την εικόνα flat αλλά με τις λάμπες κλειστές για να δούμε το ποσό του ρεύματος σκότους και του προϋπάρχοντος φορτίου που έχουν οι εικόνες flat που μόλις πήραμε.

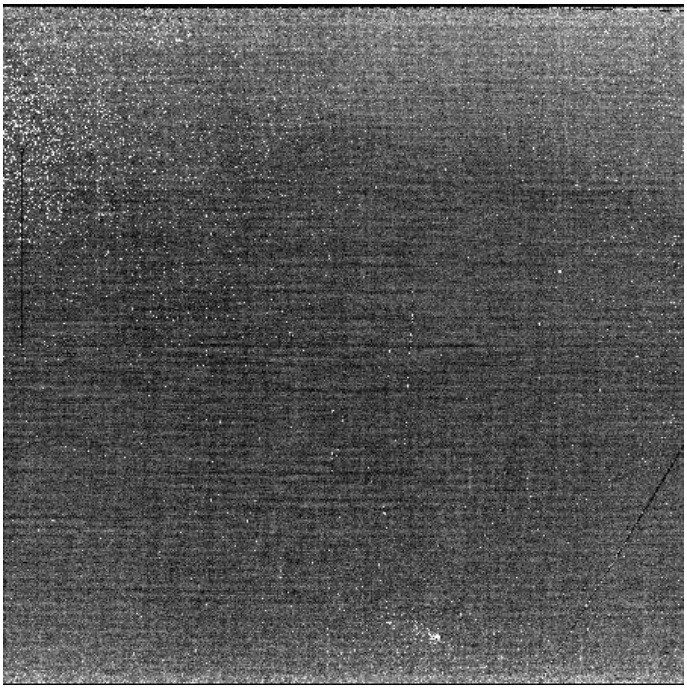
Για να προετοιμάσουμε τις εικόνες dark και flat για χρήση καλούμε τα προγράμματα darkcombine και flatcombine. Και τα δύο κάνουν παρόμοια δουλειά αφού παίρνουν σαν δεδομένες όλες τις εικόνες dark και flat του κάθε σετ αντίστοιχα, τις προσθέτουν και βρίσκουν έναν μέσο όρο που είναι και οι τελικές εικόνες dark και flat που θα χρησιμοποιήσουμε. Ο λόγος για τον οποίο θέλουμε να χρησιμοποιήσουμε μέσες dark και flat εικόνες είναι ότι, παρότι το ρεύμα σκότους και η απόκριση των pixels της κάμερας δεν αλλάζουν σημαντικά από μέτρηση σε μέτρηση, εντούτοις καλό είναι να έχουμε μια καλή στατιστική καθώς όσο καλύτερη είναι η διόρθωση που κάνουμε στα δεδομένα μας τόσο πιο αξιόπιστα θα είναι και τα αποτελέσματά μας. Τυπικές dark, flat (με ανοιχτές και με κλειστές λάμπες) καθώς και ανεπεξέργαστες εικόνες του Arches για κάθε χρόνο έκθεσης φαίνονται στις εικόνες 14, 15, 16, 17, 18 και 19 που ακολουθούν.



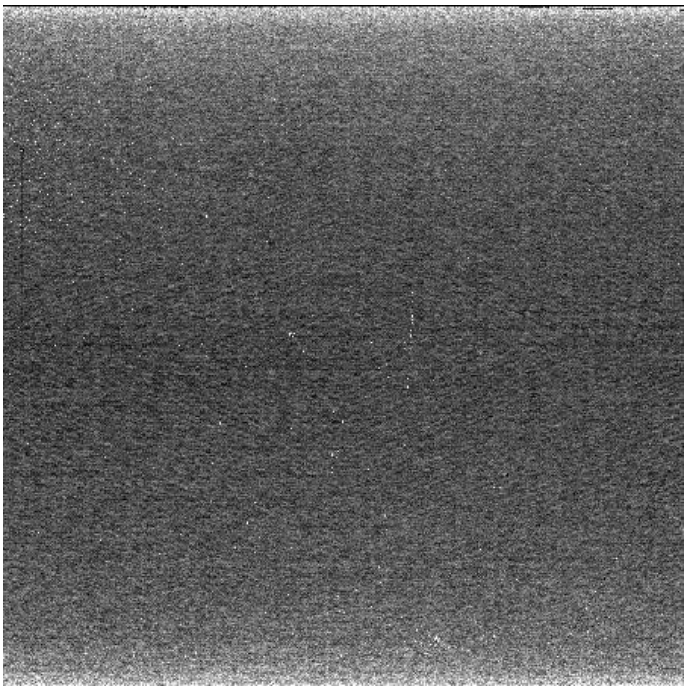
Εικόνα 14: Φωτογραφία του Arches με χρόνο έκθεσης 30 δευτερόλεπτα (Gemini Telescope).



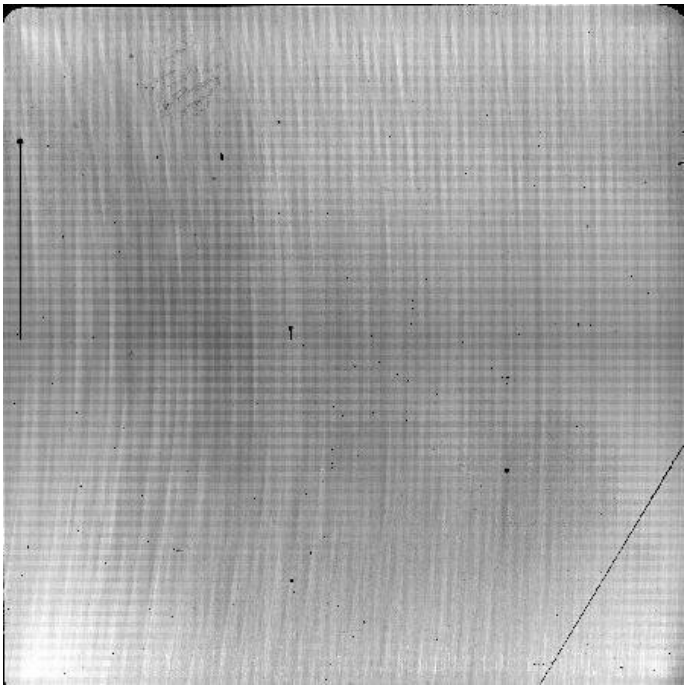
Εικόνα 15: Φωτογραφία του Arches με χρόνο έκθεσης 1 δευτερόλεπτο (Gemini Telescope).



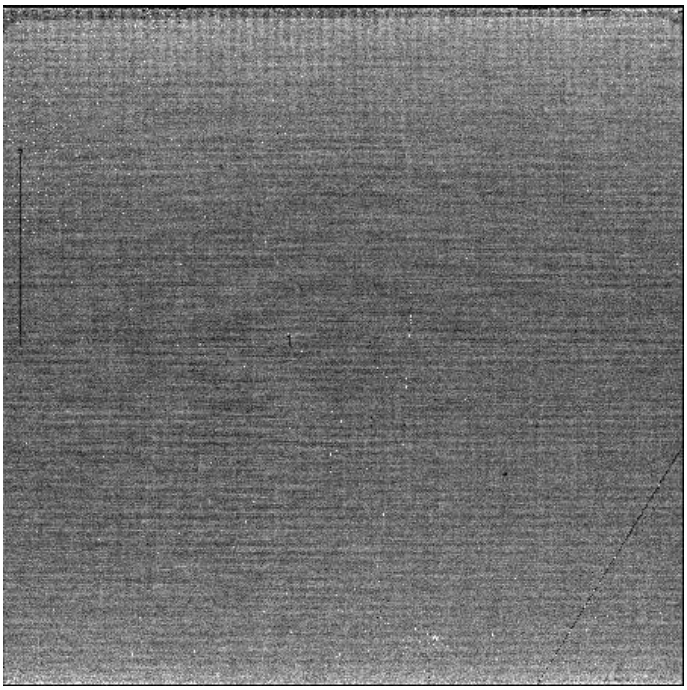
Εικόνα 16: Φωτογραφία dark με χρόνο έκθεσης 30 δευτερόλεπτα (Gemini Telescope).



Εικόνα 17: Φωτογραφία dark με χρόνο έκθεσης 1 δευτερόλεπτα (Gemini Telescope).

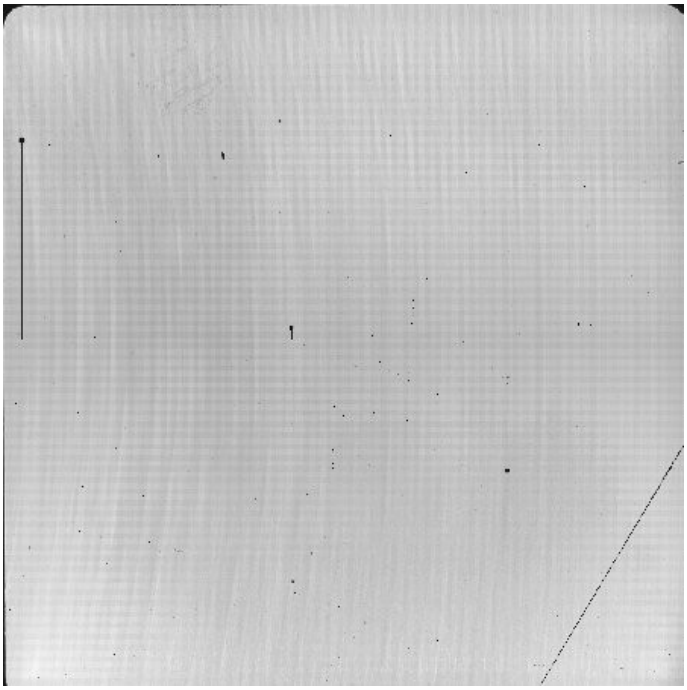


Εικόνα 18: Φωτογραφία flat με τις λάμπες πυρακτώσεως ανοικτές (Gemini Telescope).



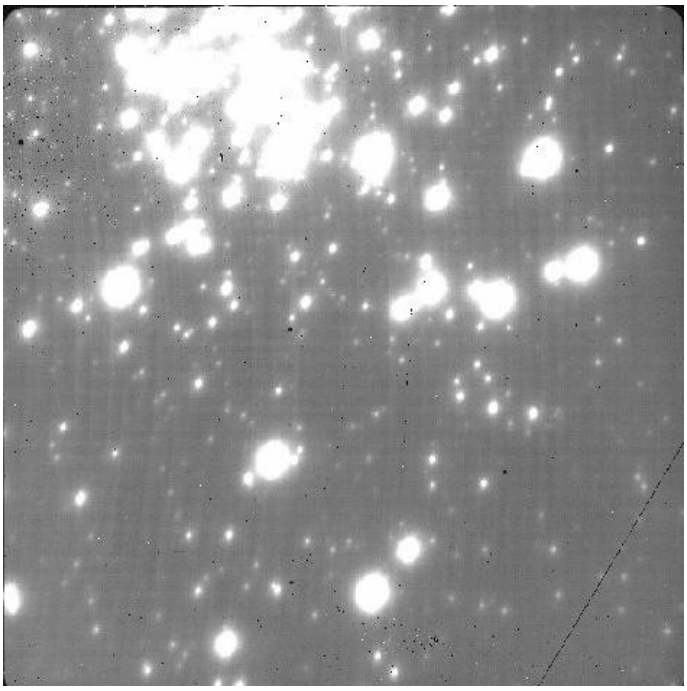
Εικόνα 19: Φωτογραφία flat με τις λάμπες πυρακτώσεως κλειστές (Gemini Telescope).

Επόμενο βήμα είναι να καθαρίσουμε την εικόνα flat από τον θερμικό θόρυβο και το προϋπάρχον φορτίο. Αυτό μπορούμε να το κάνουμε χρησιμοποιώντας το πρόγραμμα imarith. Το πρόγραμμα αυτό κάνει απλές μαθηματικές πράξεις μεταξύ εικόνων δηλαδή μπορούμε να προσθέσουμε, να αφαιρέσουμε, να πολλαπλασιάσουμε ή να διαιρέσουμε δύο εικόνες. Έτσι αφαιρούμε την μέση εικόνα flat με τις λάμπες κλειστές (θερμικός θόρυβος) από την μέση εικόνα flat με τις λάμπες ανοιχτές και έχουμε πλέον την καθαρισμένη εικόνα flat. Τέλος πρέπει να κανονικοποιήσουμε την εικόνα flat, να την κάνουμε δηλαδή να έχει τιμές γύρω από την μονάδα. Για να το πετύχουμε αυτό πρέπει να βρούμε τον μέσο όρο όλων των τιμών όλων των pixel της εικόνας flat. Μέσω του προγράμματος imstatistics (αφού επιλέξουμε περιοχή ίση με τις διαστάσεις της εικόνας μας στο αρχείο παραμέτρων του προγράμματος) κάνουμε στατιστική στην εικόνα και με την μέση τιμή που βρίσκουμε διαιρούμε με το imarith την καθαρισμένη εικόνα flat. Η κανονικοποιημένη και καθαρισμένη εικόνα flat δεν διαφέρει, οπτικά, σε τίποτα από την αντίστοιχη μη κανονικοποιημένη. Μια κανονικοποιημένη και καθαρισμένη εικόνα flat φαίνεται στην εικόνα 20 που ακολουθεί.

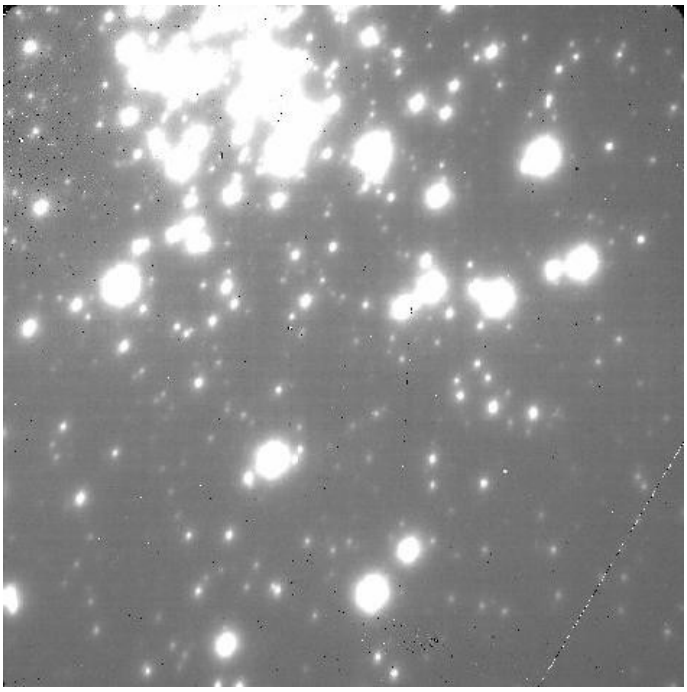


Εικόνα 20: Καθαρισμένη φωτογραφία flat (Gemini Telescope).

Αφού πλέον έχουμε έτοιμες τις τελικές dark και flat εικόνες προχωράμε σε αφαίρεση του θερμικού θορύβου και του προϋπάρχοντος φορτίου καθώς και επιπεδοποίηση (flat fielding) της αρχικής εικόνας του αντικειμένου μας (π.χ. εικόνα 14 ή 15). Για τον σκοπό αυτό χρησιμοποιούμε, για άλλη μια φορά, το πρόγραμμα imarith με το οποίο αφαιρούμε την εικόνα dark από την εικόνα του αντικειμένου μας και το αποτέλεσμα της αφαίρεσης το διαιρούμε με την εικόνα flat. Η εικόνα του αντικειμένου μας καθαρισμένη από dark και bias καθώς και η καθαρή εικόνα του αντικειμένου μετά το flat fielding φαίνονται στις εικόνες 21 και 22 που ακολουθούν.

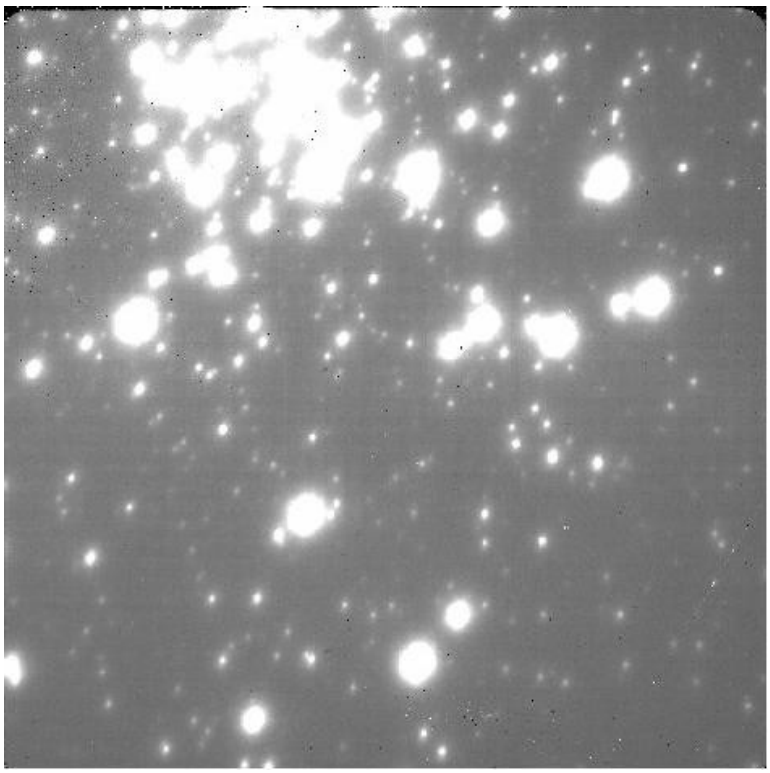


Εικόνα 21: Εικόνα του αντικειμένου μας χωρίς τα dark και bias (Gemini Telescope).



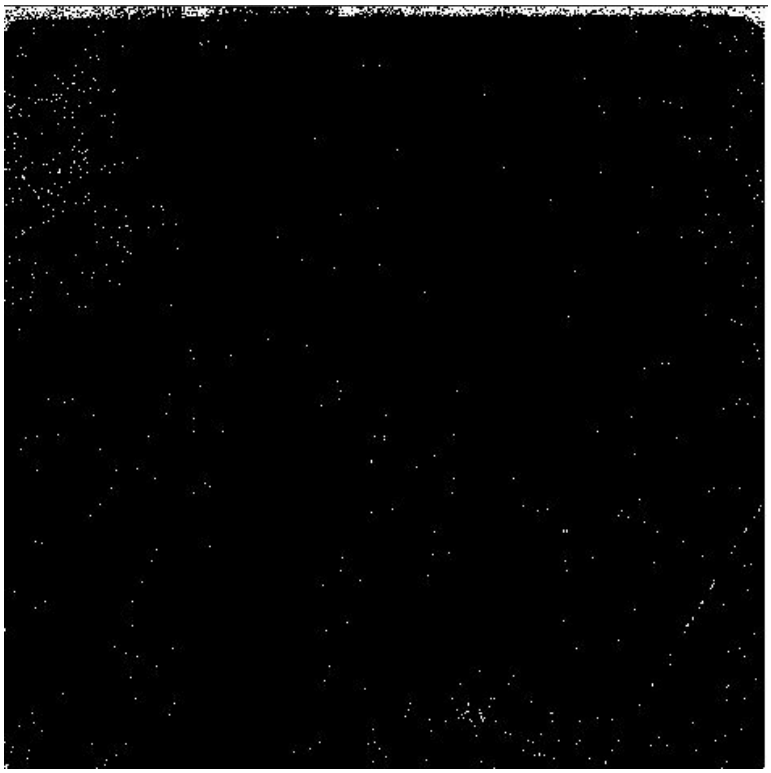
Εικόνα 22: Εικόνα του αντικειμένου μας ύστερα από flat fielding (Gemini Telescope).

Το επόμενο βήμα που πρέπει να κάνουμε είναι να εντοπίσουμε και να αφαιρέσουμε τα bad pixels. Ως bad pixels ορίζουμε τα καμένα (burned) και καυτά (hot) pixels. Αυτά τα ελαττωματικά pixels δεν μας προσφέρουν καμία πληροφορία οπότε με το πρόγραμμα ccdmask φτιάχνουμε μια “μάσκα” (χαρτογραφούμε δηλαδή την εικόνα για να τα εντοπίσουμε) με τα ελαττωματικά pixels. Την διόρθωση την κάνουμε με το πρόγραμμα fixpix το οποίο βρίσκει τα pixels αυτά (μέσω της “μάσκας” που υπολογίσαμε) και με γραμμική παρεμβολή διορθώνει τις τιμές των κατεστραμμένων pixels με φυσικά αποδεκτές τιμές (αντικαθιστώντας τες με τον μέσο όρο των γειτονικών pixels). Η “μάσκα” που παράγει το ccdmask δεν είναι σε μορφή εικόνας αλλά αρχείου κειμένου με τις συντεταγμένες και δεν είναι δυνατή η απεικόνιση του. Μια διορθωμένη για bad pixels εικόνα φαίνεται στην εικόνα 23 που ακολουθεί.

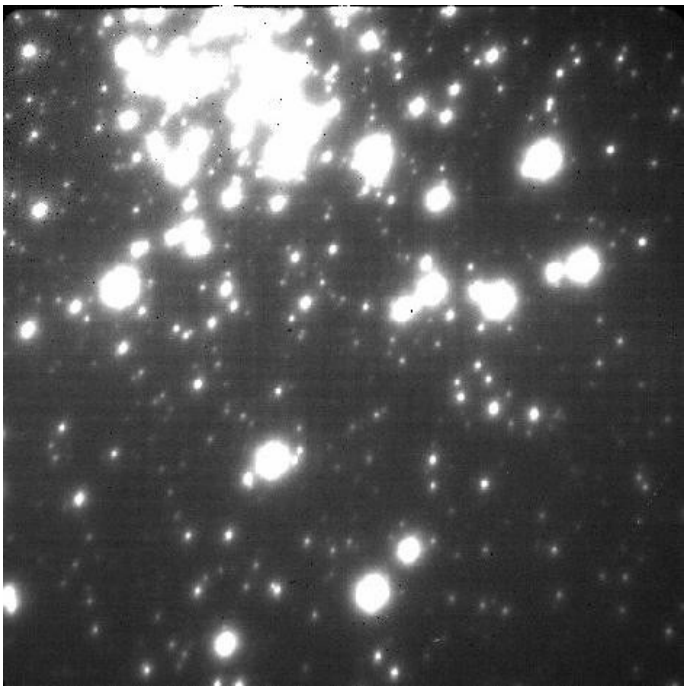


Εικόνα 23: Εικόνα του αντικειμένου μας διορθωμένη για bad pixels (Gemini Telescope).

Εκτός από τα bad pixels υπάρχουν και άλλα σημεία πάνω στην εικόνα μας που μοιάζουν με ελαττωματικά pixels όμως δεν είναι. Αυτά είναι κοσμικές ακτίνες (εφεξής cosmic ray hits) που έχουν προσκρούσει στο CCD καθώς αυτό αποτύπωνε το αντικείμενο μας. Τις κοσμικές ακτίνες τις αφαιρούμε με παρόμοιο τρόπο με τα bad pixels αλλά χρησιμοποιώντας διαφορετικό πρόγραμμα. Σε αυτή την περίπτωση καλούμε το πρόγραμμα crmedian. Αυτό το πρόγραμμα εντοπίζει τα cosmic ray hits παράγει μια "μάσκα" με τις θέσεις τους και στην συνέχεια τα αφαιρεί διορθώνοντας με παρόμοιο τρόπο με το fixpix τις τιμές αυτές. Στις εικόνες 24 και 25 φαίνονται η "μάσκα" με τις κοσμικές ακτίνες και η διορθωμένη από κοσμικές ακτίνες εικόνα του αντικειμένου μας αντίστοιχα.

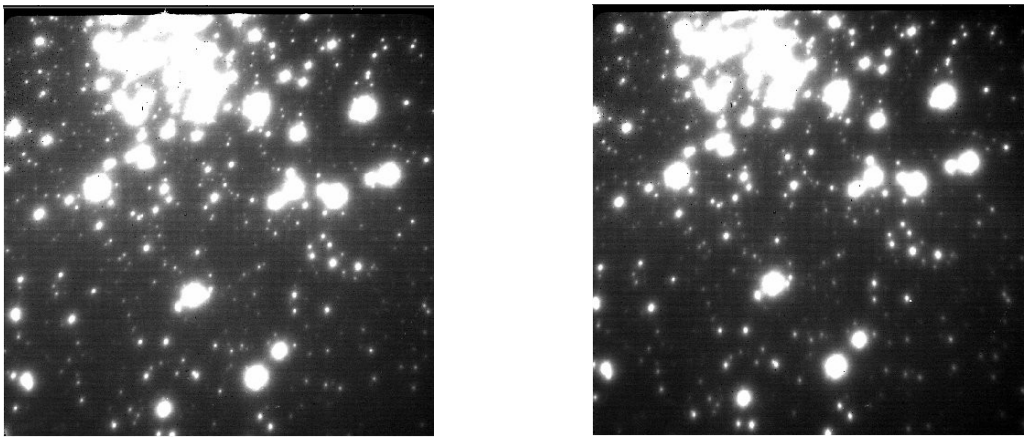


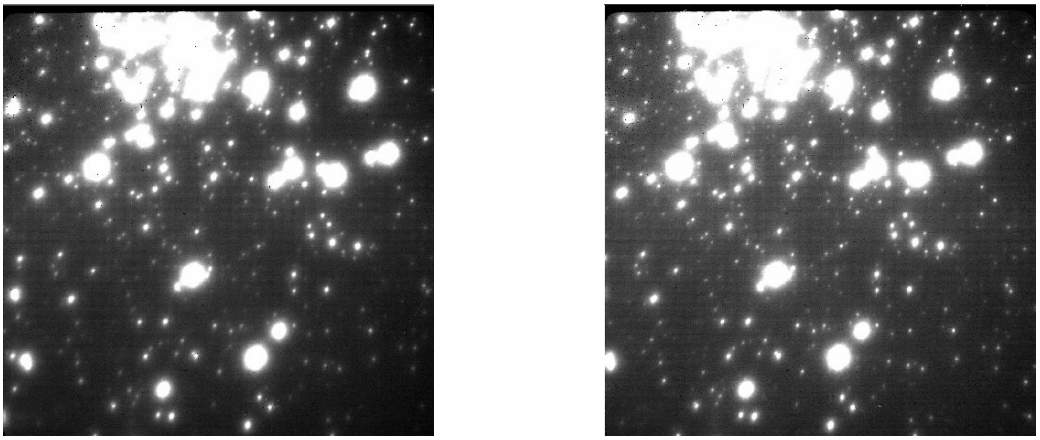
Εικόνα 24: Μάσκα με τις κοσμικές ακτίνες (Gemini Telescope).



Εικόνα 25: Εικόνα του αντικειμένου μας διορθωμένη για cosmic ray hits (Gemini Telescope).

Το τελικό βήμα της ανάλυσης μας είναι να ευθυγραμμίσουμε όλες τις εικόνες του ίδιου σετ παρατηρήσεων (αφού σε όλες έχει γίνει η προεργασία που περιγράψαμε παραπάνω). Είχαμε αναφέρει στην αρχή της παραγράφου ότι χρησιμοποιήθηκε η τεχνική του dithering για να αποφύγουμε να έχουμε συνεχώς έναν αστέρα κεντραρισμένο επάνω σε ένα ελαττωματικό pixel. Ένα παράδειγμα μετατοπισμένων κατά μερικά pixel (dithered) εικόνων φαίνεται στην εικόνα 26 που ακολουθεί.



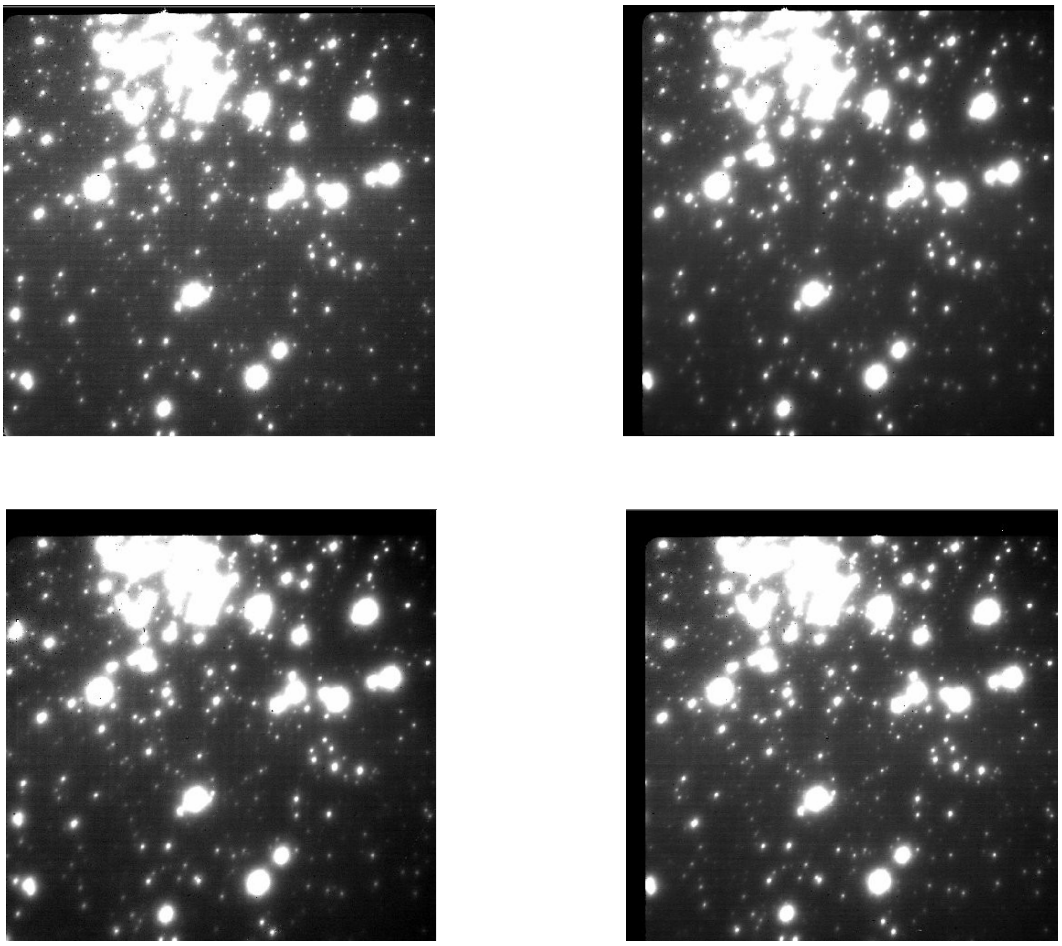


Εικόνα 26: Παράδειγμα εικόνων όπου φαίνεται το dithering. Οι εικόνες δεν είναι ευθυγραμμισμένες όπως φαίνεται καθαρά στα άκρα των εικόνων όπου σε κάποιες λείπουν ορισμένοι αστέρες (Gemini Telescope).

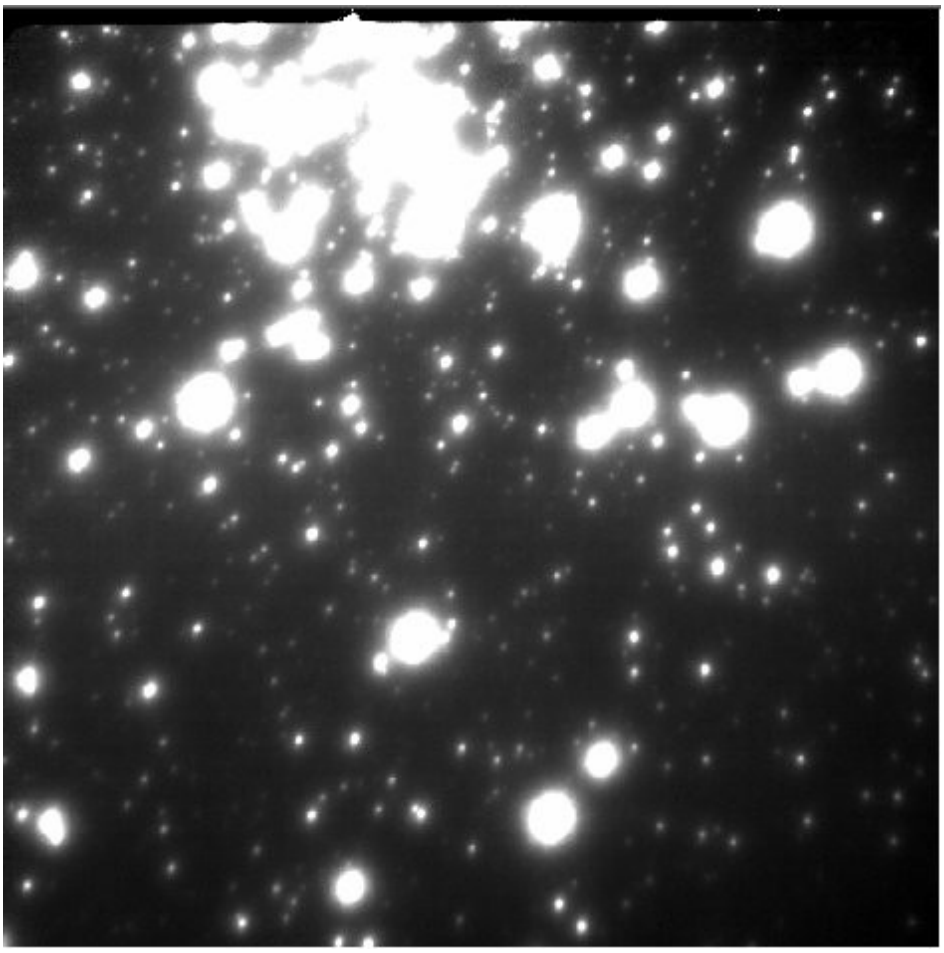
Επομένως για να γίνει η ευθυγράμμιση, να προστεθούν και να παραχθεί η μέση τιμή των εικόνων ενός σετ παρατηρήσεων του αντικειμένου μας πρέπει να χρησιμοποιήσουμε τρία επιπλέον προγράμματα του IRAF. Το geomap, που θα υπολογίσει τον αναγκαίο γεωμετρικό μετασχηματισμό μεταξύ μιας εικόνας που την χρησιμοποιούμε ως εικόνα αναφοράς και των υπολοίπων εικόνων που θα μετασχηματιστούν με βάση αυτή, το geotran, που θα χρησιμοποιήσει τον μετασχηματισμό αυτόν για να δημιουργήσει τις μετασχηματισμένες εικόνες και το imcombine, που θα δημιουργήσει τον μέσο όρο των μετασχηματισμένων εικόνων δίνοντάς μας την τελική προς μελέτη εικόνα.

Αρχικά, το geomap χρειάζεται σαν δεδομένο έναν αριθμό αρχείων κειμένου ίσο με τον αριθμό των εικόνων του σετ παρατηρήσεων. Τα αρχεία αυτά πρέπει να περιλαμβάνουν στην πρώτη στήλη τους τις συντεταγμένες ορισμένων αστέρων (όσο περισσότερους αστέρες χρησιμοποιήσουμε τόσο καλύτερο μετασχηματισμό θα έχουμε) από την εικόνα αναφοράς και στην δεύτερη στήλη τις συντεταγμένες των ίδιων αστέρων στην προς μετασχηματισμό εικόνα. Καλό είναι οι αστέρες που θα χρησιμοποιηθούν στον μετασχηματισμό να βρίσκονται σε διάφορες θέσεις πάνω στην εικόνα (αρκεί να είναι εντός της κοινής περιοχής όλων των εικόνων!!) για να υπολογιστεί πιο εύκολα τυχόν περιστροφή του πεδίου που πρέπει να γίνει. Τελικά το geomap θα κατασκευάσει βάσεις δεδομένων για την κάθε εικόνα με όλες τις απαραίτητες πληροφορίες για το geotran το

οποίο θα χρησιμοποιήσει τις βάσεις δεδομένων αυτές, τα αρχεία με τις συντεταγμένες και τις μη μετασχηματισμένες εικόνες, θα τις μετασχηματίσει και θα αποθηκεύσει τις καινούργιες εικόνες. Αυτές είναι πλέον έτοιμες να προστεθούν από το imcombine το οποίο θα μας δώσει και την τελική μέση εικόνα. Μετασχηματισμένες εικόνες από την διαδικασία του geomap/geotran καθώς και η τελική προς μελέτη εικόνα από το imcombine φαίνονται στις εικόνες 27 και 28 που ακολουθούν.

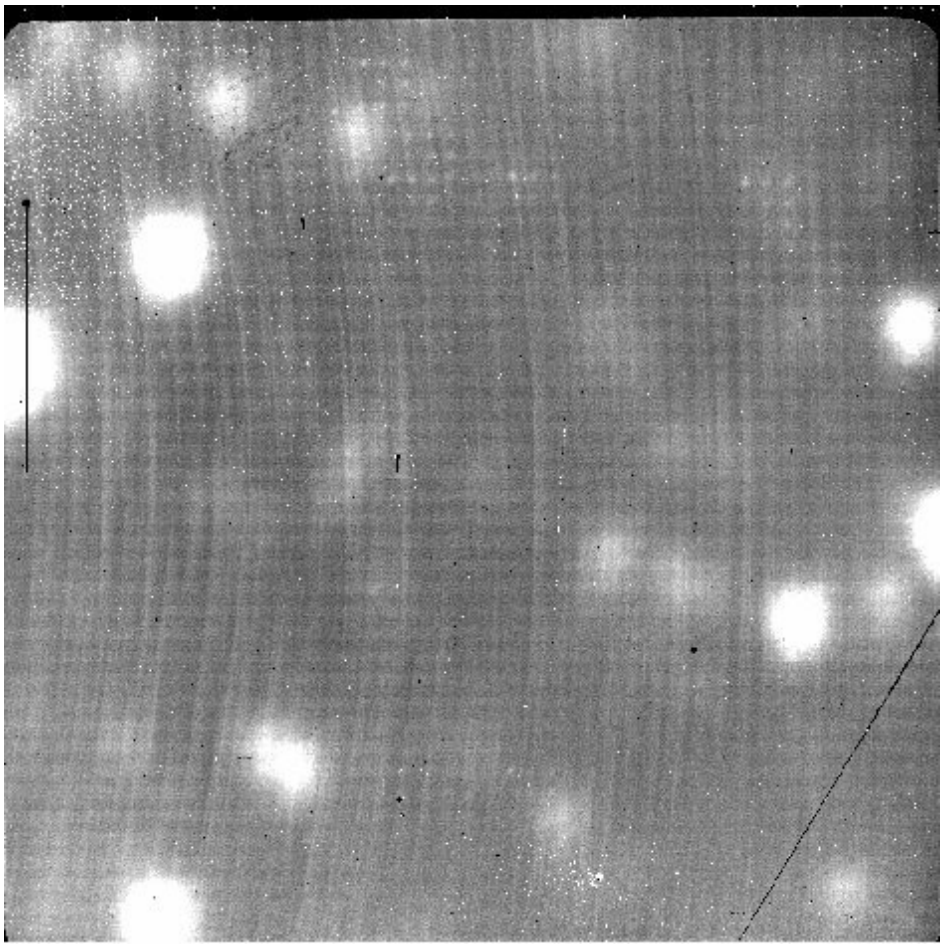


Εικόνα 27: Παράδειγμα των εικόνων της εικόνας 26 στις οποίες έχει εφαρμοστεί γεωμετρικός μετασχηματισμός με βάση την επάνω αριστερά εικόνα (εικόνα αναφοράς). Αυτό φαίνεται καθαρά αν προσέξουμε τις άκρες του πεδίου, όπου πλέον όλοι οι αστέρες είναι κοινοί σε όλες τις εικόνες. Οι μη κοινές περιοχές έχουν κοπεί και οι κοινές περιοχές έχουν μετατοπιστεί για να ευθυγραμμιστούν με την εικόνα αναφοράς. Οι εικόνες αυτές είναι κατά μερικά pixels μικρότερες από τις μη ευθυγραμμισμένες (Gemini Telescope).



Εικόνα 28: Εικόνα του Arches έτοιμη προς επιστημονική μελέτη (Gemini Telescope).

Η διαδικασία που περιγράφηκε σε όλες τις παραπάνω σελίδες είναι ελλιπής ως προς μια διαδικασία. Την αφαίρεση του ουρανού (εφεξής sky) που είναι διαδικασία παρόμοια με την αφαίρεση dark που περιγράψαμε προηγουμένως. Ο λόγος για τον οποίο δεν κάναμε αφαίρεση sky είναι ότι οι εικόνες του ουρανού που είχαμε στην διάθεσή μας πάρθηκαν αφενός σε περιοχή που είχε πολλές πηγές (γεγονός που δυσκολεύει την εκτίμηση του υποβάθρου του ουρανού) αφετέρου το τηλεσκόπιο ήταν αφεστιασμένο και το σύστημα προσαρμοστικής οπτικής δεν λειτουργούσε, με αποτέλεσμα το φως των πηγών αυτών να είναι διάχυτο σε μεγάλη έκταση επάνω στο CCD καθιστώντας την χρήση των εικόνων αυτών πρακτικά αδύνατη. Παράδειγμα της κακής ποιότητας της εικόνας του ουρανού (sky frame) φαίνεται στην εικόνα 29 που ακολουθεί.



Εικόνα 29: Εικόνα του προβληματικού sky frame. Οι εκτεταμένες πηγές λόγω της μη χρήσης ΑΟ καθιστούν την εικόνα άχρηστη (Gemini Telescope).

Όπως αναφέραμε και στην αρχή του παρόντος κεφαλαίου η διαδικασία αυτή είναι σημαντική σε εικόνες στο υπέρυθρο γιατί ο ουρανός ακτινοβολεί στο υπέρυθρο εισάγοντας ένα υπόβαθρο στις εικόνες. Όμως αυτό το φαινόμενο είναι πιο έντονο όσο πηγαίνουμε σε μεγαλύτερα μήκη κύματος προς το μεσαίο και μακρινό υπέρυθρο αφού το μέγιστο της ακτινοβολίας του ουρανού είναι στα 15μm ενώ εμείς παρατηρούμε στα 2.15μm (K short φίλτρο). Σε απόλυτες τιμές η ένταση του υποβάθρου του ουρανού είναι της τάξης των 180 - 200 counts την στιγμή που οι περισσότεροι αμυδροί αστέρες έχουν τιμές πάνω από ~230 counts και η γραμμική περιοχή του CCD εκτείνεται μέχρι ~12000 counts. Καταλαβαίνουμε λοιπόν ότι ο συμβιβασμός που αναγκαζόμαστε να κάνουμε είναι πως, πιθανώς, θα χάσουμε ορισμένους από τους πολύ αμυδρούς αστέρες του πεδίου

μας, γεγονός που είναι αποδεκτό. Άρα με μια σχετικά μικρή υποχώρηση στην ποιότητα των αποτελεσμάτων μας, μπορούμε να παραλείψουμε την αφαίρεση sky.

Ο δεύτερος τρόπος για να κάνουμε την επεξεργασία των δεδομένων του Gemini ήταν με το, πιο αυτοματοποιημένο, πακέτο IRAF του Gemini (v.1.10). Τα προγράμματα που περιλαμβάνει το πακέτο αυτό φαίνονται στον πίνακα 4 που ακολουθεί:

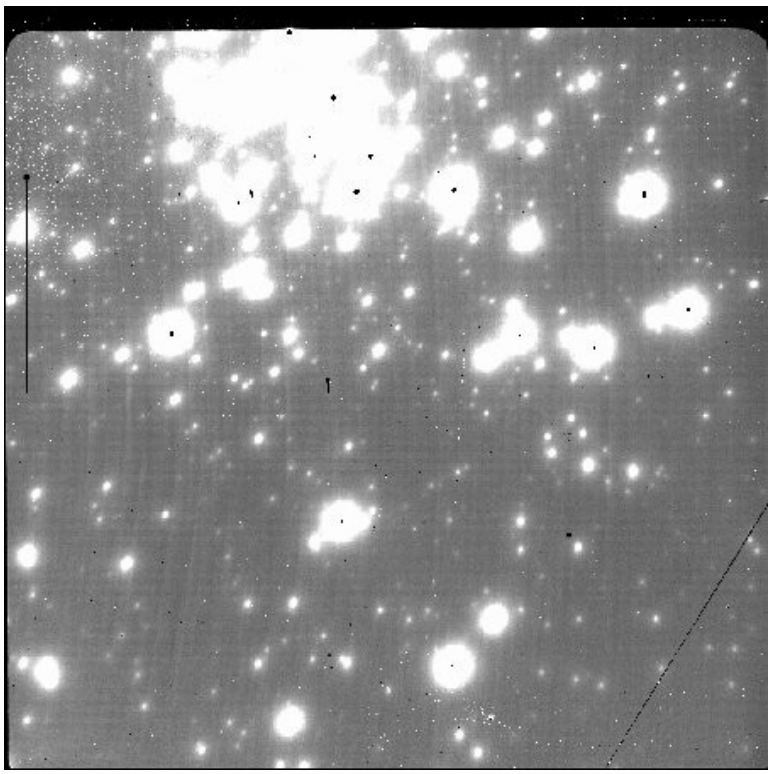
Πίνακας 4: Χρήση και υποπρογράμματα IRAF πακέτου NIRI (Gemini).

NIRI package	*Χρήση*
nifastsky	X
nireduce	√
niriinfo	√(Πληροφορίες)
nisky	√
nprepare	√
niflat	√
niriexamples	√ (Παραδείγματα)
nirotate	X
nisupersky	X
nresidual	√

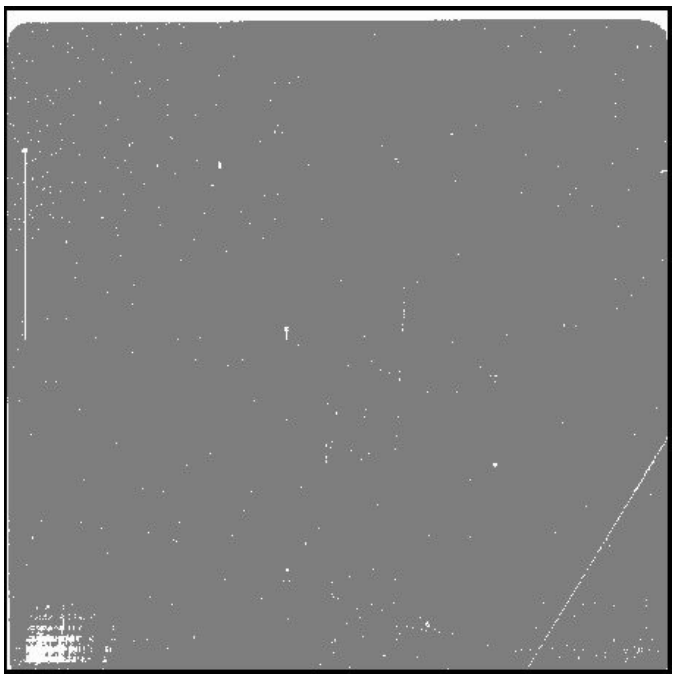
Για την παρούσα εργασία χρησιμοποιήθηκαν τα προγράμματα που είναι σημειωμένα με √ στην στήλη “Χρήση” του πίνακα 4.

Και εδώ, όπως και στην χειροκίνητη επεξεργασία, χρειάστηκε πρώτα να διορθώσουμε τις εικόνες για μη γραμμικότητα με το ειδικό πρόγραμμα nirlin.py. Αντίθετα όμως με την χειροκίνητη επεξεργασία, στην αυτόματη θα χρησιμοποιήσουμε αρκετά λιγότερα προγράμματα και αυτό γιατί η ομάδα του Gemini έχει συμπτύξει πολλά από τα ξεχωριστά βήματα που κάναμε προηγουμένως σε λίγες εντολές. Η αυτοματοποιημένη διαδικασία ξεκινάει με την χρήση του προγράμματος nprepare. Το πρόγραμμα αυτό είναι προπαρασκευαστικό και η κύρια δουλειά του είναι να τροποποιήσει και να προσθέσει κάποιες λέξεις κλειδιά στην επικεφαλίδα της εικόνας (εφεξής header keywords). Τα header keywords περιέχουν σημαντικές πληροφορίες για την ανάλυση των εικόνων. Επίσης μετατρέπει την εικόνα Single Extension File (εφεξής

SEF ή Μονοδιάστατη Εικόνα) σε Multi Extension File (εφεξής MEF ή Πολυεπίπεδη Εικόνα). Τα επιπλέον επίπεδα μιας MEF εικόνας περιέχουν την επικεφαλίδα (επίπεδο ή extension ή plane [0]), την επιστημονική εικόνα (επίπεδο [1]), την εικόνα μεταβολής (εφεξής variance plane στο επίπεδο [2]) και την εικόνα ποιότητας δεδομένων (εφεξής qata duality ή DQ plane στο επίπεδο [3]). Η εικόνα variance δημιουργείται για να μας δώσει μια ιδέα του καθαρού θορύβου που υπάρχει στην κάθε εικόνα. Η data quality εικόνα δημιουργείται θέτοντας την τιμή 1 για τα ελαττωματικά (εφεξής bad) pixels, την τιμή 2 για τα μη γραμμικά (εφεξής non-linear) pixels, την τιμή 4 για τα κορεσμένα (εφεξής saturated) pixels και την τιμή 0 για όλα τα κανονικά pixels. Θα χρησιμεύσει αργότερα στην δημιουργία της μάσκας για την αφαίρεση των bad και την διόρθωση των non-linear και saturated pixels. Τυπικές variance και DQ planes δίνονται στις εικόνες 30 και 31 που ακολουθούν.

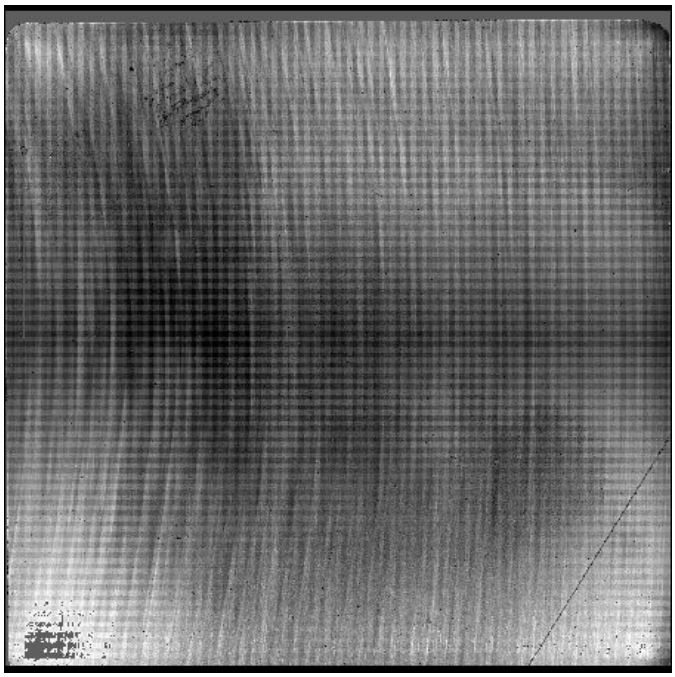


Εικόνα 30: Εικόνα variance δημιουργείται στο επίπεδο 2 της MEF εικόνας από το nprepare (Gemini Telescope).



Εικόνα 31: Εικόνα DQ που δημιουργείται στο επίπεδο 3 της MEF εικόνας από το nprepare (Gemini Telescope).

Το επόμενο πρόγραμμα που καλούμε είναι το niflat το οποίο θα μας δώσει το normalised flat και το bad pixel mask (εφεξής BPM) για το CCD μας (ένα για κάθε χρόνο έκθεσης). Αφού το τρέξουμε και για όλους τους χρόνους έκθεσης διαγράφουμε όλα τα αρχεία που δημιούργησε το nprepare που τρέξαμε στην αρχή. Καλούμε ξανά το nprepare αυτή την φορά όμως χρησιμοποιώντας και το BPM που δημιουργήσαμε προηγουμένως με το niflat. Αυτή η διαδικασία βοηθά ώστε να γίνει όσο το δυνατόν καλύτερη εκτίμηση των bad pixels από το nprepare (μέσω του DQ plane) έτσι ώστε αργότερα να αφαιρεθούν όσο το δυνατόν πιο σωστά. Με το niflat δηλαδή κάνουμε ό,τι κάναμε στην χειροκίνητη ανάλυση με τα προγράμματα flatcombine, ccdmask, imarith και imstatistics. Το normalised flat φαίνεται στην εικόνα 32 που ακολουθεί.

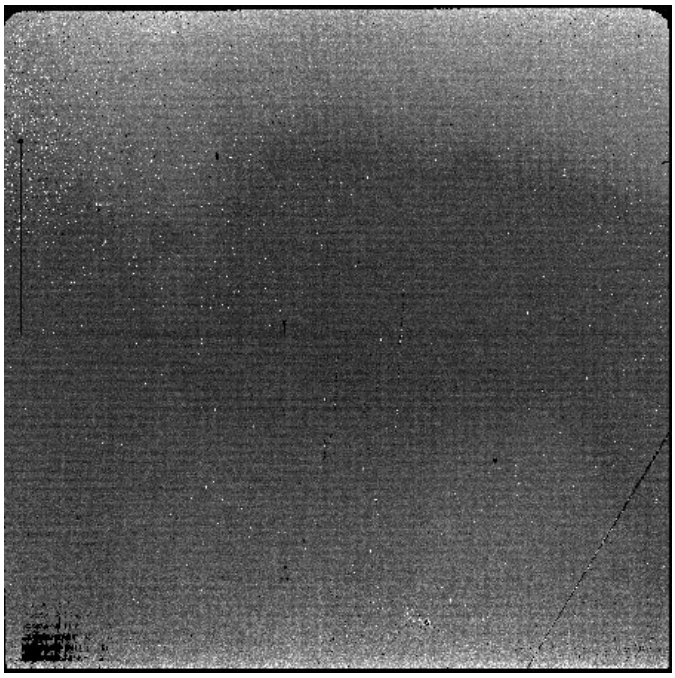


Εικόνα 32: Normalised flat εικόνα όπως δημιουργείται από το niflat (Gemini Telescope).

Μόλις τρέξουμε το nprepare για δεύτερη φορά, αφού έχουμε συνυπολογίσει και τα BPMs, μπορούμε να καλέσουμε το nresidual. Το nresidual είναι ένα πρόγραμμα το οποίο κοιτάει το DQ plane της κάθε εικόνας, που δημιουργήθηκε προηγουμένως με το nprepare, εντοπίζει τα non-linear και τα saturated pixels και τα παρακολουθεί για να βεβαιωθεί πως δεν μεταφέρονται από την προηγούμενη έκθεση στην επόμενη. Ο λόγος που μπορεί να συμβεί κάτι τέτοιο είναι ότι ένα pixel του οποίου η τιμή έχει ξεπεράσει την linear περιοχή και είναι είτε non-linear είτε saturated χρειάζεται κάποιο χρόνο για να αποφορτιστεί. Επειδή χρησιμοποιούμε την τεχνική του dithering τα υπερφορτωμένα αυτά pixels θα συνεχίσουν να είναι φωτεινά όταν αρχίσει η επόμενη έκθεση με αποτέλεσμα να φαίνονται και στην επόμενη εικόνα είτε ως παραπάνω τιμές στους αστέρες της νέας εικόνας είτε ως “καινούργια” αστρικά αντικείμενα τα οποία όμως δεν θα είναι αληθινά. Το nresidual καταγράφει τις θέσεις αυτών των pixels και τα σημειώνει στο DQ plane έτσι ώστε να ληφθούν υπόψιν κατά την διόρθωση των bad pixels.

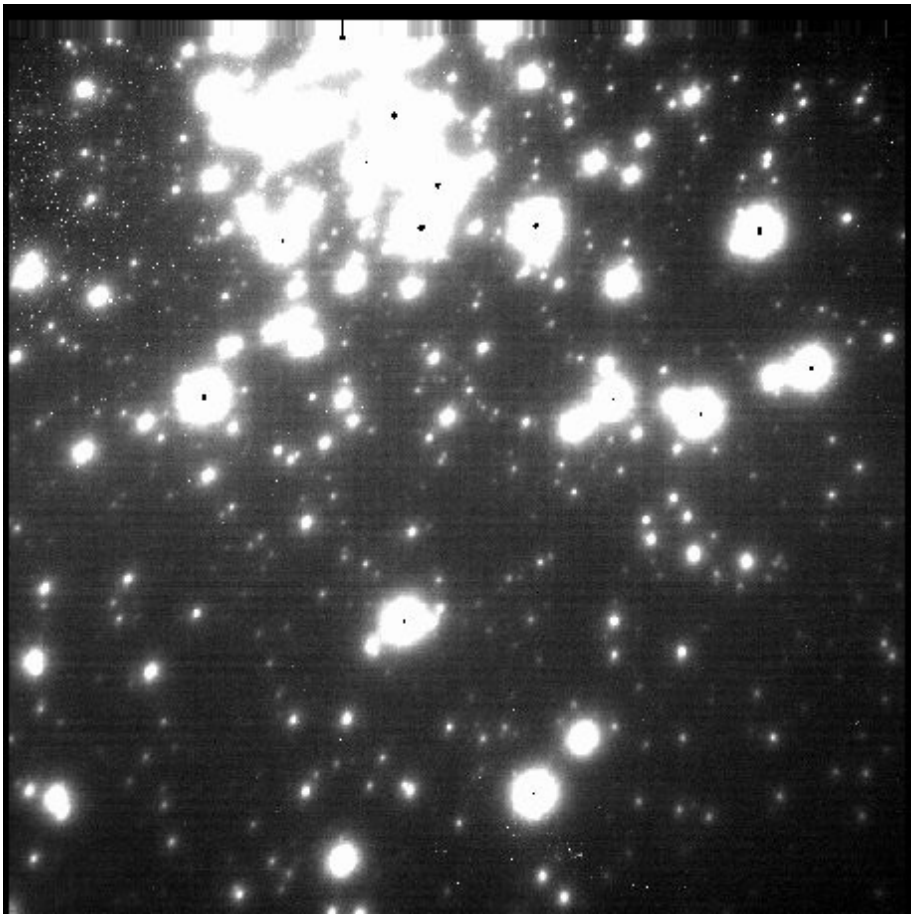
Όπως ήδη αναφέραμε εικόνες του ουρανού είναι ακατάλληλες για χρήση. Επομένως θα αφαιρέσουμε από τις εικόνες μας μόνο τις εικόνες dark. Για να φτιάξουμε την μέση dark εικόνα χρειαζόμαστε ένα πρόγραμμα που να προσθέτει όλα τα pixels της

κάθε εικόνας και να διαιρεί με τον αριθμό των εικόνων βρίσκοντας τον μέσο όρο όπως κάναμε στην χειροκίνητη ανάλυση με το πρόγραμμα darkcombine. Όμως τα προγράμματα του IRAF Gemini πακέτου προϋποθέτουν οι εικόνες να είναι MEF. Το darkcombine όμως παράγει μόνο SEF εικόνες. Επιπλέον επειδή σε ιδανικές εικόνες sky (μόνο ουρανός και όχι αντικείμενα) το ρεύμα σκότους συμπεριλαμβάνεται στην εικόνα (και άρα δεν χρειάζεται να αφαιρεθεί εικόνα dark), το πακέτο IRAF Gemini δεν έχει αντίστοιχο πρόγραμμα με το darkcombine που να παράγει όμως εικόνα συμβατή με τα άλλα προγράμματα του πακέτου. Για να ξεπεράσουμε αυτό το πρόβλημα χρησιμοποιούμε το πρόγραμμα nisky το οποίο κάνει ό,τι κάνει το darkcombine αλλά για τις εικόνες sky με μόνη διαφορά τις παραμέτρους εντοπισμού αντικειμένων μέσα στην εικόνα του ουρανού (τα οποία και αφαιρεί για να υπολογίσει σωστή τιμή για τον θόρυβο του ουρανού). Εάν αυτές τις τιμές τις θέσουμε πολύ υψηλές (αφού στις εικόνες dark δεν υπάρχουν αντικείμενα και άρα δεν θέλουμε να εντοπίσει κάτι) χρησιμοποιούμε ουσιαστικά μόνο την λειτουργία combine του προγράμματος και επιπλέον η εικόνα που προκύπτει είναι MEF και άρα συμβατή με τα υπόλοιπα προγράμματα του πακέτου. Η εικόνα dark που προκύπτει με τον τρόπο που μόλις περιγράψαμε φαίνεται στην εικόνα 33 που ακολουθεί.



Εικόνα 33: Εικόνα dark που δημιουργείται με το nisky (Gemini Telescope).

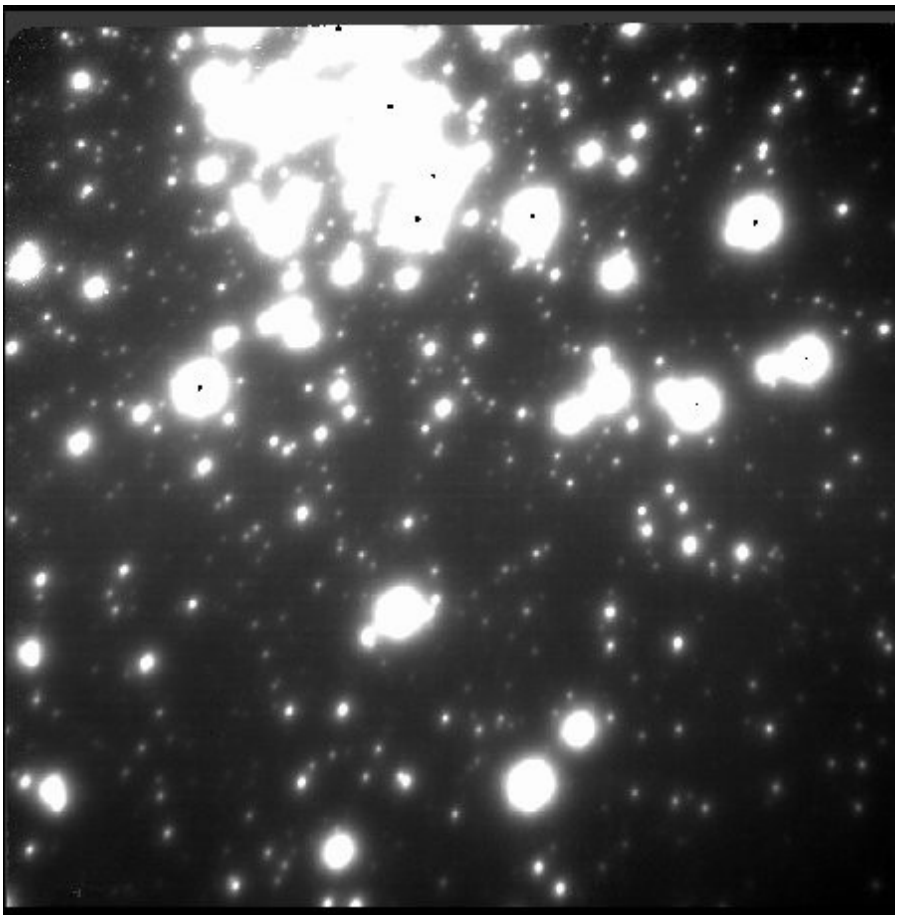
Αφού πλέον έχουμε την εικόνα dark, το normalised flat και το DQ plane για να φτιάξουμε το σωστό BPM μπορούμε να καλέσουμε το πρόγραμμα nireduce το οποίο τα στάδια της χειροκίνητης ανάλυσης που έγιναν με τα προγράμματα ccdmask, fixpix και το imarith. Θα πραγματοποιήσει δηλαδή την αφαίρεση της εικόνας dark, θα διαιρέσει με το normalised flat και, αφού φτιάξει το BPM, θα διορθώσει την εικόνα για τα bad pixels. Η εικόνα που προκύπτει από το nireduce φαίνεται στην εικόνα 34 που ακολουθεί.



Εικόνα 34: Εικόνα του αντικειμένου μας που είναι διορθωμένη για τα bad pixels, το dark και το normalised flat. Οι μαύρες κουκκίδες στα κέντρα ορισμένων αστέρων, είναι οι saturated περιοχές όπως εντοπίστηκαν και σημειώθηκαν από nirli.py. (Gemini Telescope).

Το τελευταίο βήμα είναι η ευθυγράμμιση και παραγωγή των εικόνων που επεξεργαστήκαμε με το nireduce , η παραγωγή της μέσης εικόνας και τέλος ο εντοπισμός και η αφαίρεση των cosmic ray hits, δηλαδή όσα κάναμε στην χειροκίνητη ανάλυση με τα προγράμματα geomap, geotran, imcombine και crmedian γίνονται σε αυτή την

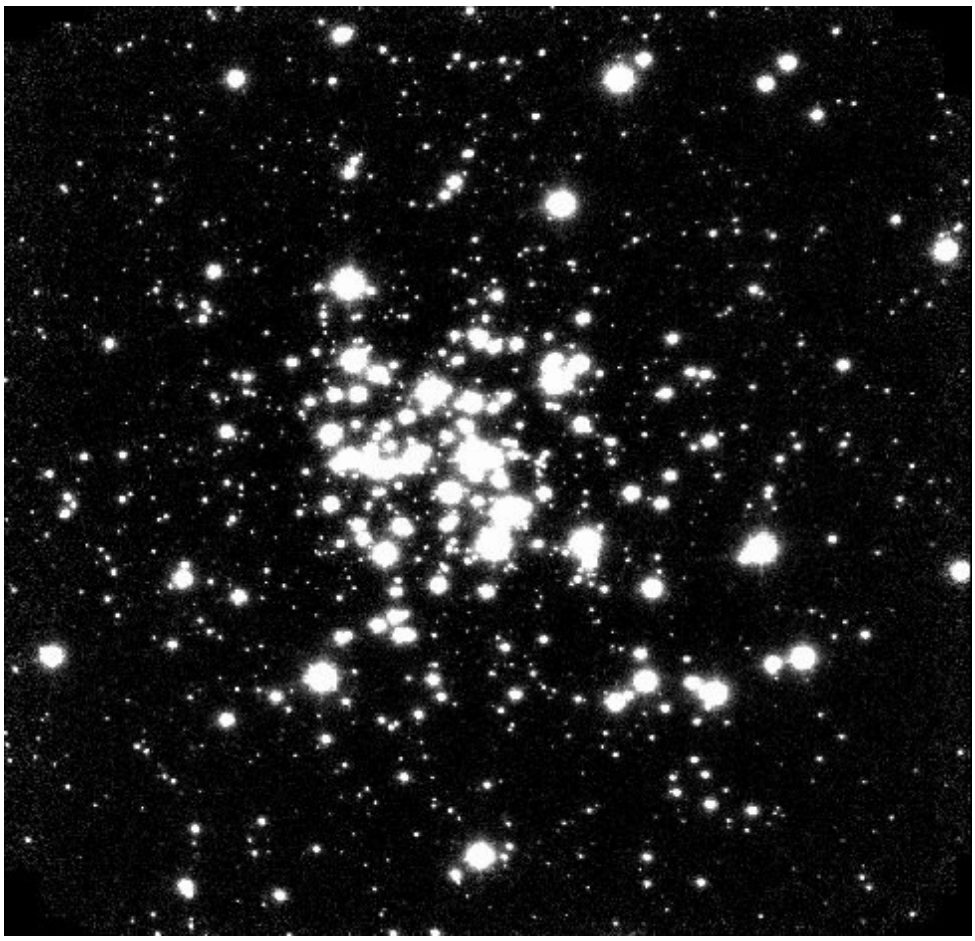
περίπτωση αυτή καλώντας το πρόγραμμα imcoadd, το οποίο ανήκει στο πακέτο Gemtools που περιέχει γενικά προγράμματα για επεξεργασία δεδομένων του τηλεσκοπίου Gemini. Το αποτέλεσμα του imcoadd είναι και η τελική προς επιστημονική μελέτη εικόνα και φαίνεται στην εικόνα 35 που ακολουθεί.



Εικόνα 35: Εικόνα προς επιστημονική μελέτη όπως προέκυψε από το imcoadd (Gemini Telescope).

Η επεξεργασία των δεδομένων του VLT έγινε αυτόματα στο ESO και οι επεξεργασμένες εικόνες μας δόθηκαν από τον PI Pietrzynski. Για την επεξεργασία χρησιμοποιήθηκε το πακέτο προγραμμάτων της ESO (European Southern Observatory) common pipeline library (εφεξής cpl) που είναι αντίστοιχο του πακέτου προγραμμάτων του Gemini που περιγράψαμε αναλυτικά προηγουμένως με την διαφορά ότι δεν τρέχει μέσω του IRAF αλλά από terminal σε σύστημα linux/unix καθώς πρόκειται για προγράμματα γραμμένα στην γλώσσα προγραμματισμού C. Στην εικόνα 36 που

ακολουθεί φαίνεται μια τελική εικόνα όπως παράγεται από την επεξεργασία των raw δεδομένων του VLT μέσω του cpl.



Εικόνα 36: Εικόνα του σμήνους Arches από το τηλεσκόπιο VLT.

Κεφάλαιο 3ο: Φωτομετρία

3.1 Γενικά περί φωτομετρίας

3.2 Φωτομετρία με το ISIS

3.3 Φωτομετρία με το DAOPHOT

3.4 Φωτομετρία με το STARFINDER

3.1 Γενικά περί φωτομετρίας

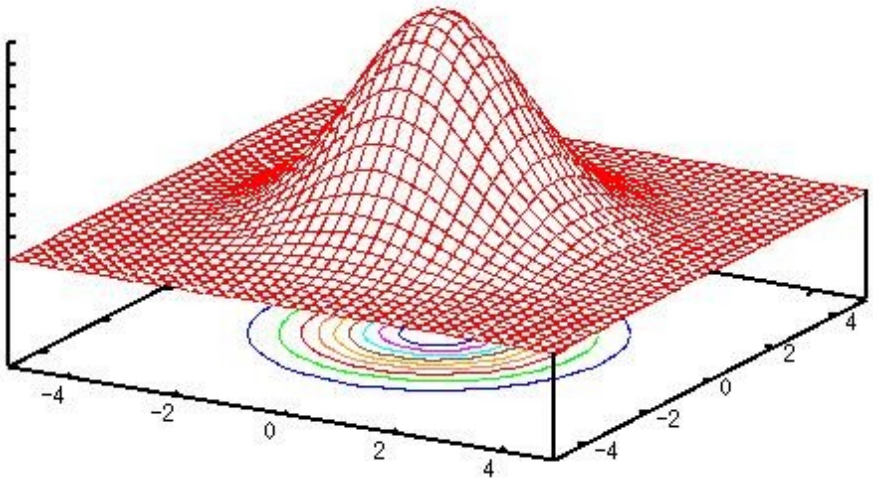
Έχοντας επεξεργαστεί τις εικόνες μας, ώστε να είναι απαλλαγμένες από όλα τα πιθανά συστηματικά σφάλματα, είμαστε έτοιμοι να προχωρήσουμε στην διαδικασία της φωτομετρίας. Όπως φαίνεται και από την ίδια την λέξη θα προσπαθήσουμε να μετρήσουμε την ποσότητα του φωτός με σκοπό να εντοπίσουμε μεταβολές στην λαμπρότητα (περιοδικές ή μη) των αστέρων του σμήνους για να βγάλουμε επιστημονικά συμπεράσματα σχετικά με τις φυσικές παραμέτρους των αστέρων αυτών. Υπάρχουν δύο βασικά ήδη φωτομετρίας. Η Aperture και η PSF (Point Spread Function) φωτομετρία.

Η Aperture φωτομετρία είναι μια μέθοδος κατά την οποία ο παρατηρητής επιλέγει ένα κύκλο γύρω από το αστέρι και έναν κύκλο με λίγο μεγαλύτερη ακτίνα για να γίνει εκτίμηση για το υπόβαθρο. Το πρόγραμμα (π.χ. Phot του DAOPHOT κ.α.) αφαιρεί την μέση τιμή του υποβάθρου από το σύνολο του φωτός, σε κάθε pixel, του αστέρα και μας δίνει την καθαρή τιμή την οποία μπορούμε να μετατρέψουμε σε μεγέθη λαμπρότητας. Η μέθοδος αυτή έχει τα πλεονέκτηματα ότι αφενός δεν εξαρτάται από την μορφή της κατανομής του φωτός και αφετέρου, ως πιο απλή, είναι και πιο γρήγορη. Αυτό σημαίνει ότι θα αθροιστεί σίγουρα όλη η ποσότητα φωτός και άρα είναι πολύ ακριβής. Όμως είναι μη εφάρμοσιμη σε πυκνά πεδία όπου τα wings των αστέρων αλληλοκαλύπτονται εμποδίζοντας αφενός την σωστή εκτίμηση του φωτός του κάθε αστέρα και αφετέρου την σωστή εκτίμηση του υποβάθρου.

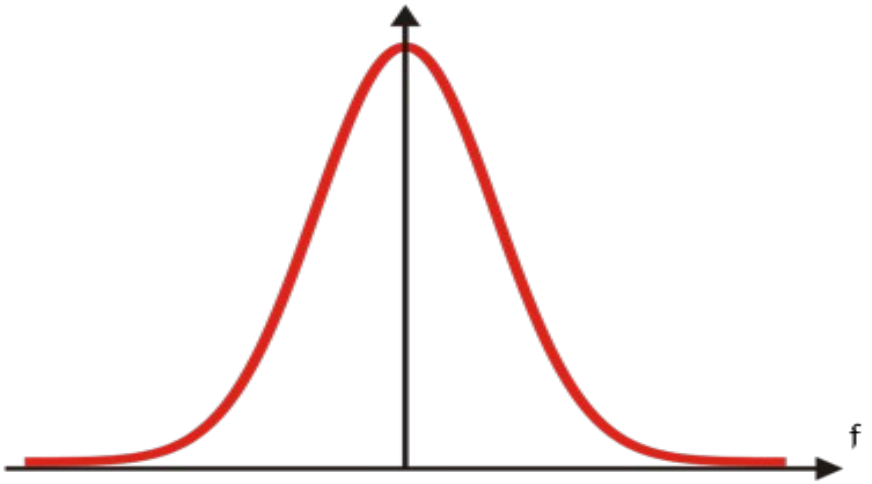
Η PSF φωτομετρία λειτουργεί διαφορετικά. Εδώ το πρόγραμμα (π.χ. DAOPHOT, ISIS, STARFINDER κ.α.) διαβάζει τις τιμές του κάθε pixel στην επιφάνεια του CCD. Καθώς διαβάζει τις τιμές μόλις εντοπίσει κάποιον αστέρα, εξετάζει το προφίλ της κατανομής του φωτός του. Αυτό το προφίλ έχει, περίπου, την μορφή μιας Γκαουσιανής συνάρτησης

$$f(x)=\alpha e^{-\frac{(x-b)^2}{2c^2}},$$

όπου α είναι η παράμετρος που ρυθμίζει το ύψος της καμπύλης, b το κέντρο της κατανομής (το σημείο του μέγιστου πλάτους) και c “άνοιγμα” της Γκαουσιανής “καμπάνας”. Η συνάρτηση έχει την μορφή που φαίνεται στις εικόνες 37 και 38 που ακολουθούν.



Εικόνα 37: Γκαουσιανή καμπύλη στις 3 διαστάσεις. Εικόνα όμοια αυτής ενός αστρικού αντικειμένου.



Εικόνα 38: Μορφή Γκαουσιανής συνάρτησης ή αλλιώς Γκαουσιανή "καμπάνα" στις 2 διαστάσεις.

Το πρόγραμμα προσπαθεί να κάνει την καλύτερη δυνατή προσαρμογή Γκαουσιανής συνάρτησης επάνω στο προφίλ του φωτός δοκιμάζοντας διαφορετικές τιμές για τις παραμέτρους α, b και c. Το FWHM της καμπύλης εξαρτάται φυσικά από την τιμή της παραμέτρου c μέσω της παρακάτω σχέσης

$$FWHM = 2\times\sqrt{[2]}\,ln2\times c = 2.36\times c$$

Αυτό γίνεται για πολλούς αστέρες του πεδίου (είναι σημαντικό να φροντίσουμε ώστε να υπάρχει αρκετό στατιστικό δείγμα το οποίο να είναι και ομογενώς κατανεμημένο στο πεδίο για μια όσο το δυνατόν καλύτερη εκτίμηση της μορφής του PSF) και υπολογίζει

ένα μέσο μοντέλο του PSF για ολόκληρη την εικόνα. Το μοντέλο αυτό προσαρμόζεται σε όλους τους αστέρες του πεδίου και το φως που βρίσκεται σε κάθε αστέρα κάτω από την καμπύλη αθροίζεται για να μας δώσει την συνολική ποσότητα του φωτός του αστέρα. Το πρόγραμμα παράλληλα υπολογίζει και μια μέση τιμή για τον θόρυβο υπόβαθρου της εικόνας τον οποίο και αφαιρεί από την μέτρηση φωτός του κάθε αστέρα ξεχωριστά. Η μέθοδος της PSF φωτομετρίας έχει το μειονέκτημα ότι είναι πιο αργή (μεγαλύτερος όγκος υπολογισμών) και λιγότερο ακριβής σε αραιά πεδία, αφού σπάνια το PSF είναι μια τέλεια Γκαουσιανή κατανομή και άρα πάντα κάποιο ποσοστό φωτός του αστέρα υπερεκτιμάται ή υποεκτιμάται (σε απολύτως αποδεκτά, πάντως, πλαίσια), αλλά είναι ταυτόχρονα και πιο ακριβής όταν μελετάμε πυκνά πεδία όπου οι πλευρές της, κατά προσέγγισης, Γκαουσιανής κατανομής φωτός των αστρικών ειδώλων (εφεξής wings) μπλέκονται μεταξύ τους.

3.2 Φωτομετρία με το ISIS

Το πρώτο πρόγραμμα που χρησιμοποιήσαμε για να κάνουμε την ανάλυση μας ήταν το πρόγραμμα ISIS (Alard 2000) το οποίο είναι γραμμένο στην γλώσσα C και το καλούμε από την γραμμή εντολών ενός συστήματος Linux/Unix. Το ISIS είναι βασισμένο στην λογική της μετατροπής του PSF (άρα και του seeing) της καλύτερης εικόνας (ως εικόνα αναφοράς) σε αυτό των υπολοίπων εικόνων και έπειτα αφαίρεσης όλων των εικόνων από την εικόνα αυτή. Ο λόγος που ξεκινάμε με το ISIS είναι ότι είναι αποδεδειγμένα πιο καλή μέθοδος από την απλή PSF φωτομετρία (Bonanos & Stanek 2003) και επίσης θεωρείται ιδανικό για εντοπισμό μεταβλητών αστέρων σε πυκνά πεδία.

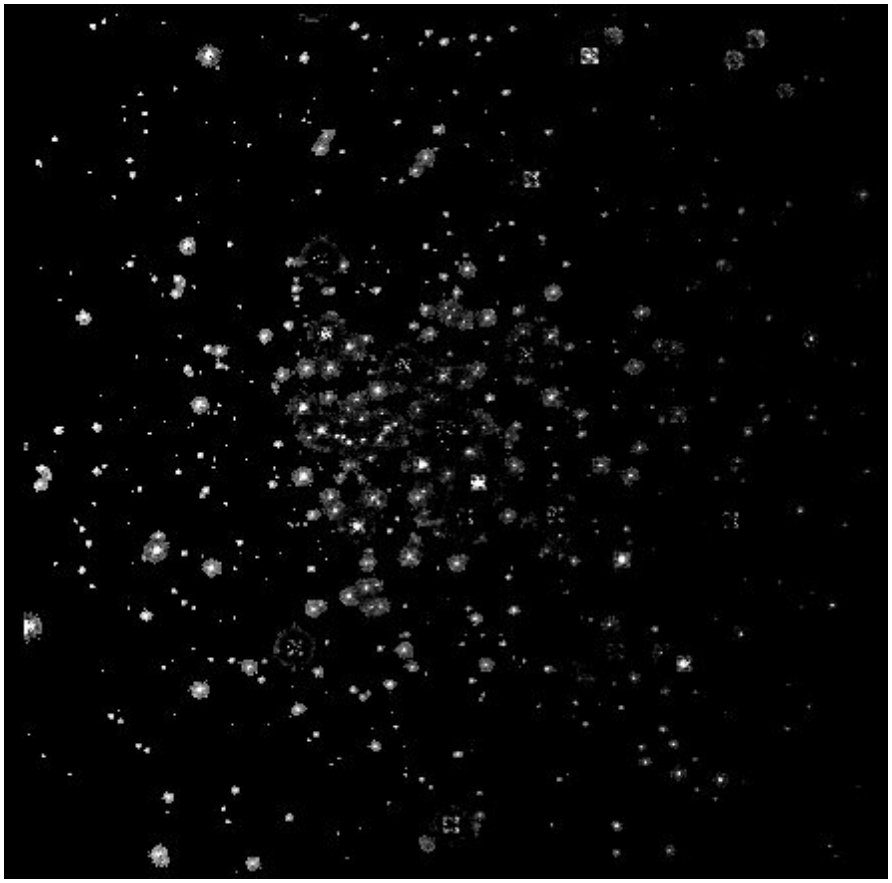
Αρχικά, οι εικόνες που έχουμε από διαφορετικές νύχτες μπορεί να έχουν διαφορές μεταξύ τους, εκτός από το διαφορετικό seeing, ως προς το κεντράρισμα, την κλίμακα ή ακόμα και ως προς την περιστροφή του πεδίου τους (προβλήματα παρόμοια με αυτά που εισάγει η τεχνική του dithering που περιγράψαμε στο κεφάλαιο 2). Το ISIS έχει την δυνατότητα να εντοπίζει αυτές τις διαφορές και να τις διορθώνει εφαρμόζοντας γεωμετρικούς μετασχηματισμούς, ως προς μια εικόνα αναφοράς (για την αστρομετρική μετατροπή), σε όλες τις εικόνες του δείγματος μας με το πρόγραμμα interp.csh. Σε αυτό το βήμα κατασκευάζεται η εικόνα αναφοράς (για την φωτομετρία που καλό είναι να είναι όμως η ίδια με αυτή που χρησιμοποιήθηκε για τον αστρομετρικό μετασχηματισμό) που

μπορεί να είναι είτε μια εικόνα (με το καλύτερο seeing) είτε περισσότερες (με τα καλύτερα seeing από το δείγμα μας) με το πρόγραμμα ref.csh.

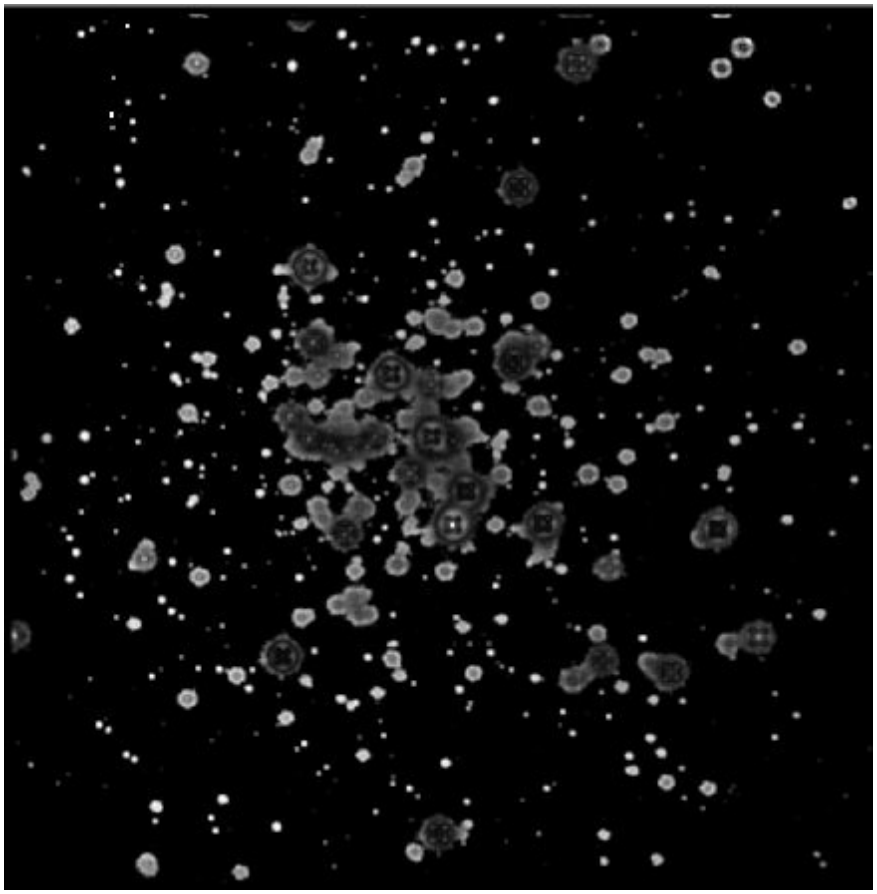
Το επόμενο βήμα είναι να υπολογίσουμε έναν μαθηματικό μετασχηματισμό για κάθε εικόνα, ο οποίος είναι ενδεικτικός της διαφοράς του seeing από εικόνα σε εικόνα. Το πρόγραμμα έχει κατασκευαστεί υπό την υπόθεση ότι σε ένα τυχαίο δείγμα αστέρων, οι περισσότεροι (περίπου το 95% αυτών) θα έπρεπε να έχουν μεταβολές, 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 κατά την οποία οι συναρτήσεις αυτές δημιουργούν μια νέα συνάρτηση που έχει μορφή παρόμοια με μια από 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 ευκολότερη και πιο ακριβή (αφαιρούνται καλύτερα τα υπολείμματα φωτός).

Επόμενο βήμα είναι η αφαίρεση της κάθε (ευθυγραμμισμένης με την εικόνα αναφοράς) εικόνας από την convolved εικόνα αναφοράς (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 (εφεξής 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. Όλες αυτές οι εικόνες προστίθενται, λαμβάνοντας υπόψη την πιθανή ύπαρξη κοσμικών ακτίνων ή άλλων φωτεινών υπολειμμάτων που δεν προέρχονται από αστέρες, για να δημιουργήσουν μια εικόνα αντιπροσωπευτική των πραγματικών μεταβολών (εφεξής εικόνα var, detect.csh)

στο πεδίο. Στο τελευταίο βήμα αυτής της διαδικασίας το πρόγραμμα θα εξετάσει την εικόνα var και κοιτώντας τα residuals θα εντοπίσει τις θέσεις των αστέρων που παρουσιάζουν μεταβολές. Με τις πληροφορίες αυτές το ISIS παράγει μια λίστα με τους αστέρες του πεδίου που μεταβάλλονται (find.csh) σύμφωνα με την οποία θα κάνει στο τέλος την φωτομετρία. Η μέθοδος αφαίρεσης εικόνων είναι αρκετά γρήγορη, πιο αυτοματοποιημένη και πιο ακριβής σε σχέση με τον υπολογισμό του PSF και την μέτρηση του φωτός ξεχωριστά σε κάθε εικόνα (μέθοδος που θα περιγράψουμε αργότερα). Επίσης θεωρείται ιδανικότερη για φωτομετρία σε πυκνά πεδία διότι είναι ευκολότερο να υπολογιστεί ο μετασχηματισμός του seeing μεταξύ δύο εικόνων παρά να υπολογιστούν και να χρησιμοποιηθούν τα PSF της κάθε εικόνας ξεχωριστά. Παραδείγματα εικόνας που έχει προκύψει από την αφαίρεση μιας εικόνας από την εικόνα αναφοράς καθώς και της εικόνας var φαίνονται στις εικόνες 39 και 40 που ακολουθούν.



Εικόνα 39: Εικόνα που έχει προκύψει από την συνέλιξη και την αφαίρεση μιας εικόνας του Arches από την εικόνα αναφοράς. Όπως φαίνεται καθαρά τα υπολείμματα αστρικού φωτός είναι σημαντικά καθώς παρατηρούμε “trends” που θα εξηγήσουμε παρακάτω. (VLT Telescope)



Εικόνα 40: Εικόνα var που είναι αντιπροσωπευτική των πραγματικών μεταβολών που συμβαίνουν στο πεδίο μας. Κι εδώ φαίνεται καθαρά ότι τα υπολείμματα αστρικού φωτός είναι σημαντικά. (VLT Telescope)

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, στις θέσεις των μεταβλητών αστέρων (που προσδιορίζονται από την εικόνα var), κάνει φωτομετρία και παράγει ταυτόχρονα τις καμπύλες φωτός για κάθε μεταβλητό αστέρα. Αυτό γίνεται με το πρόγραμμα phot.csh.

Ένα άλλο χρήσιμο χαρακτηριστικό του ISIS είναι η δυνατότητα του να λαμβάνει υπ' όψιν τις μεταβολές του PSF κατά μήκος του πεδίου κατά τον υπολογισμό του μετασχηματισμού. Το PSF μεταβάλλεται κατά μήκος του πεδίου σε όλες τις αστρονομικές εικόνες. Σε εκείνες που προέρχονται από τηλεσκόπια χωρίς συστήματα Adaptive Optics αυτό συμβαίνει γιατί το κάθε τμήμα του πεδίου παρατήρησης περνάει από διαφορετικό κομμάτι του ουρανού (και άρα από τμήματα με διαφορετικούς δείκτες διάθλασης) με αποτέλεσμα να παραμορφώνεται διαφορετικά από σημείο σε σημείο. Στα

τηλεσκόπια που χρησιμοποιούν συστήματα Adaptive Optics ο λόγος είναι ότι όσο απομακρυνόμαστε από το Guide Star (βλ. κεφάλαιο 2) η διόρθωση του Adaptive Optics είναι ολοένα και λιγότερο ακριβής (γιατί το Adaptive Optics διορθώνει με βάση κάποιο guide star σε κάποιο σημείο του πεδίου και όχι σε όλα, αλλά εφαρμόζει αυτή την διόρθωση σε όλο το πεδίο) με αποτέλεσμα και πάλι η μορφή του PSF να παρουσιάζει διαφοροποιήσεις από σημείο σε σημείο. Το ISIS έχει την δυνατότητα να υπολογίζει διαφορετικά μοντέλα για το PSF κατά μήκος της εκάστοτε εικόνας έτσι ώστε να ελαχιστοποιεί αυτό το φαινόμενο.

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

$$m_{tpl} = -2.5\log\left(C_{tpl}\right) + ZeroPoint$$

λύνοντας ως προς C_{tpl}. Πλέον γνωρίζουμε τα counts και τα μεγέθη από την φωτομετρία με το DAOPHOT και τα counts από την φωτομετρία του ISIS για την εικόνα αναφοράς. Επιπλέον γνωρίζουμε και τις διαφορές των counts των μεταβλητών αστέρων όπως αυτές έχουν αποτυπωθεί στις εικόνες αφαίρεσης που έχει δημιουργήσει το ISIS στα προηγούμενα βήματα. Έτσι μέσω της σχέσης

$$C_i = C_{tpl} + \Delta C_{tpl} - \Delta C_i \ ,$$

υπολογίζουμε το C_i που είναι η τιμή των counts του κάθε μεταβλητού αστέρα σε κάθε εικόνα, $\Delta C_{tpl} = C_{ref} - C_{tpl}$ είναι η διαφορά της τιμής των counts από την φωτομετρία με το DAOPHOT με αυτή της φωτομετρίας με το ISIS και $\Delta C_i = C_{ref} - C_i$ είναι η διαφορά των counts των μεταβλητών αστέρων όπως αυτή έχει μετρηθεί στην εικόνα αφαίρεσης. Μπορούμε επομένως να μετατρέψουμε όλα τα counts σε μεγέθη για όλα τα σημεία στις καμπύλες φωτός μας. Αυτά τα βήματα γίνονται με προγράμματα, σε γλώσσα C, που αναπτύχθηκαν γι αυτό τον σκοπό από τους Mochejska et al. (2001).

3.3 Φωτομετρία με το DAOPHOT

Το πιο γνωστό και διαδεδομένο αστρονομικό πακέτο προγραμμάτων για PSF φωτομετρία είναι το DAOPHOT (Stetson 1987). Η έκδοση του DAOPHOT που χρησιμοποιήσαμε για την ανάλυση μας συμπεριλαμβάνεται στο IRAF από όπου και το καλούμε.

Το DAOPHOT πραγματοποιεί PSF φωτομετρία στην πιο απλή της μορφή. Αντιμετωπίζει την κάθε εικόνα ξεχωριστά 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 (όπως εξηγήσαμε και στην αρχή του κεφαλαίου) 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 (background) και κανένα υπόλειμμα αστρικού φωτός. Στην πραγματικότητα όμως αυτό δεν συμβαίνει σχεδόν ποτέ γιατί (όπως αναφέραμε και στην προηγούμενη παράγραφο) το PSF των αστέρων δεν είναι σταθερό κατά μήκος του πεδίου μας. Επομένως αφού το μαθηματικό μοντέλο PSF, με το οποίο τελικά γίνεται η προσαρμογή των αστέρων, είναι γραμμικός συνδυασμός του PSF πολλών αστέρων (όσο το δυνατόν πιο ισοτροπικά κατανεμημένων στο πεδίο μας), το μοντέλο πρακτικά σε κανένα σημείο του πεδίου δεν θα κάνει 100% σωστή 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 φωτομετρίας με το DAOPHOT εμπεριέχει την χρήση των προγραμμάτων του πακέτου καθώς και χρήση προγραμμάτων του IRAF που φαίνονται στους πίνακες 5 και 6 που ακολουθούν.

Πίνακας 5: Χρήση και υποπρογράμματα πακέτου DAOPHOT (IRAF).

Προγράμματα	*Χρήση*
Daofind	√
Phot	√
Pstselect	√
Phot(interactive)	√

Pconcat	√
Prenumber	√
Psf	√
Nstar	√
Substar	√
Allstar	√

Πίνακας 6: Χρήση και υποπρογράμματα πακέτου IRAF.

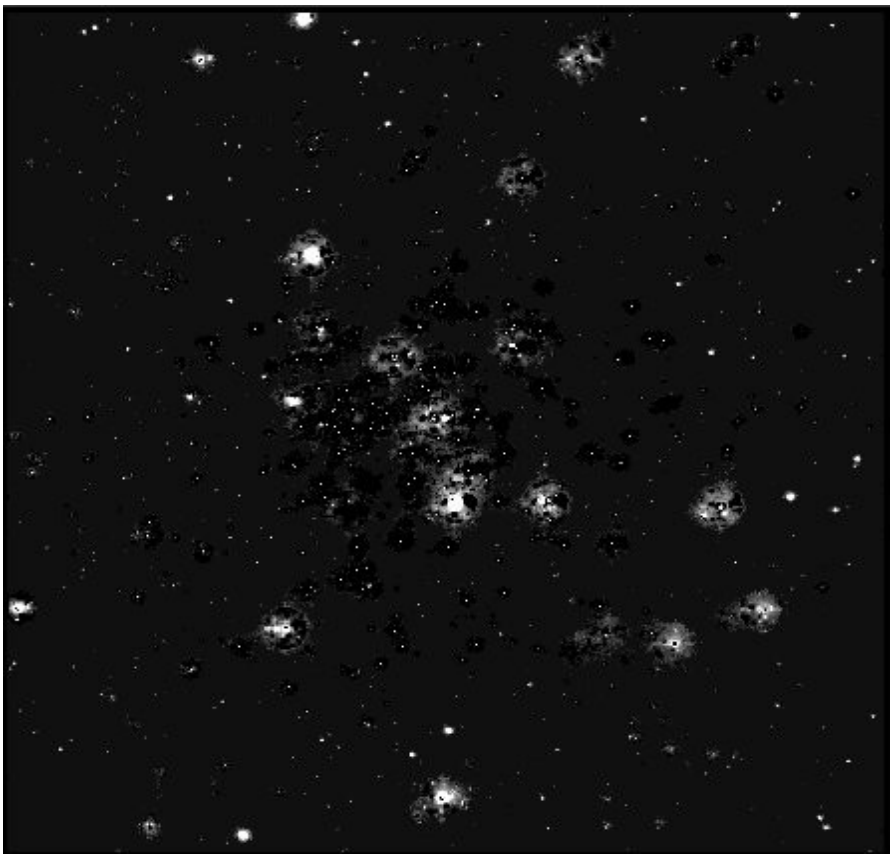
Προγράμματα	*Χρήση*
Display	√
Tvmark	√
Imexam	√

Η διαδικασία αρχίζει με τον εντοπισμό αστέρων επάνω στην εικόνα. Αυτό γίνεται με το πρόγραμμα daofind. Το daofind διαβάζει την τιμή του κάθε pixel και μόλις εντοπίσει κάποιον αστέρα (ανάλογα με τα όρια που του έχουμε υποδείξει π.χ. από πια 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 προβάλουμε την εικόνα μας με το πρόγραμμα display 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 tvmark. 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

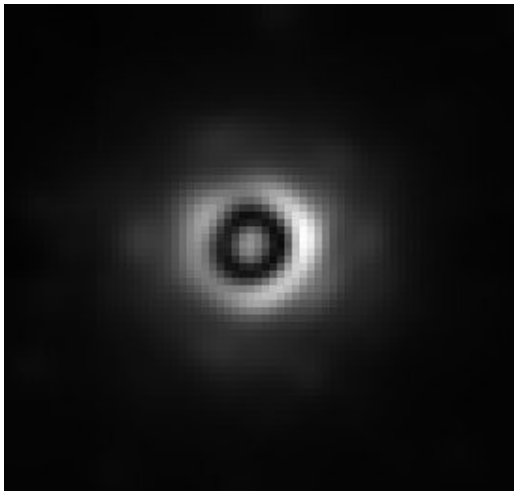
αστέρων αυτών. Αφού βρούμε ποιοι αστέρες πληρούν τα παραπάνω κριτήρια τους σημειώνουμε καλώντας το πρόγραμμα Pstselect. Περίπου 30 με 40 PSF αστέρες θεωρούνται αρκετοί στις περισσότερες περιπτώσεις. Αν κάποιος ή κάποιοι αστέρες-γείτονες δεν έχουν εντοπιστεί από το daofind τους σημειώνουμε χειροκίνητα και κάνουμε aperture φωτομετρία με το πρόγραμμα phot. Ενώνουμε και επανακαταμετρούμε την προηγούμενη λίστα του phot με αυτή που φτιάξαμε τώρα (χειροκίνητα) με τα προγράμματα pconcat και prenumber.

Είμαστε έτοιμοι πλέον να κάνουμε την εκτίμηση του PSF. 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, ένα αρχείο που έχει τις θέσεις και τα μεγέθη με τα σφάλματά των αστέρων του πεδίου μας. Στην εικόνα 41 φαίνεται μια εικόνα που έχει προκύψει από την αφαίρεση, των περίπου 1100 αστέρων που

εντοπίσαμε, που έχει γίνει με το allstar ενώ στην εικόνα 42 φαίνεται μια εικόνα του μοντέλου του PSF.

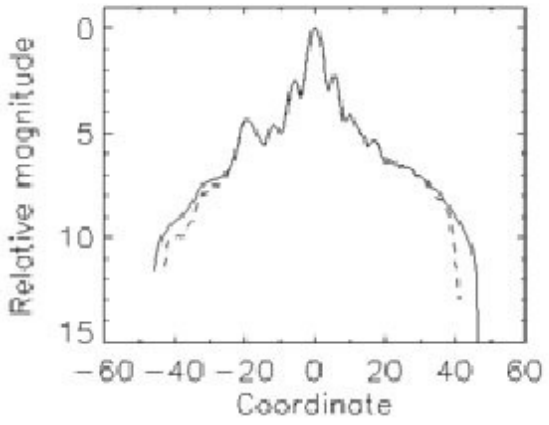


Εικόνα 41: Εικόνα προϊόν του προγράμματος allstar του πακέτου DAOPHOT που είναι ενδεικτική της ποιότητας της φωτομετρίας μας. Και σε αυτή την περίπτωση το πρόγραμμα φαίνεται ότι δεν έχει λειτουργήσει σωστά. (VLT Telescope)

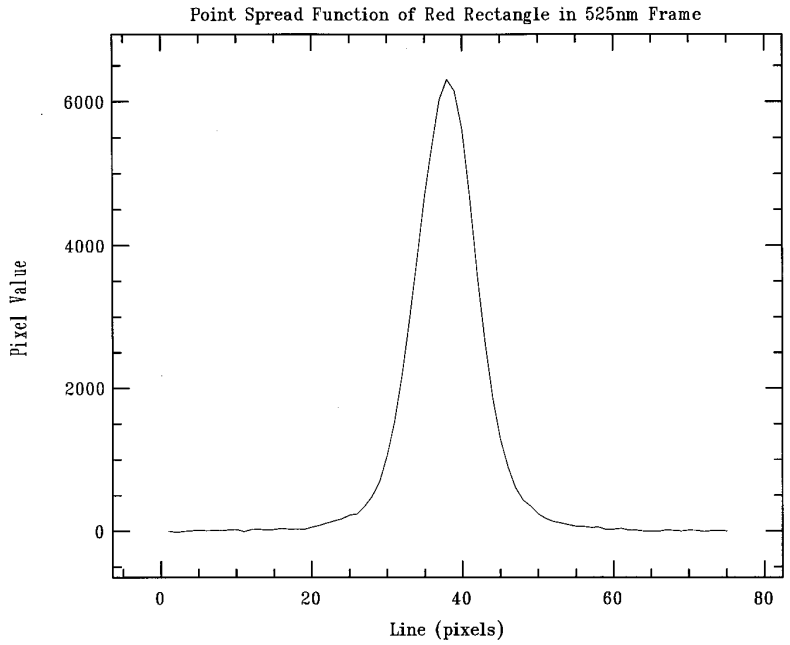


Εικόνα 42: Εικόνα του PSF που προέκυψε από το πρόγραμμα psf του πακέτου DAOPHOT.

Όπως μπορεί εύκολα κάποιος να διαπιστώσει κοιτώντας τις εικόνες 39 (εικόνα αφαίρεσης του ISIS) και 41 (εικόνα αφαίρεσης του DAOPHOT), υπάρχουν πολλά υπολείμματα αστρικού φωτός, γεγονός που δεν συμβαδίζει με τα γραφόμενα στο κείμενο που περιγράφει τον τρόπο λειτουργίας των δύο προγραμμάτων. Η εξήγηση για το φαινόμενο αυτό είναι ότι τα συστήματα adaptive optics βελτιώνουν μεν το seeing, διορθώνοντας τις διαταραχές της ατμόσφαιρας, αλλά παράλληλα, λόγω της ατελούς διόρθωσης, κάνουν πιο πολύπλοκη την μορφή του PSF. Ένας λόγος για τον οποίο συμβαίνει αυτό είναι ότι οι διορθώσεις που κάνει το σύστημα adaptive optics εφαρμόζονται σε διαταραχές κλίμακας αντίστοιχης της γραμμικής διάστασης των μικροσκοπικών φακών (lenslets) της διάταξης που αναλύει το μέτωπο κύματος (wavefront sensor). Μόλις λοιπόν διορθωθούν (έστω και ατελώς) οι μεγάλης κλίμακας παραμορφώσεις της ατμόσφαιρας και βελτιωθεί η γωνιακή ανάλυση παραμένουν οι μικρότερης κλίμακας παραμορφώσεις που ήταν “κρυμμένες” κάτω από τις μεγαλύτερες διαταραχές. Το πρόβλημα γίνεται ακόμα δυσκολότερο αν αναλογιστεί κανείς ότι η διόρθωση από το adaptive optics χειροτερεύει σημαντικά καθώς απομακρυνόμαστε από τον αστέρα οδήγησης (φυσικό ή laser) με αποτέλεσμα η μορφή του PSF να μεταβάλλεται έντονα κατά μήκος του πεδίου. Η μορφή του προφίλ του PSF ενός αστέρα που έχει παρατηρηθεί με ένα σύστημα adaptive optics μοιάζει με αυτό που φαίνεται στην εικόνα 43 ενώ αυτό ενός αστέρα που παρατηρείται χωρίς adaptive optics φαίνεται στην εικόνα 44 που ακολουθεί.



Εικόνα 43: Εικόνα του PSF ενός αστέρα που έχει παρατηρηθεί με ένα σύστημα adaptive optics. (www.cfao.ucolick.org)



Εικόνα 43: Εικόνα του PSF ενός αστέρα που έχει παρατηρηθεί χωρίς σύστημα adaptive optics. (Meghan Canning's master Thesis 1999)

Επομένως καθίσταται πολύ δύσκολο έως αδύνατο να προσαρμοστεί μια μαθηματική συνάρτηση επάνω σε ένα τέτοιο προφίλ χωρίς, κατά την αφαίρεση, να χαθεί σημαντική ποσότητα φωτός, κάτι που θα οδηγήσει, όπως θα δούμε στο επόμενο κεφάλαιο, σε φυσικώς μη αποδεκτά αποτελέσματα.

3.4 Φωτομετρία με το STARFINDER

Για να ξεπεράσουμε την αδυναμία που εισάγει η λογική του μαθηματικού μοντέλου για το PSF, χρησιμοποιήσαμε ένα πρόγραμμα που κάνει PSF φωτομετρία χρησιμοποιώντας όμως ένα εμπειρικά προσδιορισμένο μοντέλο για το PSF. Το πρόγραμμα αυτό είναι το STARFINDER που αναπτύχθηκε από τους Diolaiti et al. (1999, 2000) για λογαριασμό της ESO. Είναι πρόγραμμα σε γλώσσα προγραμματισμού IDL και σε αντίθεση με τα ISIS και STARFINDER παρέχει την δυνατότητα χρήσης του είτε μέσω γραφικού περιβάλλοντος είτε μέσω γραμμής εντολών.

Το STARFINDER είναι ειδικά κατασκευασμένο για χρήση με adaptive optics δεδομένα σε πολύ πυκνά πεδία. Αρχικά επιλέγουμε χειροκίνητα τους αστέρες εκείνους τους οποίους το πρόγραμμα θα χρησιμοποιήσει για να φτιάξει το PSF, με κριτήρια

παρόμοια με αυτά που χρησιμοποιήσαμε στην ανάλυση με το DAOPHOT. Δηλαδή οι αστέρες θα πρέπει να είναι όσο το δυνατόν πιο λαμπροί, απομονωμένοι και ομογενώς κατανεμημένοι στο πεδίο μας. Το STARFINDER θα κοιτάξει τα προφίλ των αστέρων αυτών και σε αντίθεση με τα ISIS και DAOPHOT δεν θα προσπαθήσει να προσαρμόσει κάποια μαθηματική συνάρτηση στα προφίλ τους αλλά θα αντιγράψει την κατανομή φωτός (δηλαδή το PSF) όλων των PSF αστέρων και θα υπολογίσει την μέση τιμή (εξ ου και η ονομασία εμπειρικό PSF). Επίσης το STARFINDER, σαν μέρος της διαδικασίας υπολογισμού του PSF, ανακατασκευάζει τον πυρήνα των κορεσμένων αστέρων αντικαθιστώντας την κεντρική επίπεδη περιοχή του προφίλ φωτός με το αντίστοιχα προσαρμοσμένο κομμάτι του PSF. Στην συνέχεια το πρόγραμμα εντοπίζει αστέρες στο πεδίο αναζητώντας τοπικά μέγιστα (με παρόμοιο τρόπο με τα ISIS και DAOPHOT) καθώς διαβάζει τις τιμές των pixels του CCD και αποφασίζει αν το τοπικό μέγιστο αυτό οφείλεται σε κάποιον αστέρα ή προέρχεται από κάποιο ελάττωμα της εικόνας (π.χ. πρόσκρουση κοσμικής ακτίνας, πιθανό τοπικό μέγιστο στον θόρυβο του υποβάθρου κ.τ.λ.) υπολογίζοντας την σταθερά συσχέτισης (correlation coefficient) των Gonzalez & Woods (1992) που είναι

$$c(a.b)=\frac{\Sigma_{x,y}\left[i(x,y)-\bar{i}\right]\left[p[x-a,y-b]-\bar{p}\right]}{\sqrt{\Sigma_{x,y}\left[i(x,y)-\bar{i}\right]^2}\sqrt{\Sigma_{x,y}\left[p[x-a,y-b]-\bar{p}\right]^2}},$$

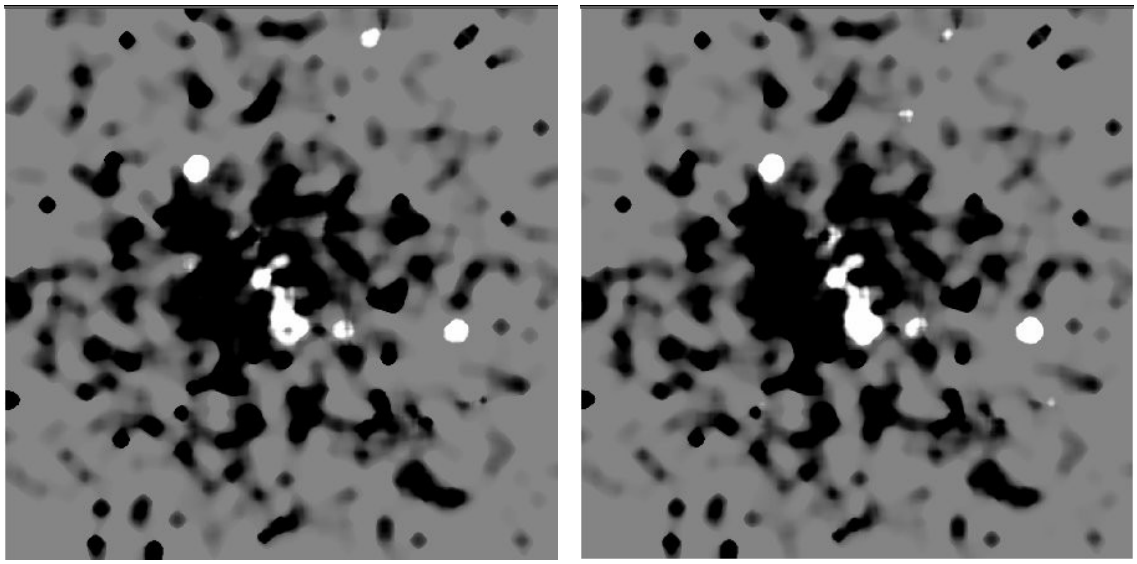
όπου $i(x,y)$ και $p(x,y)$ αντιπροσωπεύουν το εκάστοτε αντικείμενο και το PSF αντίστοιχα και $\bar{i}$ και $\bar{p}$ είναι οι αντίστοιχες μέσες τιμές. Μεγιστοποιώντας την συνάρτηση $c(a,b)$ ως προς την απόσταση των κέντρων (offset) $(a-b)$ των δύο κατανομών (κατανομή φωτός αντικειμένου και μορφή εμπειρικού PSF αντίστοιχα) έχουμε ένα μέτρο του κατά πόσο ένα τοπικό μέγιστο που εντοπίστηκε μοιάζει με το μοντέλο του PSF και ως εκ τούτου κατά πόσο αυτό είναι πιθανώς αστέρας ή όχι. Στις περισσότερες περιπτώσεις αποδεκτές τιμές της σταθεράς συσχέτισης θεωρούνται τιμές μεταξύ του 0,7 και 0,8 όμως αυτά τα νούμερα εξαρτώνται ισχυρά από το seeing της εκάστοτε εικόνας (όσο καλύτερο είναι το seeing τόσο μεγαλύτερη πρέπει να είναι αυτή η τιμή). Ένας κατάλογος με τις θέσεις των αστέρων που εντοπίστηκαν δημιουργείται και σε αυτούς θα εφαρμόσει το εμπειρικά προσδιορισμένο PSF δημιουργώντας μια εικόνα-αντίγραφο της αρχικής εικόνας όπου όμως όλοι οι αστέρες που έχουν εντοπιστεί αποτελούν αντίγραφα (διαφορετικής κλίμακας) του μοντέλου του PSF. Σε αυτό το βήμα καταγράφονται, η φωτομετρική

πληροφορία και τα σφάλματα της (μετρημένα σε counts), οι συντεταγμένες των αστέρων και τα σφάλματα τους, σε ένα αρχείο κειμένου. Εάν η παραπάνω διαδικασία επαναληφθεί τότε το STARFINDER (αφού αφαιρέσει τους ήδη εντοπισμένους αστέρες από την αρχική εικόνα) θα αρχίσει να εντοπίζει ολοένα και αμυδρότερους αστέρες που πιθανώς να ήταν κρυμμένοι στα wings γειτονικών λαμπρότερων αστέρων και αν συνεχίσουμε να επαναλαμβάνουμε την διαδικασία κάποια στιγμή ο αριθμός των αστέρων θα προσεγγίσει μια σταθερή τιμή η οποία υποδηλώνει και τις δυνατότητες εντοπισμού του προγράμματος. Το STARFINDER δεν έχει δυνατότητα να υπολογίζει διαφορετικά PSF κατά μήκος της εικόνας, όπως τα ISIS και DAOPHOT, πρόβλημα το οποίο αρχίζει να κάνει την εμφάνιση του είτε εάν το πεδίο παρατήρησης είναι μεγαλύτερο (ή περίπου ίσο) από την ακτίνα διόρθωσης του adaptive optics (με τον αστέρα οδήγησης εντός του πεδίου) είτε εάν ο αστέρας οδήγησης είναι εκτός του πεδίου παρατήρησης. Στην περίπτωση μας συμβαίνει το πρώτο γεγονός από το οποίο περιμένουμε σφάλματα στην φωτομετρία μας.

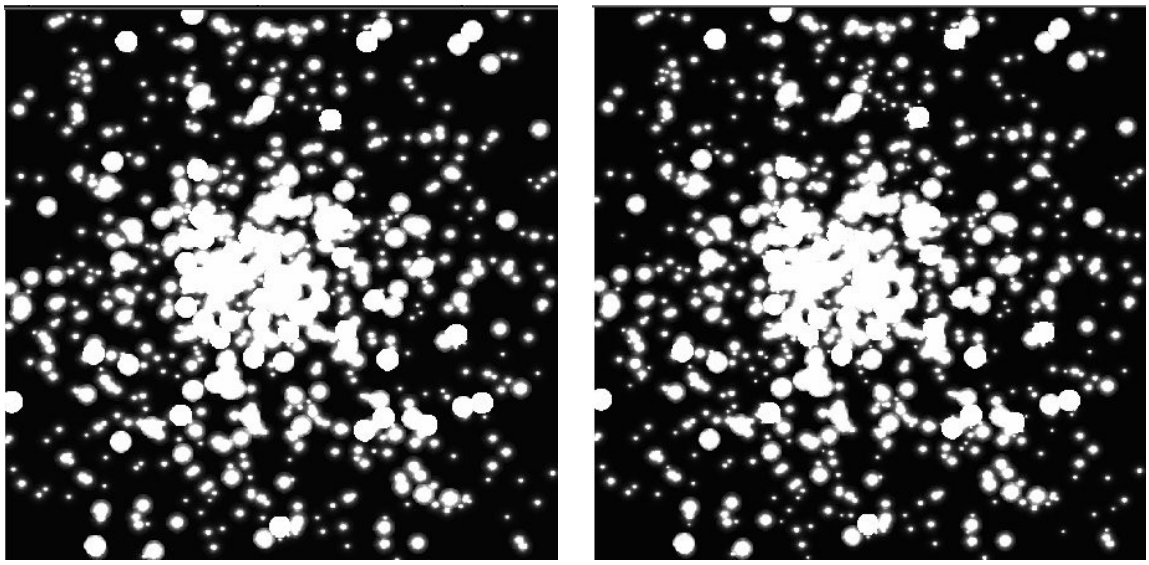
Η διαδικασία χρήσης του STARFINDER ξεκινάει με τον υπολογισμό του θορύβου της εικόνας. Για αυτό τον σκοπό καλούμε το πρόγραμμα XNoise το οποίο θα υπολογίσει τον θόρυβο με βάση τα χαρακτηριστικά του CCD (π.χ. read noise, dark current κ.τ.λ.) και επίσης τον θόρυβο από το διάχυτο φως που προέρχεται από τους πιο λαμπρούς αστέρες, ο οποίος παίζει σημαντικό ρόλο στο υπόβαθρο κυρίως των λιγότερο λαμπρών αστέρων. Στο στάδιο αυτό παράγεται η εικόνα της διάχυτης ακτινοβολίας υποβάθρου. Επόμενο βήμα είναι να υπολογίσουμε το μοντέλο του PSF. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει πρέπει να διαλέξουμε τους PSF αστέρες με συγκεκριμένα κριτήρια. Το STARFINDER μας δίνει την δυνατότητα να διαλέξουμε τους αστέρες χειροκίνητα και μάλιστα να σημειώσουμε τις δευτερεύουσες πηγές που πιθανώς να κρύβονται στα wings τους. Η διαδικασία αυτή γίνεται καλώντας το πρόγραμμα XPsf_Extract. Μόλις το πρόγραμμα δημιουργήσει το μοντέλο του PSF μας δίνει την δυνατότητα να το επεξεργαστούμε κατάλληλα για να το κάνουμε όσο καλύτερο γίνεται. Το πρόγραμμα XImage_Support βοηθάει στο να διορθώσουμε το PSF για υπολείμματα φωτός που δεν προέρχονται από τους PSF αστέρες και πιθανώς να έχουν παραμείνει κατά την διαδικασία δημιουργίας του (άλλωστε η σημαντική διαφορά με τα ISIS και DAOPHOT είναι ότι το STARFINDER παράγει εμπειρικό PSF!!!). Μια άλλη διόρθωση που

μπορούμε να κάνουμε στο PSF μοντέλο μας είναι με το πρόγραμμα XPSF_Smooth. Το πρόγραμμα αυτό κάνει γραμμική παρεμβολή μεταξύ γειτονικών pixels σε μια δεδομένη ακτίνα έτσι ώστε να εξομαλύνει την άλω του μοντέλου του PSF για να γίνουν τα wings των αστέρων, στην εικόνα-αντίγραφο που θα δημιουργηθεί, όσο το δυνατόν πιο ομαλά (γεγονός που βοηθάει στον διαχωρισμό κοντινών πηγών ή deblending). Το τελευταίο που πρέπει να κάνουμε είναι να κανονικοποιήσουμε το μοντέλο του PSF με μέγιστη τιμή το 1. Αυτό γίνεται από το γραφικό περιβάλλον με την λειτουργία normalize στο μενού PSF του STARFINDER. Στο στάδιο αυτό παράγεται η εικόνα του μοντέλου του PSF.

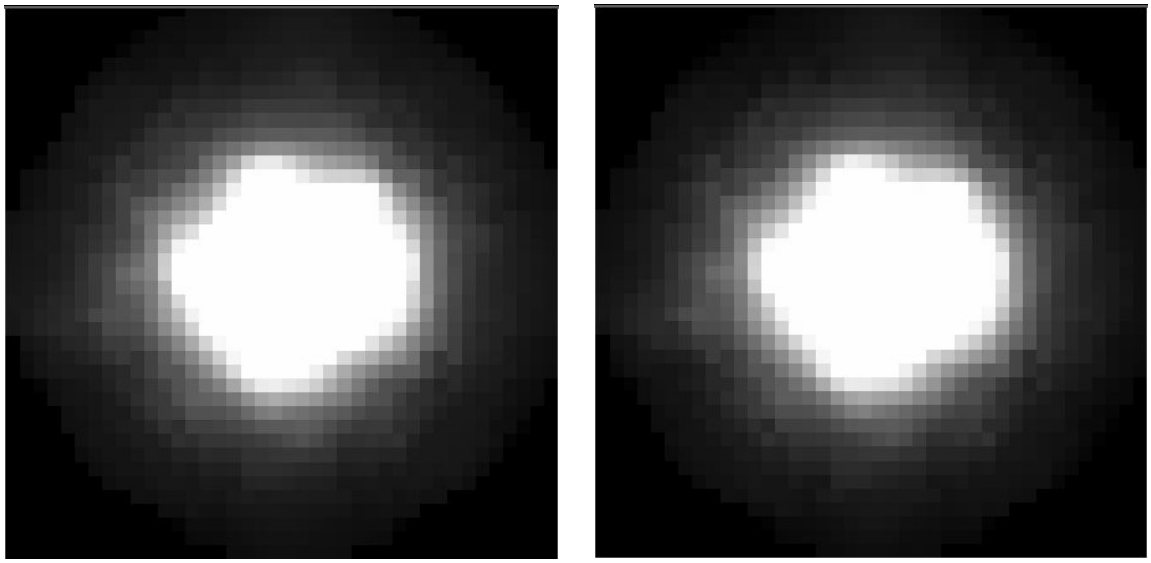
Εφόσον έχουμε φτιάξει το μοντέλο PSF είμαστε έτοιμοι να προχωρήσουμε στην φωτομετρία. Καλούμε το πρόγραμμα XStarFinder_run και αφού ρυθμίσουμε τις παραμέτρους κατάλληλα (π.χ. την τιμή σ πάνω από την οποία ένα τοπικό μέγιστο θεωρείται αστέρας, τον αριθμό των επαναλήψεων κ.τ.λ.), κάνει φωτομετρία στο πεδίο μας. Στο στάδιο αυτό παράγονται η εικόνα με τους αστέρες που εντοπίστηκαν, η εικόνα-αντίγραφο που περιέχει τους αστέρες που εντοπίστηκαν αλλά προσαρμοσμένους με το μοντέλο PSF και εικόνα με τα υπολείμματα που προκύπτει από την αφαίρεση των αστέρων αυτών από την αρχική εικόνα και είναι ενδεικτική της ποιότητας της φωτομετρίας μας (όπως και στα ISIS και DAOPHOT). Για να επαναλάβουμε την διαδικασία εκτίμησης του μοντέλου του PSF δεν χρειάζεται να ξαναδιαλέξουμε τους PSF αστέρες αλλά χρησιμοποιούμε την λειτουργία repeat extraction που βρίσκεται στο μενού PSF. Αυτή η λειτουργία θα χρησιμοποιήσει τους ίδιους αστέρες με πριν. Από εκεί και έπειτα ακολουθούμε την ίδια διαδικασία με μόνη διαφορά ότι τώρα ρυθμίζουμε τις παραμέτρους του XStarFinder_run με μικρότερα όρια για την ανίχνευση αστέρων για να μπορέσουμε να εντοπίσουμε και τους πιο αμυδρούς αστέρες του πεδίου. Συνήθως μια με δύο επαναλήψεις είναι αρκετές καθώς από εκεί και πέρα ο αριθμός των αστέρων που εντοπίζονται προσεγγίζει μια σταθερή τιμή. Παραδείγματα εικόνων υποβάθρου, εντοπισμένων αστέρων, εικόνας-αντίγραφο καθώς και του μοντέλου του PSF από την πρώτη και την δεύτερη επανάληψη φαίνονται στις εικόνες 44, 45, 46, 47 και 48 που ακολουθούν.



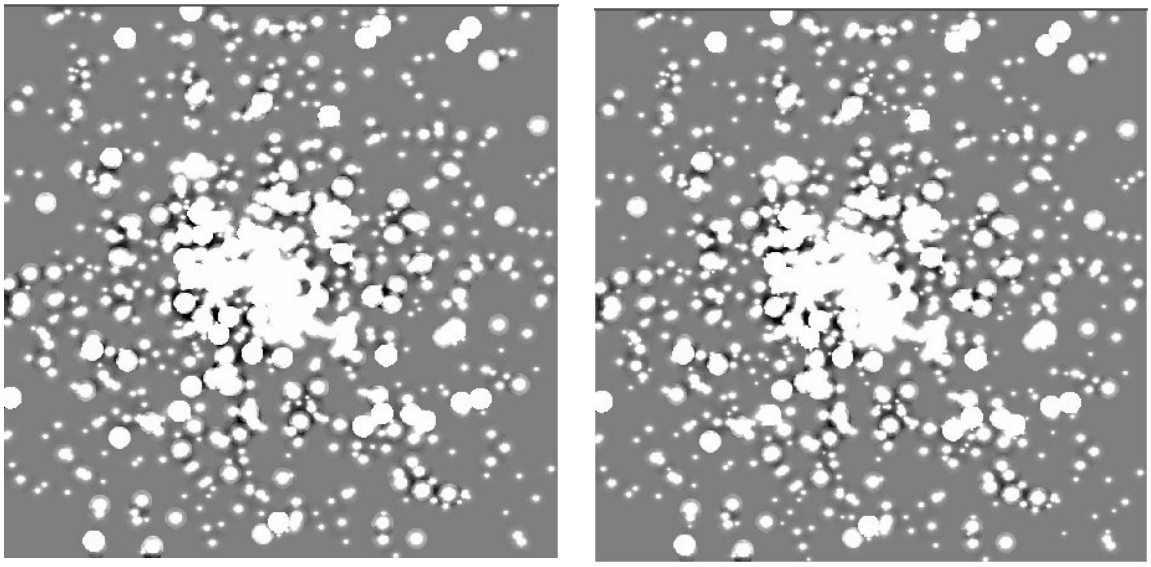
Εικόνα 44: Εικόνες της ακτινοβολίας υποβάθρου. Αριστερά φαίνεται η εκτίμηση του υποβάθρου στην πρώτη επανάληψη της διαδικασίας ενώ δεξιά στην δεύτερη. Φαίνεται βελτίωση καθώς στην εικόνα της δεύτερης επανάληψης το υπόβαθρο έχει γίνει πιο ομαλό. (STARFINDER)



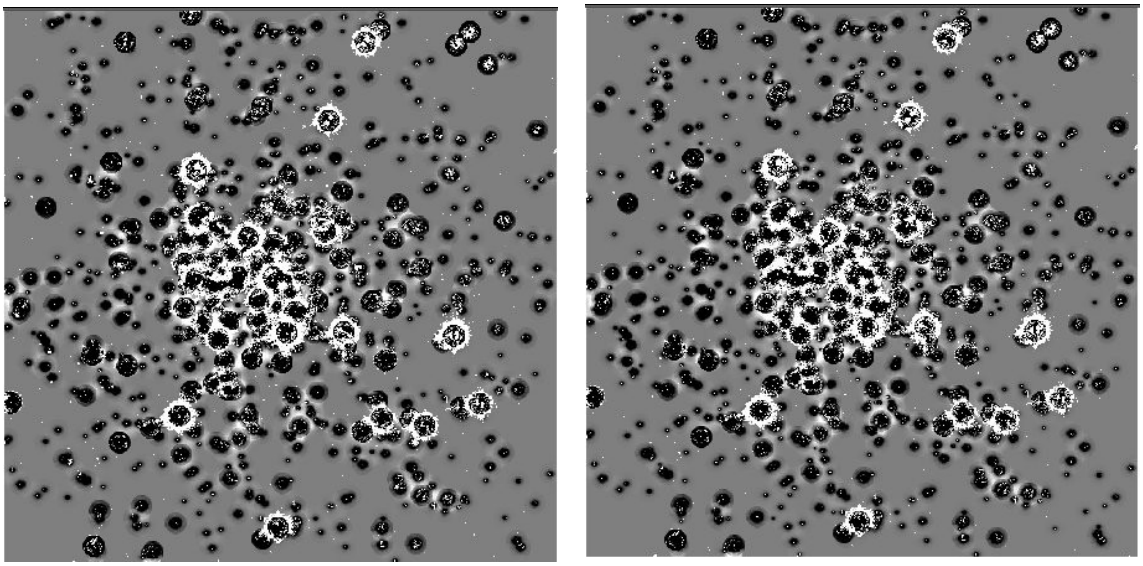
Εικόνα 45: Εικόνες με τους εντοπισμένους αστέρες. Αριστερά φαίνονται οι αστέρες που εντοπίστηκαν στην πρώτη επανάληψη της διαδικασίας ενώ δεξιά στην δεύτερη. Φαίνεται βελτίωση καθώς στην εικόνα της δεύτερης επανάληψης υπάρχουν επιπλέον κάποιοι αμυδροί αστέρες. (STARFINDER)



Εικόνα 46: Εικόνες των μοντέλων του PSF. Αριστερά φαίνεται το μοντέλο του PSF της πρώτης επανάληψης της διαδικασίας ενώ δεξιά της δεύτερης. Φαίνεται βελτίωση κυρίως στο σχήμα και την ομαλότητα του κυρίου μεγίστου του, καθώς και της άλου του μοντέλου. (STARFINDER)



Εικόνα 47: Εικόνες-αντίγραφα με προσαρμοσμένο το μοντέλο του PSF των αστέρων που εντοπίστηκαν. Αριστερά φαίνεται η εικόνα μετά την πρώτη επανάληψη της διαδικασίας ενώ δεξιά μετά την δεύτερη. Στην περίπτωση αυτή η διαφορά είναι ότι στην δεύτερη εικόνα φαίνονται κάποιοι επιπλέον αμυδροί αστέρες. (STARFINDER)



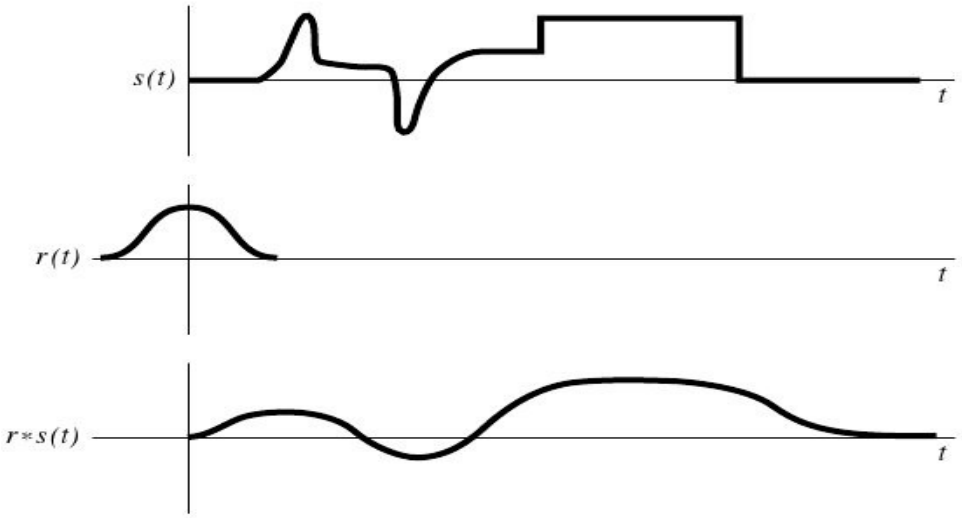
Εικόνα 48: Εικόνες αφαίρεσης των αστέρων που εντοπίστηκαν από την αρχική εικόνα. Αριστερά φαίνεται η εικόνα μετά την πρώτη επανάληψη της διαδικασίας ενώ δεξιά μετά την δεύτερη. Στην περίπτωση αυτή η βλέπουμε ότι η καλύτερη εκτίμηση του PSF οδηγεί σε λιγότερα υπολείμματα φωτός. (STARFINDER)

Τα υπολείμματα και σε αυτή την περίπτωση είναι σημαντικά αν και υπάρχει εμφανής βελτίωση σε σχέση με τα ISIS και DAOPHOT. Η εξήγηση γι αυτό είναι ότι επειδή το πεδίο μας ήταν αρκετά μεγάλο (28"x28") και παρά την ακτίνα διόρθωσης των 55" του adaptive optics, η διόρθωση δεν ήταν ομοιόμορφη σε όλο το πεδίο μας καθώς όσο απομακρυνόμαστε από τον αστέρα-οδηγό το φως περνάει από διαφορετικά τμήματα της ατμόσφαιρας με αποτέλεσμα η διόρθωση σταδιακά να χάνει την ακρίβεια της. Αυτό σημαίνει ότι υπάρχει αρκετά μεγάλη διαφορά στην μορφή του PSF κατά μήκος της εικόνας παρά το γεγονός ότι οι PSF αστέρες επιλέχθηκαν προσεκτικά ώστε να είναι ομογενώς κατανεμημένοι στο πεδίο μας. Επομένως η έλλειψη λειτουργίας μεταβλητού PSF είναι σημαντικό μειονέκτημα για την δουλειά που θέλουμε να κάνουμε.

Για τον λόγο αυτό χρησιμοποιήσαμε μια παραλλαγή του προγράμματος STARFINDER που αναπτύχθηκε από τον Schoedel (2009). Ο κώδικας αυτός τρέχει μόνο από την γραμμή εντολών. Στην ουσία πρόκειται για ένα script σε IDL, το οποίο καλεί όλες τις ρουτίνες του STARFINDER που περιγράψαμε προηγουμένως στην βασική διαδικασία, στο οποίο όμως έχει προστεθεί η λειτουργία του τοπικού μοντέλου για το PSF. Για να επιτευχθεί αυτό ο κώδικας κόβει την εικόνα σε προκαθορισμένου μεγέθους

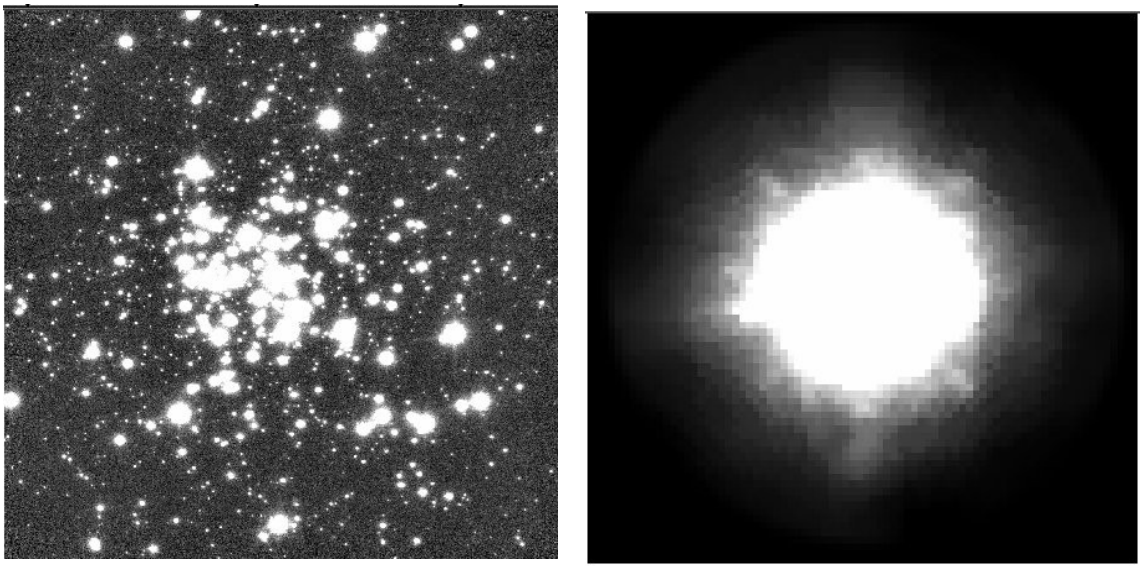
49 τετράγωνα κομμάτια τα οποία έχουν μεγάλη επικάλυψη (400 pixels) μεταξύ τους και το πρόγραμμα υπολογίζει ξεχωριστά μοντέλα για το PSF σε κάθε κομμάτι. Έτσι, λόγω της μεγάλης επικάλυψης μεταξύ των κομμένων εικόνων, οι αστέρες του πεδίου αφενός υπολογίζονται με περισσότερα του ενός μοντέλα του PSF, γεγονός που βελτιώνει την στατιστική (καθώς εάν το ένα μοντέλο δεν είναι πολύ καλό δεν αποτελεί την μοναδική μέτρηση αλλά ένα μέρος, μικρού στατιστικού βάρους, αυτής), αφετέρου οι κομμένες εικόνες έχουν διαστάσεις πολύ μικρότερες από την ακτίνα όπου το σύστημα adaptive optics προκαλεί διαφοροποιήσεις στην μορφή του PSF με αποτέλεσμα το PSF κατά μήκος των κομμένων εικόνων να μη μεταβάλλεται όπως στην αρχική εικόνα. Αυτό σημαίνει ότι όλοι οι αστέρες της κάθε κομμένης εικόνας θα μοντελοποιηθούν με ένα πιο αντιπροσωπευτικό, για τους αστέρες της εκάστοτε κομμένης εικόνας, μοντέλο του PSF. Έτσι πιστεύουμε ότι θα αποκτήσουμε μεγαλύτερη ακρίβεια στην φωτομετρία μας.

Μια άλλη προσέγγιση που ο Dr. Schoedel (Schoedel 2009) εισάγει στην διαδικασία φωτομετρίας με το STARFINDER είναι η εξής. Ένα ψηφιακό σήμα αποτελείται από δύο συνιστώσες. Από το σήμα (signal) και από μια συνάρτηση απόκρισης (response function). Εάν κάνουμε convolution (όπως περιγράψαμε στο προηγούμενο κεφάλαιο) στις δύο αυτές συναρτήσεις θα πάρουμε μια νέα συνάρτηση με μορφή που θα είναι όμοια με μια ή και με τις δύο αυτές συναρτήσεις. Ένα παράδειγμα της παραπάνω διαδικασίας φαίνεται στην εικόνα 49 που ακολουθεί.

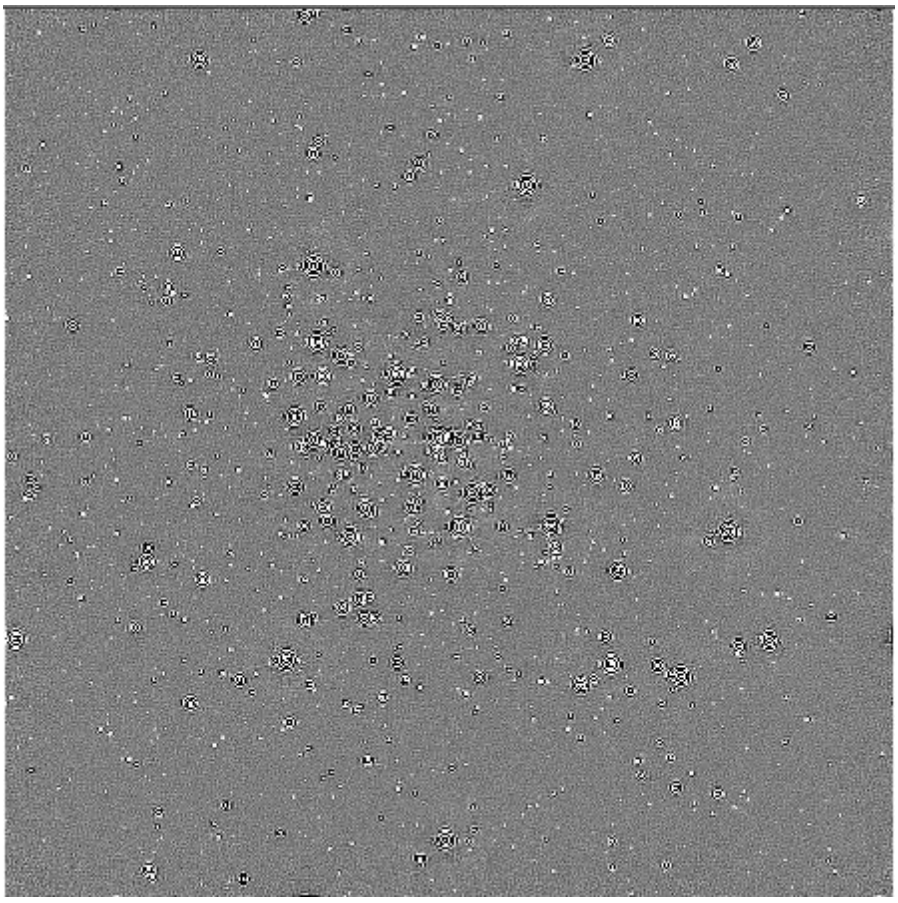


Εικόνα 49: Παράδειγμα της διαδικασίας του convolution. Το σήμα S(t) και η συνάρτηση απόκρισης r(t) δημιουργούν την συνάρτηση $r \times S(t)$. (Numerical Recipes Third edition)

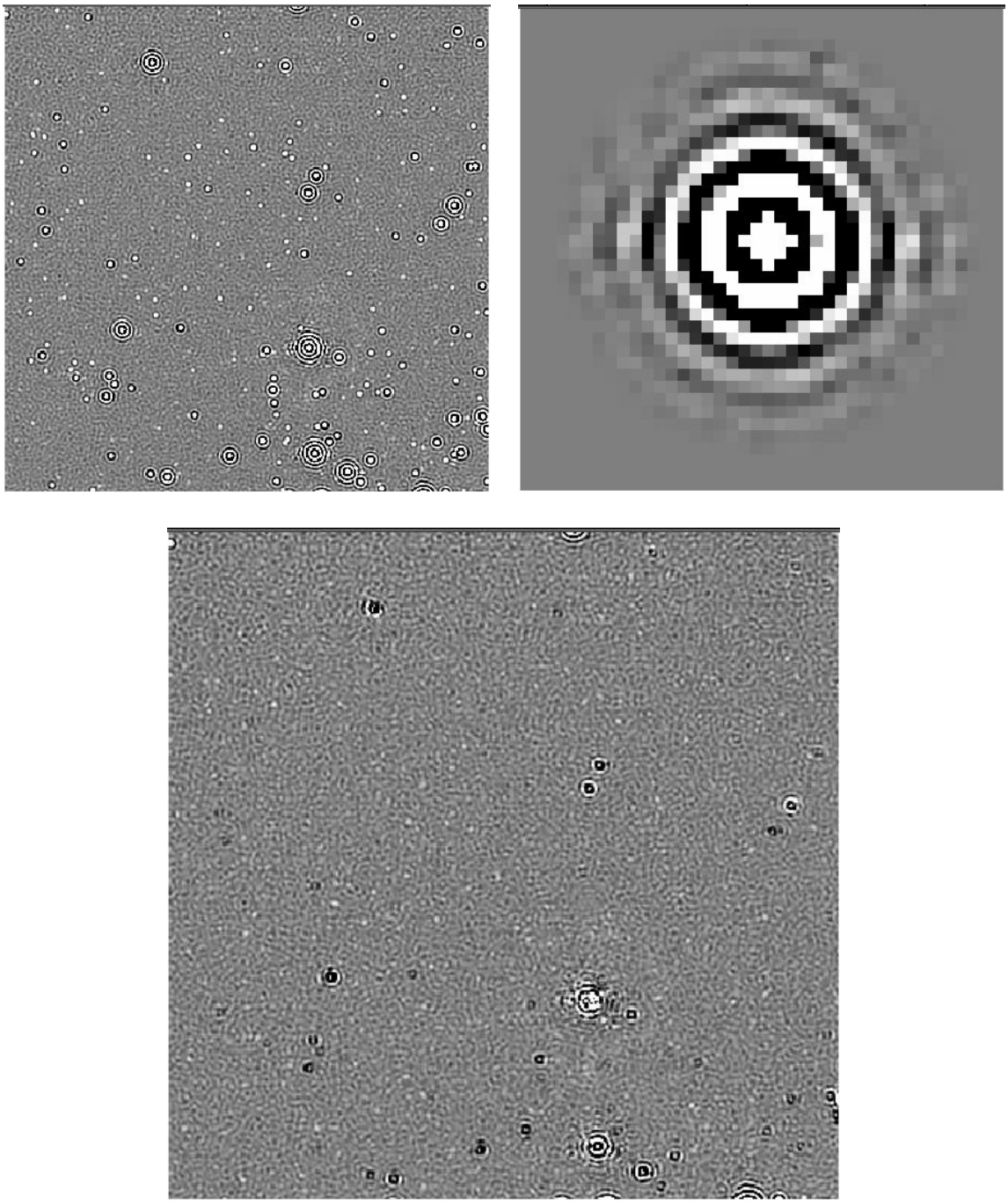
Στην περίπτωση μας τον ρόλο της συνάρτησης $r \times S(t)$ έχει η μορφή της κατανομής του φωτός των αστέρων στο πεδίο μας ενώ τον ρόλο της συνάρτησης απόκρισης r(t) τον έχει το PSF. Αν χρησιμοποιήσουμε την αντίστροφη διαδικασία του convolution, το deconvolution, γνωρίζοντας τις δύο παραπάνω συναρτήσεις μπορούμε να βρούμε το αρχικό σήμα των αστέρων του πεδίου μας. Όπως φαίνεται και στην εικόνα 49 το FWHM του σήματος είναι αρκετά μικρότερο από αυτό της τελικής συνάρτησης $r \times S(t)$. Αυτό σημαίνει ότι, κάνοντας deconvolution, διαιρώντας δηλαδή τους αστέρες της εικόνας μας με ένα μοντέλο PSF, το πεδίο μας θα γίνει λιγότερο πυκνό με αποτέλεσμα οι αστέρες, που προηγουμένως είχαν αρκετά pixel επικάλυψη μεταξύ τους και ήταν δύσκολο να μοντελοποιηθούν, να είναι πιο ευδιάκριτοι. Αυτό έχει τρία πολύ σημαντικά πλεονεκτήματα. Με την αραίωση του πεδίου πετυχαίνουμε πρώτον να φτιάξουμε ένα καλύτερο μοντέλο για το PSF, δεύτερον είναι πιο εύκολο να προσαρμοστεί το μοντέλο αυτό με ακρίβεια ακόμα και στα πιο πυκνά τμήματα του πεδίου (π.χ. στον πυρήνα του σμήνους) και τρίτον είναι πιο ακριβής ο υπολογισμός της ακτινοβολίας υποβάθρου. Αυτά τα τρία στοιχεία σε συνδυασμό με την πρόσθετη λειτουργία του μεταβλητού PSF κατά μήκος της εικόνας είναι ζωτικής σημασίας για μια ακριβή φωτομετρία σε ένα πυκνό πεδίο. Η διαδικασία που ακολουθούμε με αυτή τη μεθοδολογία είναι ίδια με την διαδικασία που ακολουθούμε και με την απλή έκδοση του STARFINDER με την διαφορά ότι πρώτα υπολογίζουμε ένα μοντέλο του PSF για την αρχική εικόνα μας (χωρίς να κάνουμε φωτομετρία στην εικόνα αυτή) και στην συνέχεια χρησιμοποιώντας την ρουτίνα Wiener.pro (του Dr. Schoedel) κάνουμε deconvolution στην αρχική εικόνα μας με το μοντέλο του PSF. Το deconvolution όμως εισάγει θόρυβο στο σήμα και γι' αυτό χρησιμοποιούμε και την τεχνική του Wiener filtering (τεχνική που απαιτεί γνώση των χαρακτηριστικών τόσο του σήματος όσο και του θορύβου και μέσω της μεθόδου του minimum mean square error ή MMSE εκτιμά την μορφή του καθαρού από θόρυβο σήματος) που περιορίζει αυτό το φαινόμενο. Η deconvolved εικόνα που προκύπτει είναι αυτή στην οποία κάνουμε φωτομετρία (με υπολογισμό τοπικού μοντέλου PSF) ακολουθώντας την διαδικασία που περιγράψαμε προηγουμένως αλλά σε κάθε μια από τις κομμένες εικόνες και όχι απ' ευθείας σε ολόκληρο το πεδίο. Η διαδικασία φαίνεται σχηματικά στις εικόνες 50 έως 58 που ακολουθούν.



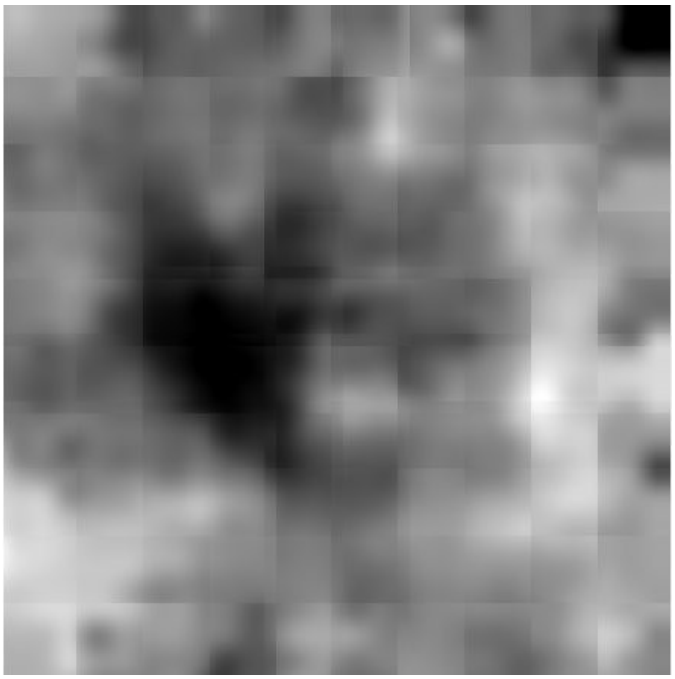
Εικόνα 50: Η αρχική μας εικόνα (το σήμα $r(t)\times S(t)$) και το μοντέλο του PSF (η συνάρτηση απόκρισης r(t)) μέσω της διαδικασίας του deconvolution δημιουργούν....



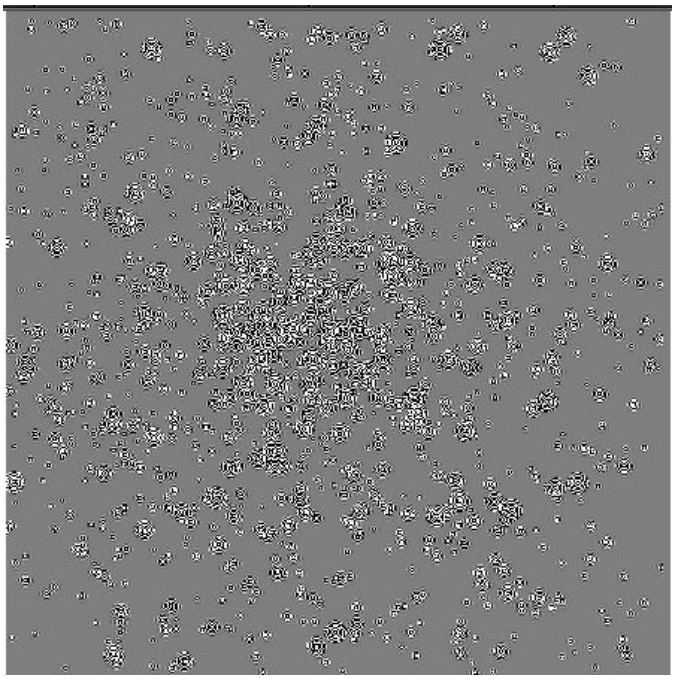
Εικόνα 51: ....την deconvolved εικόνα (συνάρτηση S(t)). (STARFINDER)



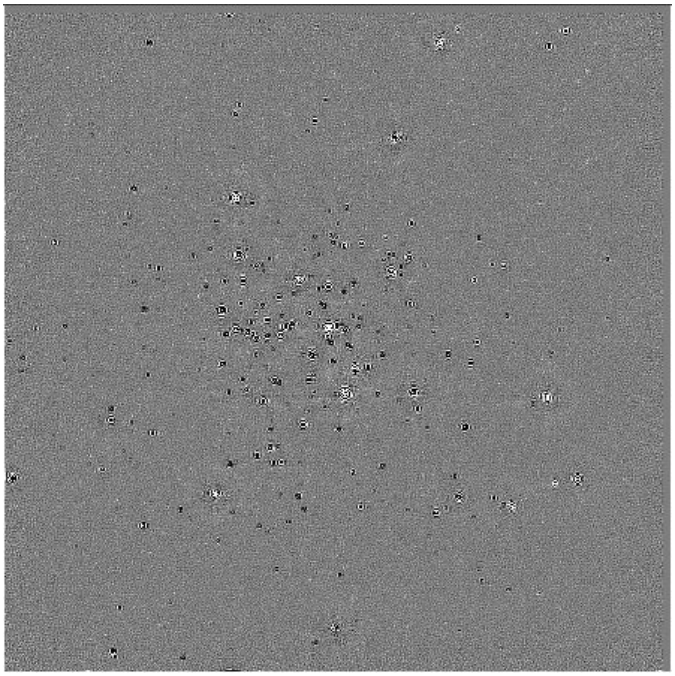
Εικόνα 52: Επάνω αριστερά φαίνεται ένα τμήμα της κομμένης αρχικής εικόνας από το οποίο δημιουργείται ένα τοπικό μοντέλο PSF. Επάνω δεξιά φαίνεται το τοπικά υπολογισμένο μοντέλο PSF για το ίδιο τμήμα. Κάτω στο κέντρο φαίνονται τα υπολείμματα φωτός μετά την μοντελοποίηση του ίδιου τμήματος της αρχικής εικόνας με το τοπικά υπολογισμένο μοντέλο του PSF και την αφαίρεση των αστέρων που εντοπίστηκαν σε αυτό. Εάν συγκριθεί με την εικόνα 48 (κανονική έκδοση του STARFINDER) η βελτίωση στην αφαίρεση είναι εμφανής. (STARFINDER)



Εικόνα 53: Εικόνα του θορύβου υποβάθρου της deconvolved εικόνας. (STARFINDER)



Εικόνα 54: Εικόνα με τους αστέρες που εντοπίστηκαν στην deconvolved εικόνα. (STARFINDER)



Εικόνα 55: Εικόνα των υπολειμμάτων φωτός μετά την μοντελοποίηση όλων των κομμένων τμημάτων της αρχικής deconvolved εικόνας με αντίστοιχα τοπικά υπολογισμένα μοντέλα PSF και την ένωση τους σε μια ενιαία εικόνα αφαίρεσης. Και εδώ η σύγκριση με την εικόνα 48 αποκαλύπτει τα πλεονεκτήματα της νέας προσέγγισης με την μέθοδο του deconvolution και του τοπικού υπολογισμού του μοντέλου του PSF καθώς τα υπολείμματα φωτός είναι σαφώς λιγότερα και ως εκ τούτου η ποιότητα της φωτομετρίας μας καλύτερη. (STARFINDER)

Κεφάλαιο 4ο: Αποτελέσματα-Συζήτηση

4.1 Αποτελέσματα φωτομετρίας με τα ISIS/DAOPHOT

4.2 Αποτελέσματα φωτομετρίας με το STARFINDER

4.3 Συμπεράσματα και μελλοντική δουλειά

4.1 Αποτελέσματα φωτομετρίας με τα ISIS/DAOPHOT

Τα προγράμματα ISIS και DAOPHOT προσαρμόζουν μια μαθηματική συνάρτηση στο προφίλ φωτός των αστέρων του πεδίου μας και για τον λόγο αυτό θα συζητήσουμε τα αποτελέσματα τους μαζί αφού παρουσιάζουν τα ίδια προβλήματα.

Πριν όμως παρουσιάσουμε τα αποτελέσματα πρέπει να αναφέρουμε με ποιο κριτήριο διαλέγουμε τους πιθανούς μεταβλητούς αστέρες και πώς υπολογίζουμε τις περιόδους τους για να δούμε ποιοι είναι περιοδικοί μεταβλητοί (π.χ. εκλειπτικά συστήματα) και ποιοι όχι.

Το αν ένας αστέρας είναι μεταβλητός ή όχι το αποφασίζουμε με βάση το δείκτη μεταβλητότητας J, που αναπτύχθηκε από τον Stetson (1996) για τον αυτοματοποιημένο εντοπισμό πιθανών μεταβλητών αστέρων. Υπολογίσαμε τον δείκτη J με το πρόγραμμα Vartools (Hartman 2008). Η λογική πίσω από την δημιουργία του συγκεκριμένου κώδικα είναι η ανάπτυξη ενός αντικειμενικού τρόπου αναγνώρισης πιθανών μεταβλητών αστέρων (που να μην εισάγει δηλαδή τα υποκειμενικά σφάλματα που προκαλεί η διαφορετική αντίληψη διαφορετικών παρατηρητών). Η παράμετρος J είναι, ουσιαστικά, ένας δείκτης ο οποίος μας δίνει την πιθανότητα ένας αστέρας να είναι πραγματικός μεταβλητός ή όχι. Η παράμετρος J δίνεται από την σχέση

$$J = \frac{\Sigma_{k=1}^{n} w_k \, sgn\left(P_k\right)\sqrt{\left(P_k\right)}}{\Sigma_{k=1}^{n} w_k} \, ,$$

όπου k είναι ο αριθμός των ζευγαριών παρατηρήσεων του αντικειμένου (π.χ. παρατηρήσεις ενός αστέρα σε διαφορετικά φίλτρα αλλά στην ίδια εποχή), w_k είναι το στατιστικό βάρος της κάθε μέτρησης, $sgn(P_k)$ είναι μια συνάρτηση η οποία δίνει μόνο το πρόσημο του ορίσματος και $P_k=\delta_{i(k)}\delta_{j(k)}$ είναι το γινόμενο των κανονικοποιημένων (ως προς τα σφάλματα των μετρήσεων) αποκλίσεων των μεγεθών της κάθε μέτρησης από τις αντίστοιχες μέσες τιμές των μεγεθών του αντικειμένου.

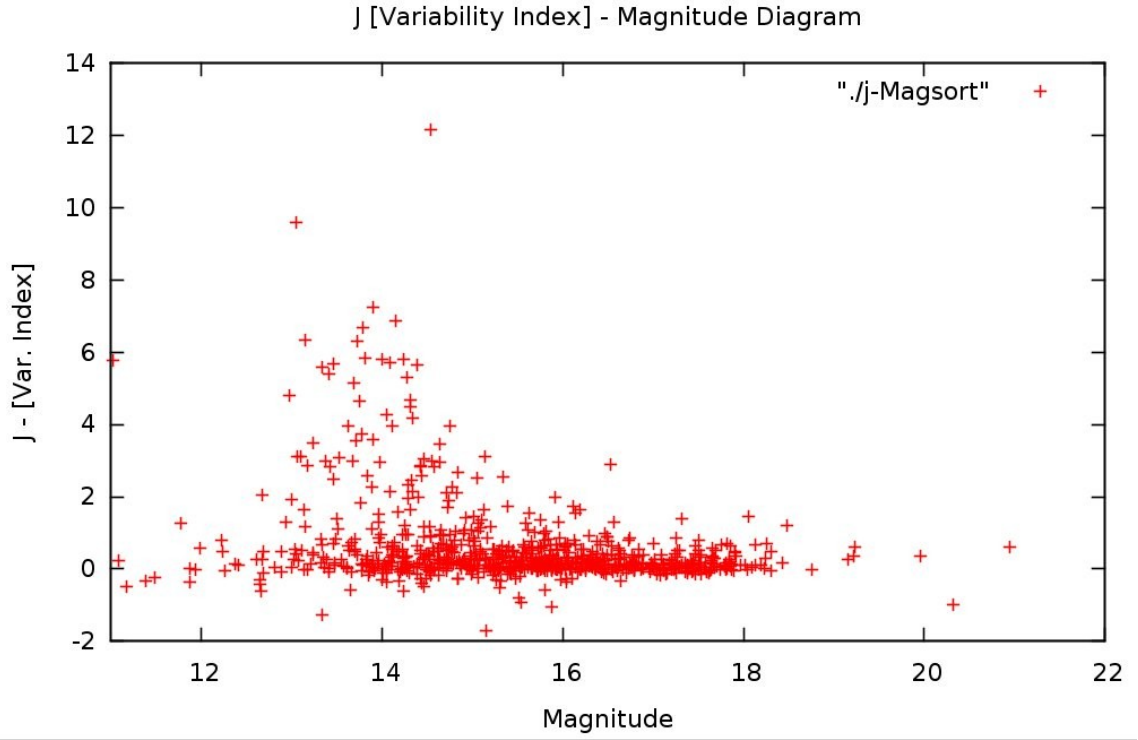
Η απόκλιση δίνεται από την σχέση

$$\delta = \sqrt{\frac{n}{n-1}} \frac{u-\bar{u}}{\sigma_u} \ ,$$

όπου n είναι ο αριθμός των μετρήσεων, u και $\bar{u}$ είναι το μέγεθος του αστέρα στην συγκεκριμένη μέτρηση και η μέση τιμή του μεγέθους του αστέρα αντίστοιχα και σ_u είναι το σφάλμα του μεγέθους της εκάστοτε μέτρησης. Στην περίπτωση μας όμως έχουμε μια παρατήρηση για κάθε εποχή (δηλαδή μια εικόνα από ένα φίλτρο για κάθε ημερομηνία και άρα i(k)=j(k)) και επομένως η στατιστική αυτή περιορίζεται σε μια απλή μελέτη των διακυμάνσεων των μεγεθών και κατά πόσο αυτές οι διακυμάνσεις δικαιολογούνται ή όχι από τα σφάλματα των μετρήσεων. Στο δικό μας δείγμα επομένως το P_k θα είναι

$$P_k = \delta^2_{i(k)} - 1 \ ,$$

και το στατιστικό βάρος w_k είναι ίσο με την μονάδα, αφού όλες οι μετρήσεις μας έχουν ακριβώς τα ίδια χαρακτηριστικά (π.χ. χρόνος έκθεσης, ίδια όργανα κ.τ.λ.). Επίσης ένας πιθανός πραγματικός μεταβλητός αστέρας (δηλαδή κάποιος που έχει συστηματικά μεγαλύτερες διακυμάνσεις στο μέγεθος του από ό,τι δικαιολογούν τα σφάλματα των μετρήσεων) θα πρέπει να έχει θετικές τιμές για την παράμετρο J (όσο μεγαλύτερη η τιμή της J τόσο μεγαλύτερη η πιθανότητα να είναι πραγματικός μεταβλητός) ενώ αντίθετα όταν η τιμή της J τείνει στο 0 μας υποδεικνύει ότι οι μεταβολές ενός αστέρα δεν δικαιολογούν, βάσει σφαλμάτων, τον χαρακτηρισμό του ως πιθανό μεταβλητό. Πρακτικά, αφού γνωρίζουμε ότι σε ένα δείγμα αστέρων οι μεταβλητοί θα είναι το 1 – 2% (να έχουν δηλαδή μεταβολές μεγαλύτερες του 0,1 μεγέθους), περιμένουμε οι παράμετροι J των περισσοτέρων αστέρων του πεδίου μας να κυμαίνονται σε χαμηλές τιμές (κοντά στο 0) και ελάχιστες να έχουν τιμές σημαντικά μεγαλύτερες. Για τον λόγο αυτό κάνουμε το γράφημα της τιμής του J συναρτήσει του μεγέθους, με το K_s φίλτρο, το οποίο φαίνεται στην εικόνα 56 που ακολουθεί.



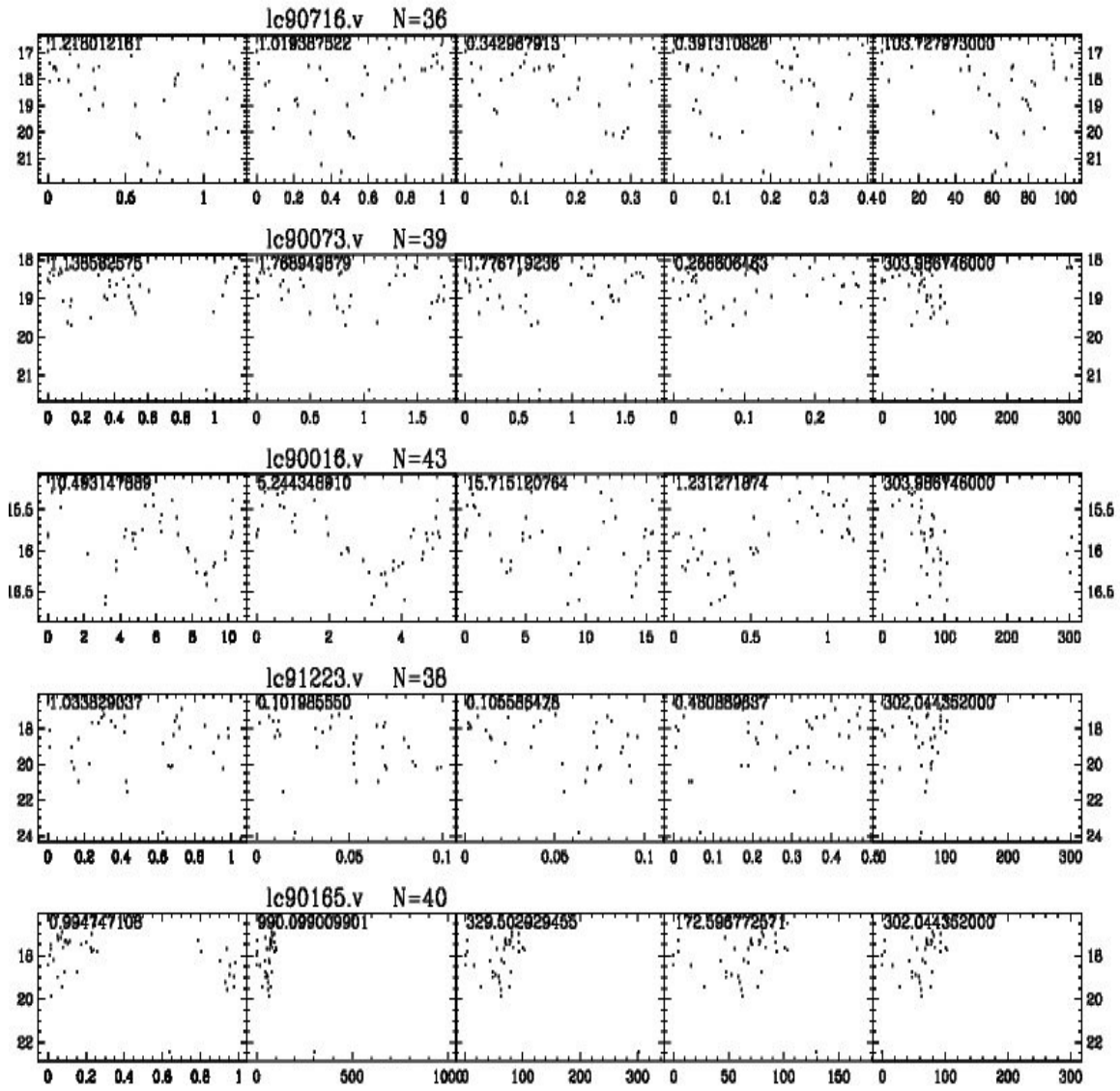
Εικόνα 56: Διάγραμμα του δείκτη μεταβλητότητας J συναρτήσει των K_s μεγεθών των αστέρων το οποίο αυτοματοποιεί την διαδικασία εντοπισμού μεταβλητών αστέρων. Παρατηρούμε ότι τα περισσότερα σημεία βρίσκονται κοντά στο μηδέν ενώ λίγα είναι αυτά που ξεχωρίζουν από την κατανομή. Αυτοί είναι και οι πιο πιθανοί μεταβλητοί αστέρες.

Τώρα, αφού γνωρίζουμε τους πιθανούς μεταβλητούς αστέρες, μπορούμε να υπολογίσουμε τις περιόδους τους. Αυτό το κάνουμε με το πρόγραμμα periodp.f90, που χρησιμοποιεί την μέθοδο της ανάλυσης μεταβλητότητας (Analysis of Variance ή AoV) σε μια εφαρμογή της για στατιστική μελέτη σημάτων αστρονομικών παρατηρήσεων των Schwarzenberg-Czerny (1989). Η ουσία της μεθόδου AoV είναι ότι προσπαθεί να εντοπίσει περιοδικά σήματα δοκιμάζοντας διάφορες περιόδους σε μια σειρά δεδομένων (στην περίπτωση μας μεταβολές των μεγεθών συναρτήσει του χρόνου). Οι καθιερωμένες μέθοδοι για την ανίχνευση περιοδικών ημιτονοειδών παλμών βασίζονται στους μετασχηματισμούς Fourier. Στην περίπτωση μας ο παλμός που περιμένουμε από διπλά εκλειπτικά συστήματα δεν θα έχει, στις περισσότερες περιπτώσεις, ημιτονοειδή μορφή αλλά μη ημιτονοειδούς μορφής παλμούς που θα είναι στενοί και μεγάλης έντασης (sharp and narrow pulses). Το πλεονέκτημα της AoV έναντι των καθιερωμένων μεθόδων έγκειται στο γεγονός ότι οι τελευταίες είναι λιγότερο ακριβείς όταν πρόκειται για

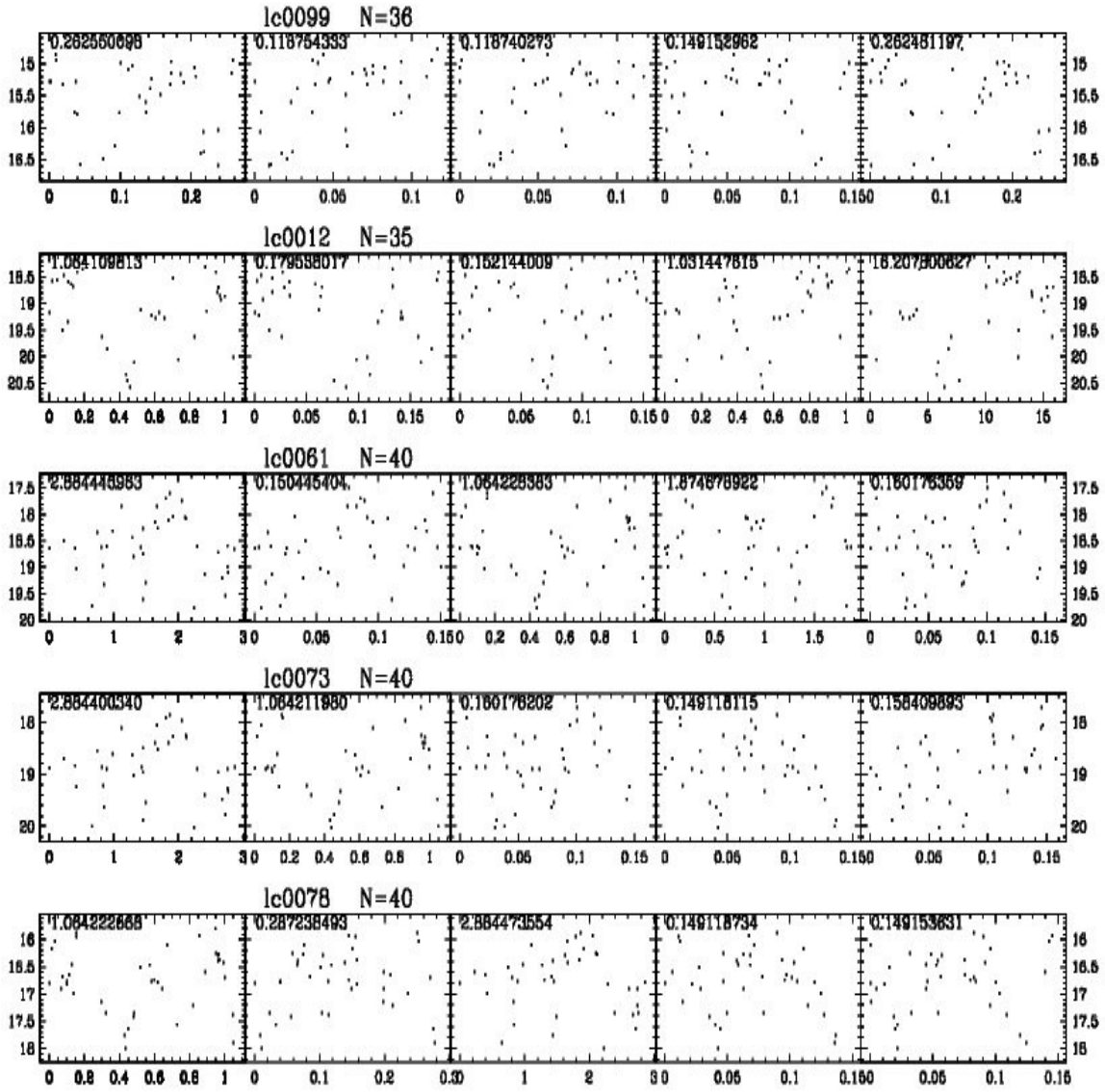
παλμούς τέτοιας μορφής. Παράλληλα όταν έχουμε μικρό στατιστικό δείγμα (στην περίπτωση μας λίγα σημεία στις καμπύλες φωτός) η AoV υπερτερεί γιατί είναι γνωστή η κατανομή πιθανοτήτων (probability distribution). Η περαιτέρω ανάλυση της θεωρίας δεν είναι ο σκοπός του παρόντος συγγράμματος καθώς δεν είναι μέθοδος που αναπτύχθηκε αποκλειστικά για την ανάλυση αστρονομικών δεδομένων αλλά μια απλή εφαρμογή μιας ολόκληρης στατιστικής θεωρίας στον τομέα της παρατηρησιακής αστρονομίας. Το πρόγραμμα υπολογίζει τις τέσσερις πιο πιθανές περιόδους για κάθε καμπύλη φωτός, κατανεμημένες από την πιο πιθανή προς την λιγότερο πιθανή. Με αυτό ως δεδομένο προχωρούμε στην κατασκευή των γραφημάτων των καμπυλών φωτός, στα οποία απεικονίζεται στον άξονα των Χ η φάση του αστέρα και στον άξονα των Ψ τα μεγέθη του εκάστοτε αστέρα.

Πρώτα θα εξετάσουμε τις καμπύλες φωτός που προέκυψαν από την ανάλυση με τα προγράμματα φωτομετρίας ISIS και DAOPHOT. Το βασικό πρόβλημα που εντοπίσαμε σε αυτές τις καμπύλες φωτός είναι ότι οι διαφορές των μεγεθών στους περισσότερους μεταβλητούς αστέρες ήταν πολύ μεγάλες, της τάξης των δύο ή και τριών μεγεθών, δηλαδή σε απολύτως μη φυσικά αποδεκτά επίπεδα. Η ρίζα αυτού του προβλήματος βρίσκεται στην δυσκολία προσαρμογής του μαθηματικού μοντέλου για το PSF που επιχείρησαν και τα δύο προγράμματα καθώς επίσης, στην περίπτωση του ISIS μόνο, και στην δυσκολία μέτρησης του aperture correction (που προστίθεται στο τελευταίο βήμα μετατροπής των καμπυλών φωτός του ISIS από counts σε μεγέθη) και που ουσιαστικά επηρεάζει το πλάτος της καμπύλης φωτός ειδικά όταν έχουμε πυκνά πεδία και δεδομένα στο υπέρυθρο όπου το υπόβαθρο μεταβάλλεται έντονα. Όπως αναφέραμε και στο προηγούμενο κεφάλαιο, το PSF των αστέρων των εικόνων που έχουν ληφθεί με τηλεσκόπια που χρησιμοποιούν συστήματα adaptive optics (βλ. εικόνα 43) είναι αρκετά πολύπλοκο και πολύ δύσκολο να μοντελοποιηθεί μαθηματικά. Αυτό οδηγεί είτε στο να υποεκτιμάται είτε στο να υπερεκτιμάται η ποσότητα του φωτός των αστέρων σε τέτοιο βαθμό, ώστε τελικά να μας δίνει ένα αποτέλεσμα με πάρα πολύ μεγάλα σφάλματα και ως εκ τούτου καθόλου αξιόπιστο. Στις εικόνες 57 και 58 φαίνονται καμπύλες φωτός που προέκυψαν από το ISIS και το DAOPHOT αντίστοιχα όπου φαίνεται ξεκάθαρα και το παραπάνω πρόβλημα. Στις εικόνες αυτές φαίνονται οι τέσσερις πιο πιθανές περίοδοι που προέκυψαν από την μέθοδο AoV (τέσσερα πρώτα κουτάκια)

καθώς και η γραφική παράσταση της αυξομείωσης των μεγεθών συναρτήσει του συνολικού χρόνου των παρατηρήσεων και όχι της φάσης (πέμπτο κουτάκι).



Εικόνα 57: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το ISIS. Φαίνονται καμπύλες φωτός αστέρων διαφόρων μεγεθών. Για τους αμυδρούς αστέρες, οι διαφορές των μεγεθών αγγίζουν τιμές της τάξης των δύο ή και τριών μεγεθών γεγονός που είναι μη φυσικά αποδεκτό.

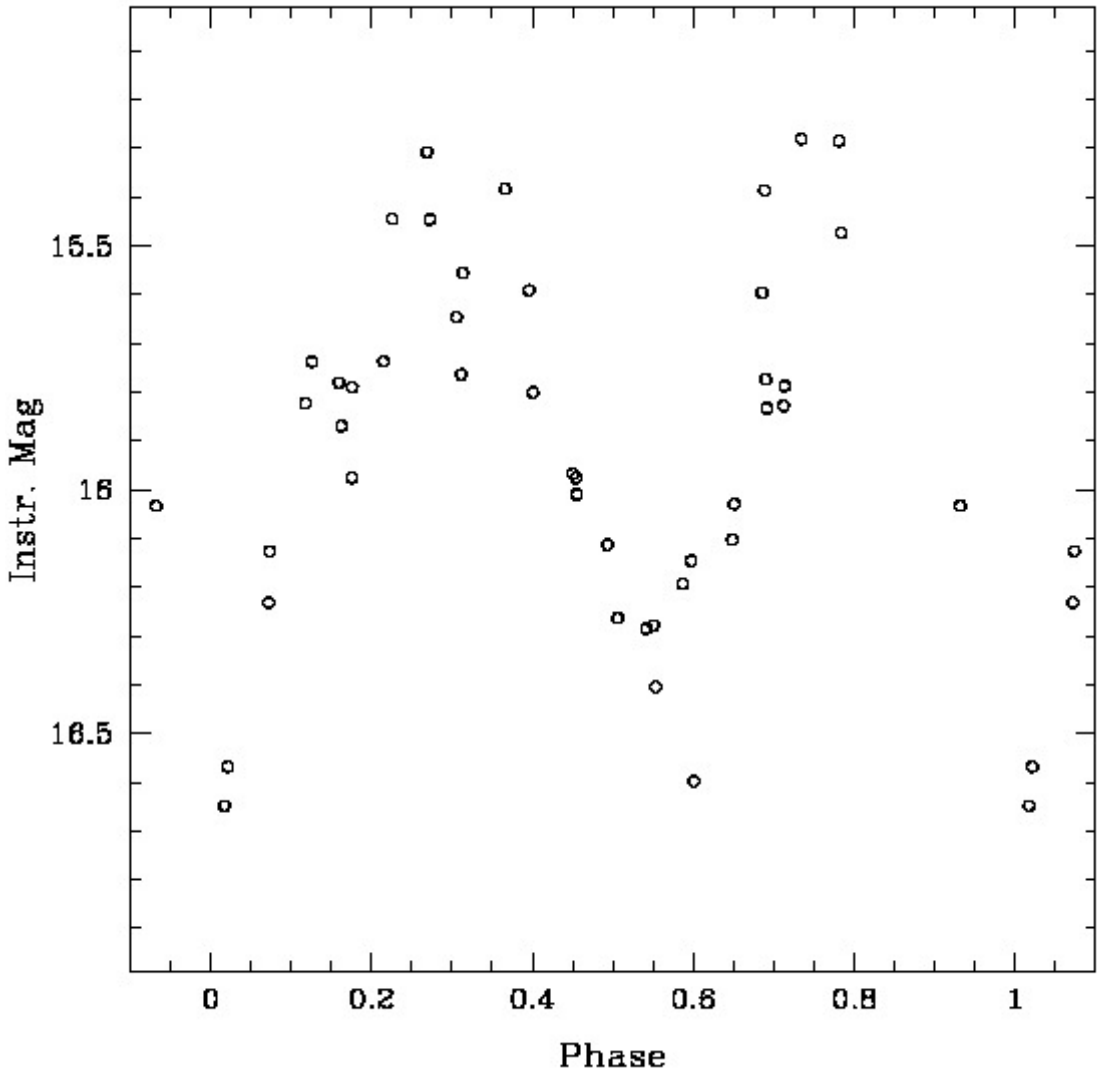


Εικόνα 58: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το DAOPHOT. Και σε αυτή την περίπτωση το πρόβλημα των διαφορών των μεγεθών που αγγίζουν τιμές της τάξης των δύο ή και τρία μεγέθη παραμένει.

Στην τελευταία γραφική παράσταση, στις παραπάνω εικόνες, μπορούμε να δούμε ότι οι καμπύλες φωτός μας παρουσιάζουν παρόμοιους σχηματισμούς, (συστηματικά μεγαλύτερα μεγέθη στην αρχή και στο τέλος της περιόδου παρατηρήσεων με μια χαρακτηριστική “καμπούρα” στους ενδιάμεσους χρόνους για όλους αστέρες) γεγονός που επίσης υποδηλώνει ότι υπάρχει κάποιο πρόβλημα με την ανάλυση που κάναμε ή με τα δεδομένα αυτά καθεαυτά.

Τα προβλήματα αυτά (κυρίως όμως οι μεγάλες διαφορές των μεγεθών) είναι πιο έντονα στους πιο αμυδρούς αστέρες. Για τον λόγο αυτό, αρχικά, εμπιστευτήκαμε κάποια

αποτελέσματα του ISIS. Την προσοχή μας τράβηξε ο αστέρας με ονομασία καμπύλης φωτός lc90016.v (ή lc0099, στις εικόνες 57 και 58 αντίστοιχα). Ο λόγος ήταν ότι η διαφορά στα μεγέθη φαινόταν, αφενός μεν μεγάλη, αφετέρου δε η μέθοδος AoV μας έδωσε μια πολύ καλή περίοδο, ενώ και η μορφή της καμπύλης μας υποδείκνυε ένα, σχεδόν σε επαφή, διπλό εκλειπτικό σύστημα. Έτσι υποθέσαμε ότι, ακόμα και με αρκετό σφάλμα, ο αστέρας αυτός έχει μεγάλες πιθανότητες να είναι ένα πραγματικό διπλό εκλειπτικό σύστημα. Η πεποίθηση μας ενισχύθηκε περισσότερο από το γεγονός ότι, σε προηγούμενες μελέτες του σμήνους, είχε εντοπιστεί ραδιοεκπομπή από τον συγκεκριμένο αστέρα (ραδιοπηγή AR6 των Lang et al. 2001) και εκπομπή στις ακτίνες X σε αυτή την περιοχή (A6 των Wang et al. 2006 που σχετίστηκε με τις ραδιοπηγές AR6 και AR10). Η ραδιοεκπομπή θα μπορούσε να οφείλεται σε συγκρούσεις αστρικών ανέμων δύο κοντινών αστέρων (πιθανώς ένα σχεδόν σε επαφή διπλό εκλειπτικό σύστημα) ειδικά από την στιγμή που ο συγκεκριμένος αστέρας είναι φασματικού τύπου WN7 σύμφωνα με τους Figer et al. (1997) (ή WN8-9h σύμφωνα με τους Martins et al. 2008), αφού οι Wolf-Rayet αστέρες είναι γνωστοί για τους πολύ δυνατούς αστρικούς ανέμους τους. Επίσης ο συγκεκριμένος αστέρας είχε βρεθεί από τους Figer et al. (2002), με χρήση εξελικτικών μοντέλων, να έχει αρχική μάζα μεγαλύτερη από 120 $M_{\odot}$ (είναι ο δεύτερος αστέρας στην λίστα τους και η θέση του οφείλεται στο ότι είναι το δεύτερο πιο λαμπρό αντικείμενο, στο K_s φίλτρο, στο σμήνος Arches). Στην εικόνα 59 φαίνεται η καμπύλη φωτός του αστέρα αυτού.



Εικόνα 59: Καμπύλη φωτός του υποψήφιου διπλού εκλειπτικού συστήματος με την οποία αιτιολογήθηκε το αίτημα μας για χρόνο παρατήρησης στο VLT.

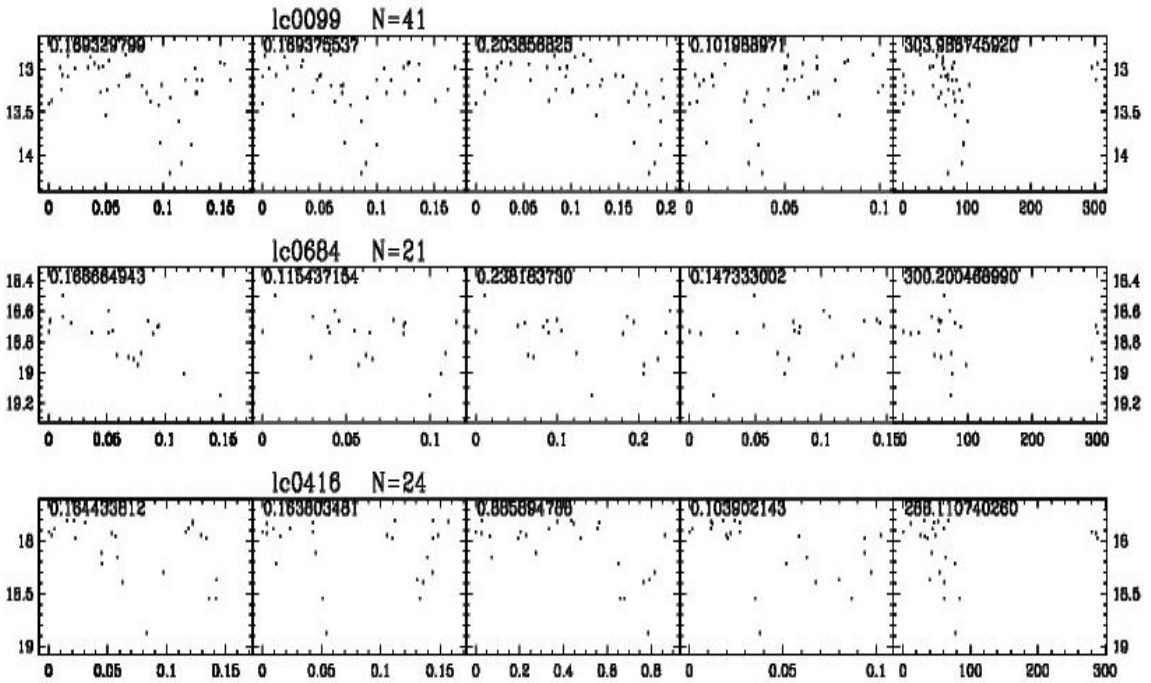
Η καμπύλη φωτός αυτή παρουσιάστηκε, σαν ένα πρώτο αποτέλεσμα της δουλειάς μας, σε poster στο συνέδριο IAU 272 στο Παρίσι τον Ιούλιο του 2010. Παράλληλα ζητήσαμε και πήραμε χρόνο στο VLT (στο πρώτο εξάμηνο του 2011 μέσω του προγράμματος με κωδικό 087.D-0342(A) με P.I. Pietrzynski και Co.I. Bonanos, Markakis) για να μελετήσουμε φασματοσκοπικά το συγκεκριμένο αντικείμενο. Όταν πήραμε τις καμπύλες φωτός από το DAOPHOT (καμπύλη φωτός με όνομα lc0099 στην εικόνα 58) είδαμε ένα τελείως διαφορετικό αποτέλεσμα από αυτό που είχαμε προηγουμένως. Αυτό δεν επιβεβαίωνε τις αρχικές προσδοκίες μας, αλλά επειδή και το

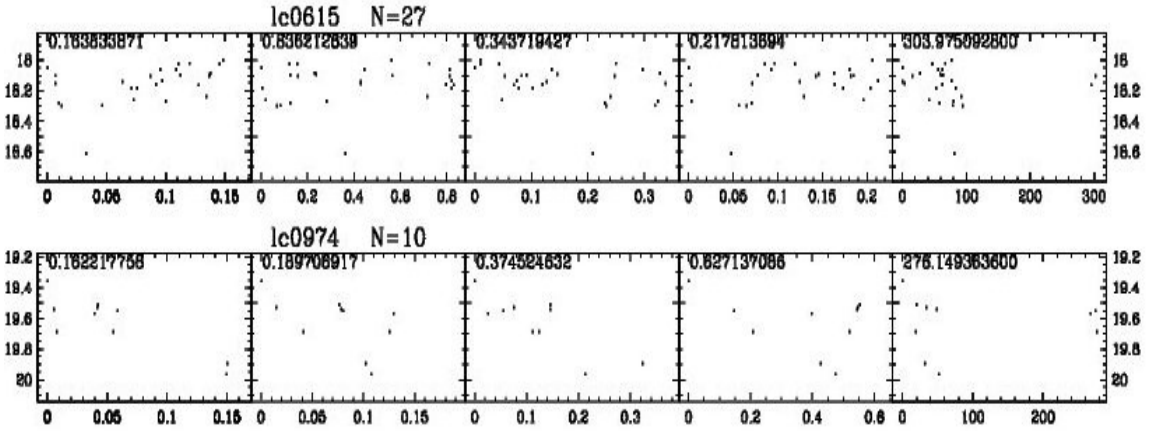
DAOPHOT έχει παρόμοια προβλήματα (μαθηματικό PSF) με το ISIS, θεωρήσαμε ότι ακόμα δεν μπορούσαμε να πούμε με απόλυτη βεβαιότητα εάν είναι ή όχι ένα πραγματικό διπλό εκλειπτικό σύστημα.

4.2 Αποτελέσματα φωτομετρίας με το STARFINDER

Πλέον είναι φανερό ότι έπρεπε να βρούμε έναν εναλλακτικό τρόπο για να βελτιώσουμε την ποιότητα της φωτομετρίας μας. Αυτός ο τρόπος θεωρήσαμε ότι είναι πολύ πιθανό να είναι το STARFINDER (για τους λόγους που εξηγήσαμε στο προηγούμενο κεφάλαιο).

Ξεκινάμε με την graphical version του STARFINDER με την οποία είδαμε βελτίωση, κυρίως σε ό,τι αφορά την εκτίμηση των μεγεθών (και κατ' επέκταση των τεράστιων διαφορών που παρατηρήσαμε προηγουμένως), καθώς, στους αμυδρούς τουλάχιστον αστέρες, οι παράλογες διαφορές των δύο και τριών μεγεθών εξαφανίστηκαν. Αυτό είναι μια ένδειξη ότι το εμπειρικό PSF όντως λειτουργεί πολύ καλύτερα στα δεδομένα που έχουμε. Στην εικόνα 60 φαίνονται οι καμπύλες φωτός που προέκυψαν από το STARFINDER.





Εικόνα 60: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το STARFINDER. Σε αυτή την περίπτωση το πρόβλημα των μεγάλων διαφορών των μεγεθών έχει λυθεί (τουλάχιστον για τους αμυδρούς αστέρες) αλλά και πάλι οι διαφορές είναι οριακά αποδεκτές. Επιπλέον πρόβλημα αποτελεί το ότι δεν βρίσκουμε σταθερούς αστέρες γεγονός που πιθανώς να υποδηλώνει κάποιο πρόβλημα με την ποιότητα των εικόνων.

Παρόλο που οι παράλογες διαφορές των δύο και τριών μεγεθών που παρατηρήθηκαν προηγουμένως βελτιώθηκαν σημαντικά εντούτοις παραμένουν σε οριακά επίπεδα αποδεκτές καθώς ακόμα θεωρούνται αρκετά μεγάλες. Οι διαφορές που περιμένουμε να παρατηρήσουμε είναι της τάξης του 0,1 με 0,7 ή, σε ακραίες περιπτώσεις, μέχρι και 1 μέγεθος. Στην περίπτωση μας οι περισσότεροι αστέρες του δείγματος παρουσιάζουν μεταβολές έως και 0,6 με 0,8 μεγέθη που, παρότι μπορούν να εξηγηθούν φυσικά, εξακολουθούν να είναι μεγάλες. Ένα επιπλέον πρόβλημα που έκανε την εμφάνιση του σε αυτό το βήμα είναι ότι δεν βρίσκουμε σταθερούς, δηλαδή αστέρες που να μην έχουν καμία μεταβολή μεγαλύτερη των σφαλμάτων της μέτρησης τους, όπως αυτά υπολογίζονται από το STARFINDER. Τα σφάλματα αυτά, όπως έχει συζητηθεί από αρκετούς ερευνητές (π.χ. Schoedel 2009), είναι σχετικά υποεκτιμημένα και ως εκ τούτου όχι και τόσο αξιόπιστα. Στατιστικά περιμένουμε περίπου το 1-2% των αστέρων μας να μεταβάλλονται (μεταβολή > 0,1 μέγεθος) και το 98% να παραμένει σταθερό (μεταβολή < 0,1 μέγεθος). Το πρόβλημα των σταθερών αστέρων υπήρχε και προηγουμένως αλλά δεν το θεωρήσαμε σημαντικό καθώς τα μεγάλα σφάλματα της φωτομετρίας με τους προηγούμενους τρόπους δικαιολογούσαν πλήρως το φαινόμενο. Πλέον, με τα σφάλματα να έχουν γίνει σημαντικά μικρότερα, το πρόβλημα των μη σταθερών αστέρων αρχίζει να αποκτά άλλη διάσταση καθώς γίνεται πολύ πιο σημαντικό.

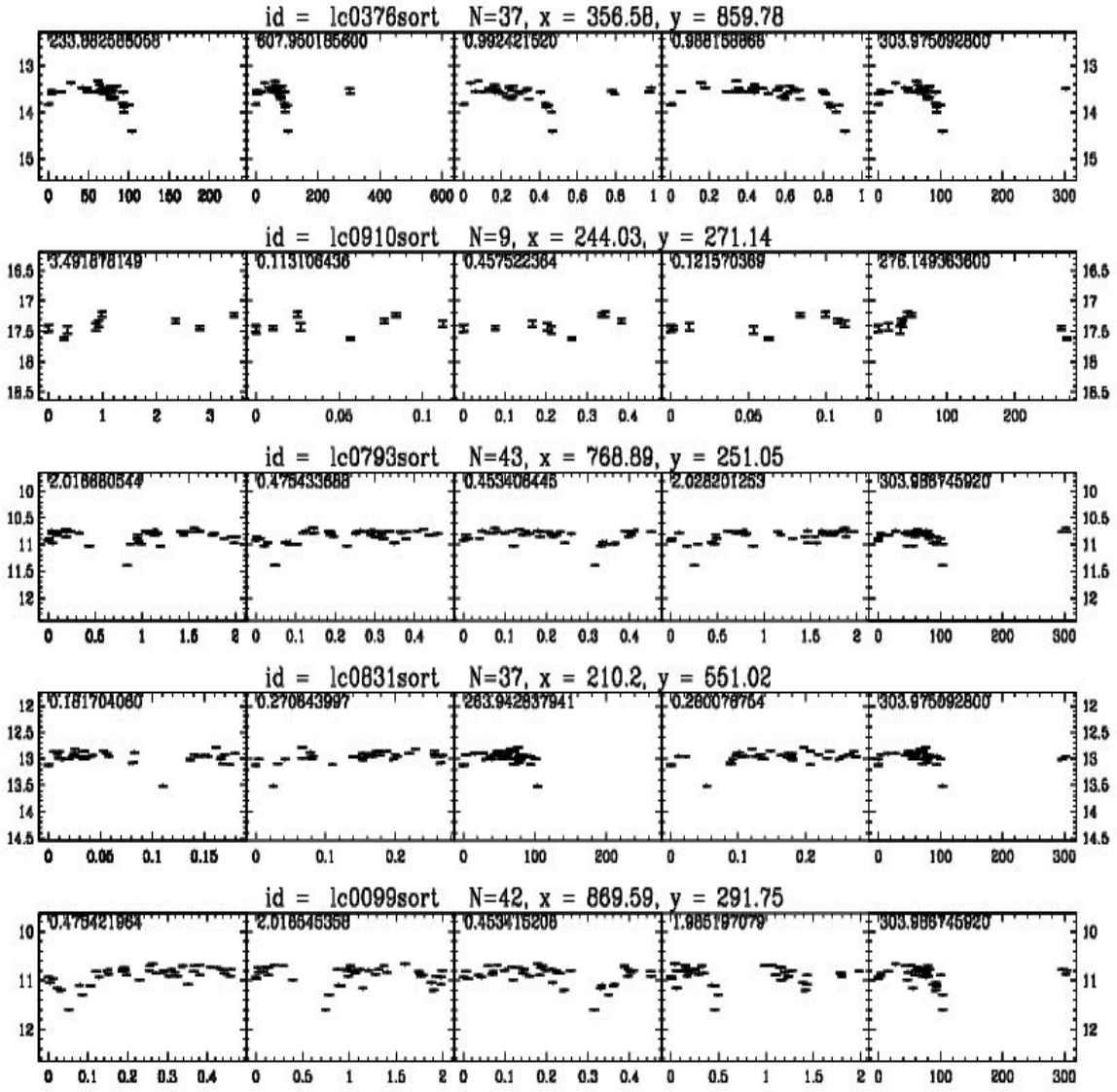
Αυτά τα προβλήματα είναι πιθανόν να έχουν τρεις αιτίες. Πρώτον το γεγονός ότι η αρχική έκδοση του STARFINDER δεν μπορεί να λάβει υπόψιν τις μεταβολές του PSF κατά μήκος του πεδίου (όπως αναφέραμε και στο κεφάλαιο 3), δεύτερον ότι πιθανώς να υπάρχει κάποιο σφάλμα στην ανάλυση μας (reduction των δεδομένων) ή ακόμα και κάποιο εγγενές πρόβλημα των δεδομένων μας και τρίτον ότι τα υποεκτιμημένα σφάλματα του STARFINDER μας δίνουν την εντύπωση ότι τα προβλήματα αυτά είναι σημαντικά οξύτερα από ό,τι είναι στην πραγματικότητα.

Τέλος, και με αυτή την μέθοδο, το διπλό εκλειπτικό σύστημα (lc0099) παρουσιάζει μεταβολή όμως, αφενός δεν είναι αξιόπιστα τα αποτελέσματα του STARFINDER (ως προς την μεταβολή) αφού δεν βρίσκουμε σταθερούς αστέρες και αφετέρου το πρόγραμμα AoV δεν δίνει κάποια αληθοφανή περίοδο περιστροφής του συστήματος γύρω από το κέντρο μάζας του. Έτσι, για άλλη μια φορά, είμαστε αναγκασμένοι να βελτιώσουμε περαιτέρω την ποιότητα της φωτομετρίας μας για να μπορούμε να είμαστε σίγουροι εάν ο συγκεκριμένος αστέρας είναι πραγματικός μεταβλητός ή όχι.

Αρχικά λοιπόν επιλέγουμε να αποκλείσουμε την πρώτη από τις δύο πιθανές αιτίες των προβλημάτων μας και για αυτόν το λόγο επιλέγουμε να χρησιμοποιήσουμε την παραλλαγή (και ως προς την λογική και ως προς την διαδικασία όπως αναφέραμε και στο κεφάλαιο 3) του STARFINDER που αναπτύχθηκε από το Dr. Schoedel (Schoedel 2009) για φωτομετρία στο Γαλαξιακό κέντρο και επιπλέον με δεδομένα από το NACO. Υπενθυμίζουμε ότι η έκδοση αυτή (όχι επίσημη εξέλιξη του προγράμματος) είχε την δυνατότητα να συμπεριλαμβάνει την μεταβολή του PSF κατά μήκος του πεδίου παρατήρησης και επιπλέον είχε και διαφορά στην προσέγγιση της διαδικασίας της φωτομετρίας. Αυτή περιελάμβανε μελέτη όχι της αρχικής εικόνας, αλλά μιας εικόνας που προκύπτει εφαρμόζοντας τον μαθηματικό μετασχηματισμό του deconvolution, μέθοδος που διαφοροποιεί την διαδικασία σημαντικά, αφού εισάγει την λογική πρώτα της επεξεργασίας του ψηφιακού σήματος της εικόνας και μετά την μελέτη της. Ο Dr. Schoedel εξέτασε τέσσερις εναλλακτικούς τρόπους φωτομετρίας και απέδειξε (Schoedel 2009) ότι η παραπάνω μέθοδος δίνει τα καλύτερα δυνατά αποτελέσματα.

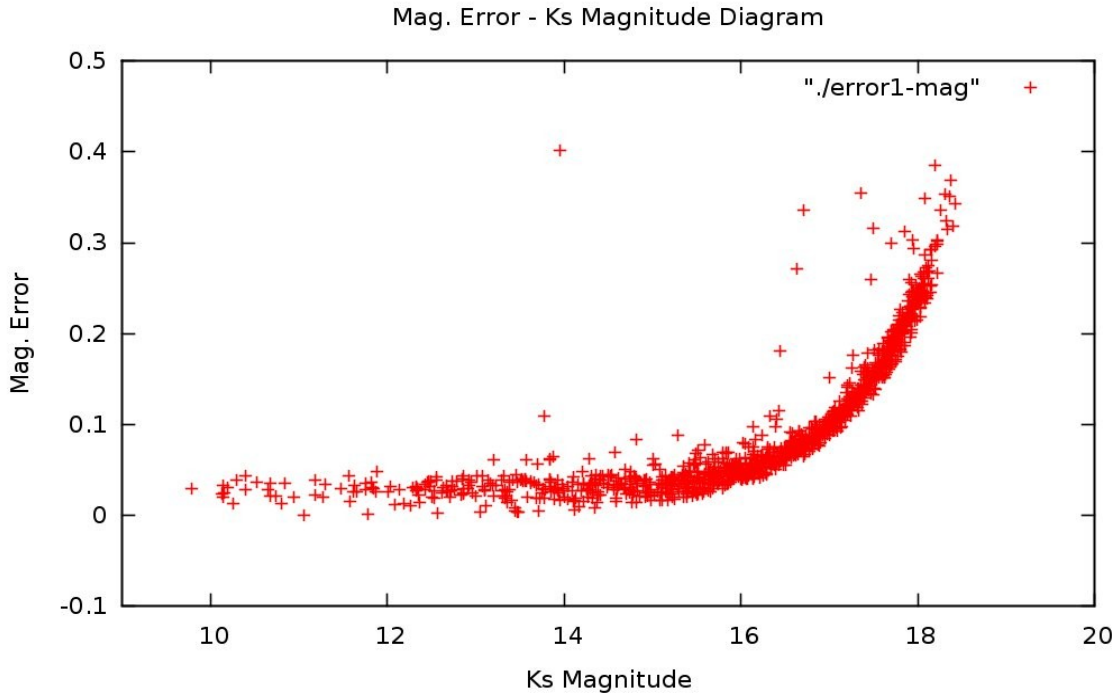
Αρχικά δοκιμάσαμε να κάνουμε φωτομετρία με όλα τα σημεία (όπως και στις άλλες περιπτώσεις άλλωστε) που είχαμε στην διάθεση μας (ανεξαρτήτως της ποιότητας

τους με εξαίρεση 3 εικόνες που είχαν seeing >> 7 pixels σε μονάδες FWHM). Στην εικόνα 61 φαίνονται οι καμπύλες φωτός όπως αυτές εξήχθησαν με την συγκεκριμένη έκδοση του STARFINDER με τα 43 σημεία.



Εικόνα 61: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το STARFINDER (μέθοδος Dr. Schoedel) και με τα 43 σημεία που είχαμε στην διάθεση μας. Σε αυτή την περίπτωση το πρόβλημα των διαφορών των μεγεθών φαίνεται να λύνεται καθώς πλέον οι περισσότερες διαφορές είναι της τάξης 0,1 με 0,5 μεγέθη που είναι πολύ πιο αποδεκτές τιμές σε σχέση με πριν. Όμως το πρόβλημα με τους σταθερούς αστέρες παραμένει και πιθανώς να σχετίζεται με την ποιότητα των εικόνων μας.

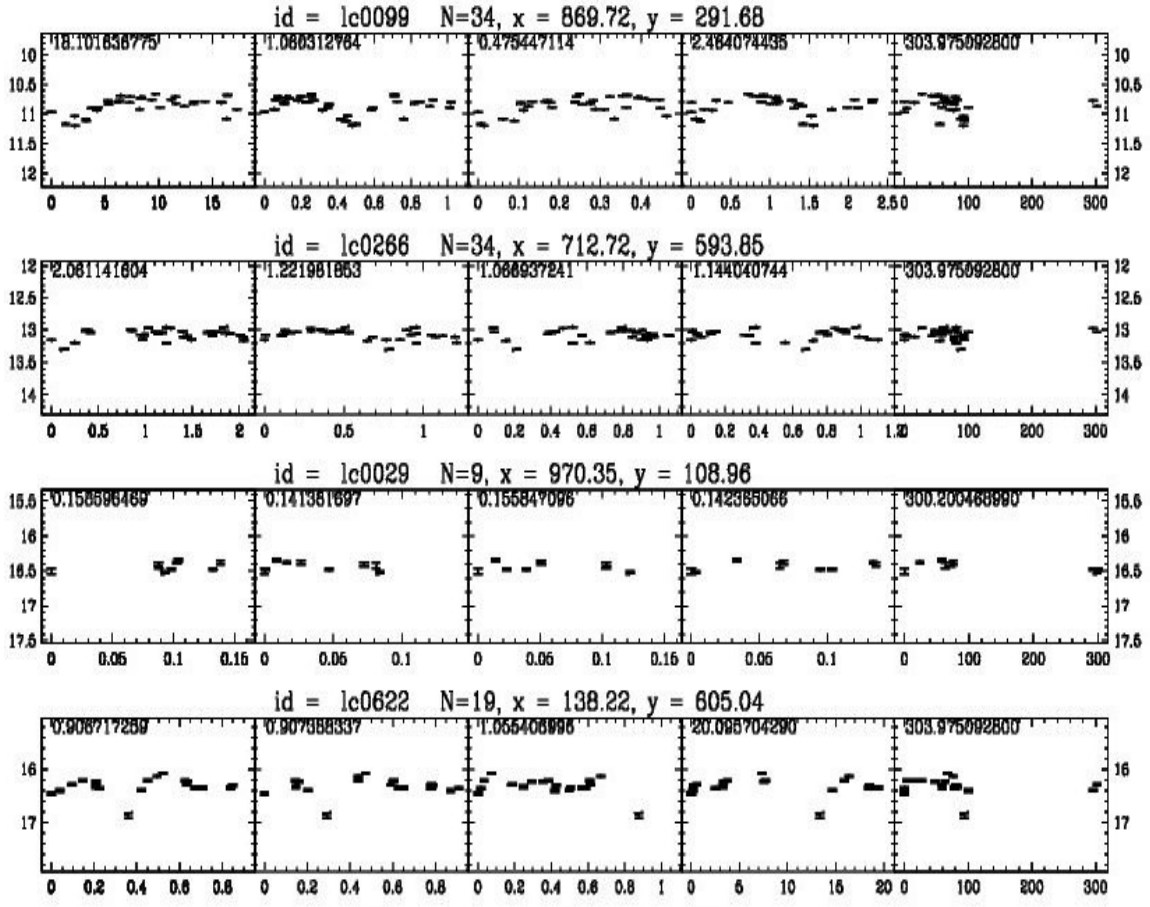
Στην εικόνα αυτή φαίνεται ξεκάθαρα η βελτίωση που προκαλεί η προσέγγιση του Dr. Schoedel με την πρόσθετη λειτουργία του μεταβλητού PSF και την φωτομετρία στην deconvolved εικόνα του Arches, επιβεβαιώνοντας ουσιαστικά το ορθόν της μεθόδου. Σε αυτές τις καμπύλες φωτός οι διαφορές των μεγεθών των αστέρων μειώνονται ακόμα περισσότερο σε απολύτως αποδεκτά επίπεδα της τάξης του 0,1 με 0,5 μεγέθη περίπου (με ελάχιστες εξαιρέσεις). Όμως αφενός το πρόβλημα του ότι δεν βρίσκουμε σταθερούς αστέρες παραμένει (εντός των σφαλμάτων των μετρήσεων παρότι οι διαφορές είναι πολύ πιο κοντά στα σφάλματα), αφετέρου κάποιες βραδιές με κακό seeing φαίνεται να επηρεάζουν την ποιότητα της φωτομετρίας μας αφού τα σημεία που αντιστοιχούν σε αυτές φαίνεται να ξεχωρίζουν αρκετά από την κατανομή των υπολοίπων σημείων όπως αυτή φαίνεται στο τελευταίο κουτάκι της παραπάνω εικόνας. Όσον αφορά τα σφάλματα, εμείς είμαστε υποχρεωμένοι να χρησιμοποιήσουμε αυτά που αναφέρει στην μέθοδο του ο Dr. Schoedel (αφού την ακολουθούμε πιστά), δηλαδή τα σφάλματα που δίνει το STARFINDER επί έναν παράγοντα 3. Στην εικόνα 62 που ακολουθεί φαίνονται τα σφάλματα συναρτήσει των μεγεθών των αστέρων με το φίλτρο K_s.

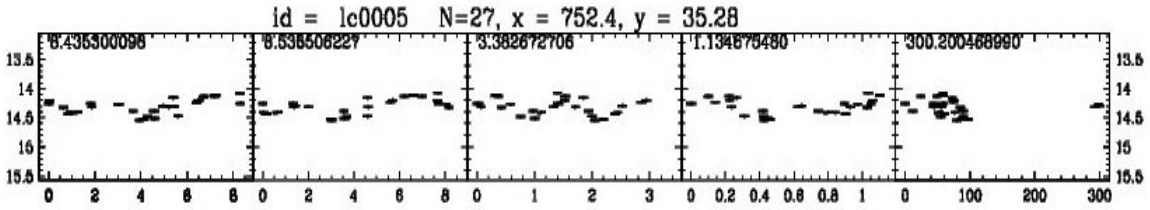


Εικόνα 62: Error-magnitude διάγραμμα του STARFINDER για το φίλτρο K_s. Φαίνονται τα μικρά σφάλματα που έχουμε μέχρι για αστέρες περίπου 17 μεγέθους. Εάν γίνει αντιπαραβολή με την εικόνα 64, όπου παρουσιάζονται οι υποψήφιοι σταθεροί αστέρες, φαίνεται ότι τα σφάλματα είναι ακόμη αρκετά πιο μεγάλα από τις μεταβολές των μεγεθών.

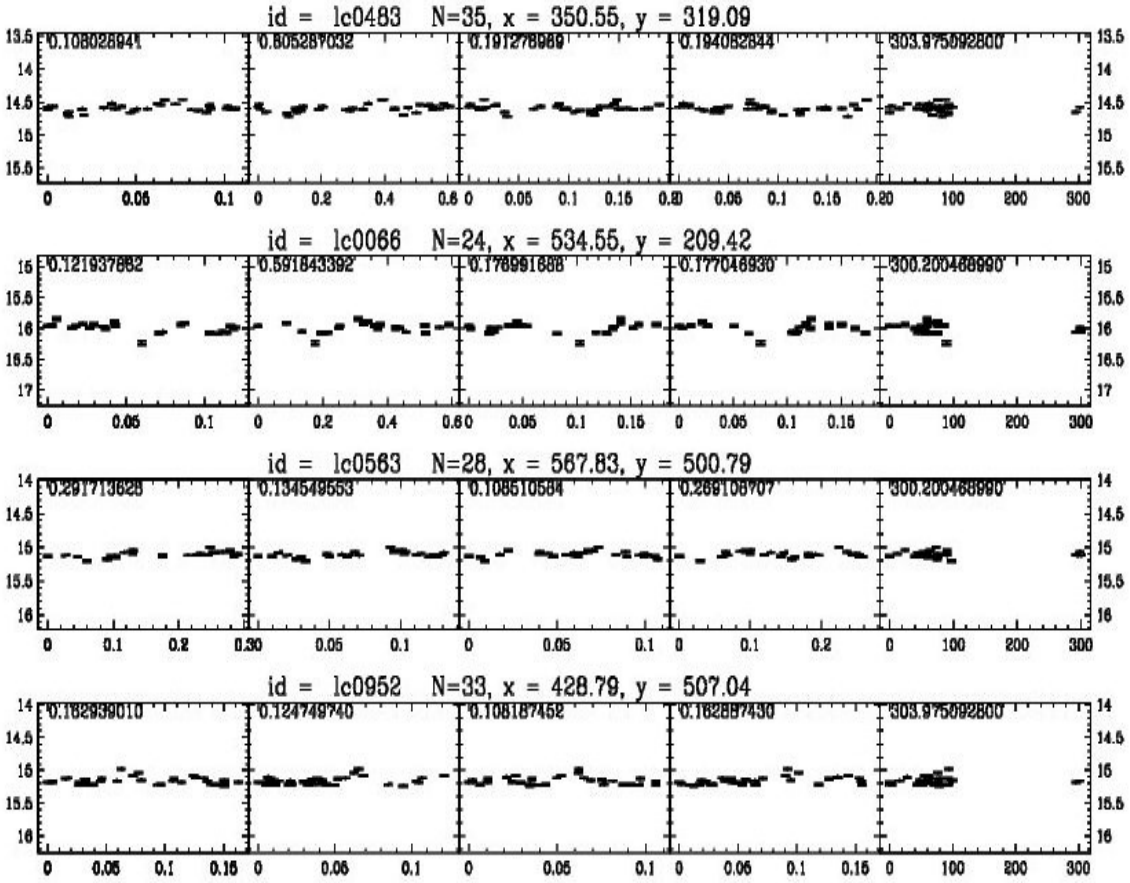
Παρατηρούμε ότι για αστέρες μέχρι περίπου 17^{ου} μεγέθους, τα σφάλματα μας παραμένουν μικρότερα του 0,1 μεγέθους, γεγονός που σημαίνει ότι πρέπει να βελτιώσουμε όσο το δυνατόν περισσότερο την φωτομετρία μας έτσι ώστε οι διαφορές των μεγεθών των περισσοτέρων αστέρων του δείγματος μας να είναι μικρότερες της τιμής αυτής, δεδομένου και του προβλήματος των υποεκτιμημένων σφαλμάτων του STARFINDER, για να ισχυριστούμε ότι έχουμε αξιόπιστη φωτομετρία.

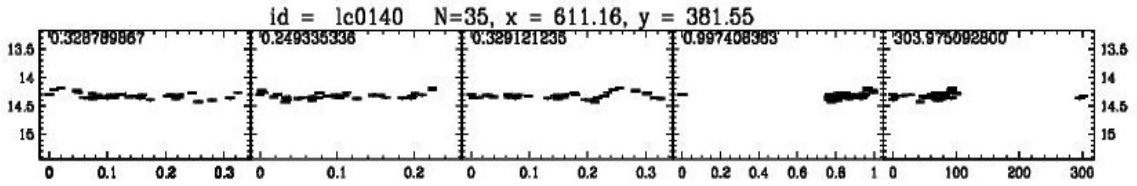
Αφαιρούμε λοιπόν τα 8 σημεία που αντιστοιχούν στις εικόνες με seeing > 7 από τις καμπύλες μας. Να σημειώσουμε ότι δεν ξανακάναμε φωτομετρία απλά υπολογίσαμε εκ νέου τις παραμέτρους J και τις περιόδους χωρίς τα προβληματικά σημεία στις καμπύλες μας. Η καμπύλες φωτός με τα 35 σημεία καθώς και μερικοί υποψήφιοι σταθεροί αστέρες φαίνονται στις εικόνες 63 και 64 που ακολουθούν.





Εικόνα 63: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το STARFINDER (έκδοση Dr. Schoedel) αφαιρώντας τα σημεία που αντιστοιχούν σε βραδιές με seeing > 7. Στην εικόνα αυτή φαίνεται ξεκάθαρα το πώς επηρεάζουν οι κακής ποιότητας εικόνες τα αποτελέσματά μας.





Εικόνα 64: Καμπύλες φωτός που εξήχθησαν με το STARFINDER (έκδοση Dr. Schoedel) χρησιμοποιώντας 35 σημεία για πέντε υποψήφιους σταθερούς αστέρες. Τα σφάλματα τους δεν δικαιολογούν το εύρος των μεταβολών που καταγράφεται. Το επόμενο βήμα είναι να εξετάσουμε ενδελεχώς την ποιότητα των εικόνων μας.

Όπως φαίνεται ξεκάθαρα στις παραπάνω εικόνες η διαφορά είναι παραπάνω από εμφανής. Κοιτώντας την καμπύλη φωτός του υποψήφιου διπλού συστήματος μας, βλέπουμε ότι η μέθοδος AoV μας δίνει άλλη περίοδο η οποία είναι πλήρως αληθοφανής χωρίς όμως και πάλι να μπορούμε να είμαστε κατηγορηματικοί, αφού όπως είδαμε ο υπολογισμός της περιόδου είναι εξαιρετικά ευαίσθητος σε πολύ μικρές αλλαγές (όπως π.χ. την αφαίρεση ορισμένων σημείων). Αυτό είναι μια απόδειξη του πόσο εύκολα μπορεί να επηρεαστούν τα αποτελέσματα μας από μερικές κακής ποιότητα εικόνες. Επίσης και σε αυτή την περίπτωση δεν μπορούμε να βρούμε σταθερούς αστέρες παρότι οι μεταβολές των περισσότερων αστέρων του πεδίου (που πρέπει να είναι σταθεροί) είναι πλέον αρκετά πιο κοντά στην πραγματικότητα όπως φαίνεται στην εικόνα 64. Το γεγονός αυτό είναι μια ένδειξη ότι μπορεί να υπάρχει κάποιο πρόβλημα στα αρχικά στάδια της διαδικασίας που να διέφυγε της προσοχής μας.

Οι καμπύλες φωτός και η μετατροπή των counts σε μεγέθη (τιμές και σφάλματα) του STARFINDER (και των δύο εκδόσεων) καθώς και του DAOPHOT παρήχθησαν με δικά μας προγράμματα που γράφτηκαν σε γλώσσα fortran77 και τα οποία δημιουργήθηκαν από το μηδέν ειδικά γι αυτό τον σκοπό. Τα προγράμματα αυτά παρατίθενται και επεξηγούνται στο Παράρτημα Α του παρόντος συγγράμματος.

4.3 Συμπεράσματα και μελλοντική δουλειά

Ανακεφαλαιώνοντας λοιπόν, πραγματοποιήσαμε φωτομετρία με τέσσερις διαφορετικούς τρόπους χρησιμοποιώντας μεθόδους διαφορετικής φιλοσοφίας. Προσπαθήσαμε να ακολουθήσουμε την πεπατημένη οδό ανάλυσης, με το πολύ διαδεδομένο πρόγραμμα DAOPHOT και το, λιγότερο δημοφιλές αλλά της ίδιας φιλοσοφίας, πρόγραμμα ISIS. Το βασικό κοινό χαρακτηριστικό των δύο αυτών μεθόδων είναι ότι χρησιμοποιούν ένα μαθηματικό μοντέλο PSF για να πραγματοποιήσουν φωτομετρία. Η προσέγγιση αυτή φαίνεται να αποτυγχάνει λόγω της πολυπλοκότητας στην δομή του PSF που παρουσιάζουν τα δεδομένα που έχουν ληφθεί με τηλεσκόπια που κάνουν χρήση συστημάτων adaptive optics, ειδικά όταν αφορούν το κέντρο του Γαλαξία μας και άρα συνδυάζονται με παρατηρήσεις στην υπέρυθρη περιοχή του φάσματος όπου οι διακυμάνσεις της ατμόσφαιρας είναι πολύ εντονότερες, εισάγοντας τελικά πολύ μεγάλα σφάλματα. Έτσι στραφήκαμε σε εναλλακτικούς τρόπους μελέτης χρησιμοποιώντας το πρόγραμμα STARFINDER που αναπτύχθηκε ειδικά για το σκοπό αυτό αλλά, ούτε πολύ διαδεδομένο είναι και επιπλέον η (επίσημη) εξέλιξη του έχει σταματήσει με αποτέλεσμα να μην έχει κάποιες λειτουργίες που είναι απαραίτητες για μια σωστή ανάλυση. Η διαφορά του έγκειται στην χρήση εμπειρικού και όχι μαθηματικού PSF. Αυτό έχει το πλεονέκτημα ότι μπορεί να λάβει υπόψιν του την πολύπλοκη δομή του PSF αλλά δεν μπορεί να λάβει υπόψιν του την μεταβολή του PSF κατά μήκος του πεδίου παρατήρησης. Παρόλα αυτά είδαμε σημαντική βελτίωση στα αποτελέσματα μας σε σχέση με τις καθιερωμένες μεθόδους και πιστεύουμε ότι, για τέτοιου τύπου δεδομένα, η χρήση εμπειρικού PSF αποτελεί μονόδρομο. Τέλος, σε μια προσπάθεια να βελτιώσουμε όσο το δυνατόν περισσότερο την ακρίβεια της φωτομετρίας μας, χρησιμοποιήσαμε μια παραλλαγή του προγράμματος STARFINDER του Dr. Schoedel. Η μέθοδος αυτή δούλεψε ακόμα καλύτερα, μειώνοντας τα σφάλματα μας σε πολύ μεγάλο βαθμό, χωρίς ωστόσο να είμαστε ακόμη 100% ικανοποιημένοι. Λόγω της φύσης των δεδομένων μας (μεγάλη χρονική περίοδος παρατηρήσεων από το 2006 μέχρι 2009 με τα NIRI του Gemini και NACO του VLT αντίστοιχα), μπορούμε να εντοπίσουμε μεταβλητούς αστέρες με αρκετά μεγάλες περιόδους μεταβολής της λαμπρότητας τους, με τις μεταβολές αυτές να είναι μεγαλύτερες του 0,1 μεγέθους. Επομένως θα έπρεπε να έχουμε περίπου το 98% των αστέρων του πεδίου μας να παρουσιάζει μεταβολές

μικρότερες του 0,1 μεγέθους για να μπορούμε να πούμε ότι έχουμε αξιόπιστη φωτομετρία. Δυστυχώς και τέτοιο δεν έχει καταστεί δυνατόν μέχρι σήμερα και άρα, παρά την βελτίωση που έχουμε δει, δεν μπορούμε να είμαστε ικανοποιημένοι.

Επίσης στην πρώτη προσπάθεια μας (με το ISIS) ανακαλύψαμε ένα υποψήφιο διπλό σύστημα για το οποίο η μέθοδος AoV μας έδωσε περίοδο 10, περίπου, ημερών. Το συγκεκριμένο σύστημα παρουσιάστηκε στο συνέδριο IAU 272 στο Παρίσι, ως πρώιμο αποτέλεσμα. Για το συγκεκριμένο σύστημα ζητήσαμε, και πήραμε, χρόνο στο VLT για να πάρουμε φάσματα έτσι ώστε, αν είναι πραγματικά διπλό εκλειπτικό σύστημα, να προχωρήσουμε σε ακριβή υπολογισμό των βασικών του φυσικών παραμέτρων.

Παρόλα αυτά, λόγω της μη αξιόπιστης φωτομετρίας με το ISIS, δεν μπορούσαμε να είμαστε κατηγορηματικοί για την ορθότητα του αποτελέσματος. Με τους τρόπους φωτομετρίας που ακολούθησαν τα αποτελέσματα για το συγκεκριμένο αντικείμενο άλλαξαν άρδην πολλές φορές. Με κάποιους από αυτούς είχαμε αισιόδοξα αποτελέσματα (π.χ. με την τελευταία προσπάθεια με το STARFINDER) ενώ με κάποιους άλλους όχι (π.χ. με το DAOPHOT). Εφόσον όμως δεν είμαστε, ακόμα, σίγουροι για τα αποτελέσματα υποχρεωνόμαστε να κινηθούμε βάσει ενδείξεων και αυτός είναι ο λόγος για τον οποίο ζητήσαμε χρόνο για το συγκεκριμένο αντικείμενο παρά τις όποιες αμφιβολίες μας. Τουλάχιστον είμαστε σχεδόν βέβαιοι ότι πρόκειται για μεταβλητό αστέρα (αφού με όλους τους τρόπους είχε υψηλή τιμή η παράμετρος J αυτού του αστέρα) οπότε θα μας δοθεί η ευκαιρία να μελετήσουμε φασματοσκοπικά έναν μεγάλης μάζας μεταβλητό Wolf-Rayet αστέρα.

Πρέπει όμως να βρούμε και κάποιον τρόπο να ξεπεράσουμε τις δυσκολίες αυτές. Στο κεφάλαιο 2 αναφέραμε ότι τα δεδομένα του VLT προετοιμάστηκαν προς επιστημονική χρήση μέσω του κώδικα CPL της ESO χωρίς να μας δοθούν οι RAW εικόνες. Ο κώδικας αυτός λειτουργεί αυτόματα και κάνει την επεξεργασία του κάθε σετ παρατηρήσεων με το που τελειώνει η παρατήρηση. Αυτό σε οποιαδήποτε άλλη περίπτωση δεν θα ήταν πρόβλημα. Στην προκειμένη περίπτωση όμως, και επειδή έχουμε να κάνουμε με σύστημα adaptive optics, τα πράγματα είναι διαφορετικά. Όπως έχουμε αναφέρει στο κεφάλαιο 2 το σύστημα adaptive optics εξετάζει το μέτωπο κύματος και φροντίζει να το διορθώνει. Οι διορθώσεις αυτές όμως δεν γίνονται ακαριαία και το σύστημα χρειάζεται κάποιο (πολύ μικρό, της τάξης των μερικών miliseconds, αλλά)

πεπερασμένο χρονικό διάστημα από την επανεξέταση της μορφής του μετώπου κύματος μέχρι την εφαρμογή της καινούργιας διόρθωσης. Εάν οι διακυμάνσεις (των διαφόρων στρωμάτων) της ατμόσφαιρας, κατά την διάρκεια μιας νύχτας, συμβαίνουν σε αντίστοιχα μικρές χρονικές κλίμακες με αυτές που χρειάζεται το σύστημα για να υπολογίσει και να εφαρμόσει τις διορθώσεις στο μέτωπο κύματος (δηλαδή το seeing μεταβάλλεται πολύ γρήγορα), τότε πιθανώς να μην διορθώνει ποτέ σωστά (είναι πάντα ένα βήμα πίσω) και άρα η ποιότητα της εικόνας είναι κακή. Λαμβάνοντας υπόψιν και το γεγονός ότι τα συστήματα αυτά, ούτως ή άλλως, δεν διορθώνουν τέλεια το μέτωπο κύματος, το παραπάνω πρόβλημα γίνεται σημαντικά οξύτερο και απαιτείται ιδιαίτερη προσοχή. Όσο πιο γρήγορη η αλλαγή των ατμοσφαιρικών συνθηκών τόσο χειρότερη θα είναι η ποιότητα της τελικής εικόνας μας. Είναι πιθανό λοιπόν, εάν οι ατμοσφαιρικές συνθήκες μεταβληθούν απότομα μερικές φορές κατά την λήψη ενός σετ παρατηρήσεων, κάποιες από τις επιμέρους εικόνες του σετ αυτού θα είναι σημαντικά χειρότερες από τις υπόλοιπες και άρα όταν το πρόγραμμα υπολογίσει τον μέσο όρο τους το τελικό αποτέλεσμα θα είναι επηρεασμένο από το φαινόμενο αυτό. Εάν πάλι οι ατμοσφαιρικές συνθήκες μεταβάλλονται γρήγορα καθ' όλη την διάρκεια της νύχτας τότε όλες οι εικόνες του σετ θα είναι κακής ποιότητας και άρα άχρηστες προς επιστημονική μελέτη. Όταν μας δόθηκαν τα RAW δεδομένα του VLT, διαπιστώσαμε ότι σε κάποιες βραδιές πιθανώς να είχε λάβει χώρα ένα από τα παραπάνω φαινόμενα. Τώρα προσπαθούμε να χρησιμοποιήσουμε τον κώδικα CPL για να κάνουμε ξανά την επεξεργασία των RAW δεδομένων (έχοντας αφαιρέσει τις χειρότερης ποιότητας εικόνες των επιμέρους σετ παρατηρήσεων) και να κάνουμε την φωτομετρία από την αρχή με το STARFINDER και την προσέγγιση του Dr. Schoedel (αφού όμως αφαιρέσουμε ακόμα περισσότερα προβληματικά σημεία από το δείγμα μας) που φαίνεται να συγκεντρώνει και τις περισσότερες πιθανότητες να λειτουργεί σωστά. Στο δείγμα μας θα προσθέσουμε επίσης και τις εικόνες του Gemini, οι οποίες είναι πλέον διορθωμένες για το πρόβλημα γραμμικότητας, και έτσι θα περιορίσουμε σε ένα βαθμό το πρόβλημα της μείωσης του στατιστικού μας δείγματος από της κακής ποιότητας εικόνες του VLT που είμαστε αναγκασμένοι να αφαιρέσουμε.

Κατά την διάρκεια αυτής της προσπάθειας αντιμετωπίσαμε πολλά προβλήματα με το μεγαλύτερο να είναι ότι δεν υπήρχε βιβλιογραφία για την μελέτη μεταβλητότητας

αστέρων με δεδομένα στο υπέρυθρο από τηλεσκόπια με σύστημα adaptive optics. Αυτό οδήγησε σε σημαντικές καθυστερήσεις στην πρόοδο της μελέτης, καθώς υποχρεωθήκαμε να δοκιμάσουμε όλες τις δυνατές λύσεις, και μας έφερε αντιμέτωπους με πολλά προβλήματα τα οποία έπρεπε να μελετηθούν ξεχωριστά, να λυθούν και να εκτιμηθεί η επιρροή τους στο τελικό αποτέλεσμα. Πιστεύουμε ότι είμαστε στον σωστό δρόμο και ότι σύντομα θα έχουμε αξιόπιστα αποτελέσματα τα οποία σκοπεύουμε να παρουσιάσουμε στο συνέδριο της IAU 282 τον ερχόμενο Ιούλιο στην Σλοβακία. Το ταξίδι συνεχίζεται....

Βιβλιογραφία:

Βιβλία:

1. Λιβανίου-Ροβίθη Ε., 2006, Μέθοδοι Αστρονομικής Παρατήρησης και Επεξεργασίας Δεδομένων
2. Νιάρχος Π., 2008, Εισαγωγή στην Αστρονομική Φωτομετρία
3. Bevington Ph, Robinson D.K., 1992, Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences
4. D. A. Allen, 1975, *Infrared - the New Astronomy*
5. *J. M. Beckers, 1973, Adaptive Optics for Astronomy: Principles, Performance, and Applications*
6. *R. K. Tyson, 2011, Principles of Adaptive Optics Third Edition*
7. Meghan Canning, 1999, Master's Thesis: “Extracting the Mystery from the Red Rectangle”
8. W. H. Press, 2007, Numerical Recipes The art of scientific computing Third edition

Papers:

1. *Alard, C. & Lupton, R. H. 1998, Apj, 503, 325*
2. *Alard, C. 2000, A&AS, 144, 363*
3. *Appenzeller, I. 1970, A&A, 9, 216*
4. *Blum, R. D.; Schaerer, D.; Pasquali A. et al. 2001, AJ, 122, 1875*
5. *Bonanos, A. Z.; Stanek, K. Z. 2003, ApJ, 591, 111*
6. *Bonanos, A. Z.; Stanek, K. Z.; Udalski, A. 2004, ApJ, 611, 33*
7. *Bonanos, A. Z. 2009, ApJ, 691, 407*
8. *Cotera, A. S.; Erickson, E. F.; Colgan, Sean W. J. et al. 1996, ApJ, 461, 750*
9. *Crowther, P. A.; Schnurr, O.; Hirschi, R. et al. 2010, MNRAS, 408, 731*
10. *Diolaiti, E.; Bendinelli, O.; Bonaccini et al. 1999, ESOC, 56, 175*
11. *Diolaiti, E.; Bendinelli, O.; Bonaccini, D. et al. 2000, SPIE, 4007, 879*
12. *Diolaiti, E.; Bendinelli, O.; Bonaccini, D. et al. 2000, A&AS, 147, 335*
13. *Espinoza, P.; Selman, F. J.; Melnick, J. et al. 2009, A&A, 501, 563*
14. *Figer, D. F.; McLean, I. S. et al. 1997, ApJ, 486, 420*
15. *Figer, D. F.; Kim, S. S.; Morris, M. al. 1999, ApJ, 525, 750*

16. *Figer, D. F.; Najarro, F.; Gilmore, D. et al. 2002, ApJ, 581, 258*
17. *Figer, D. F. 2005, Nature, 434, 192*
18. *Gonzalez, R. C.; Woods, R. E. 1992*
19. *Hartman, J. D.; Gaudi, B. S.; Holman, M. J. et al. 2008, ApJ, 675, 1254*
20. *Heger, A.; Fryer, C. L.; Woosley, S. E. et al. 2003, ApJ, 591, 288*
21. *Herriot, G.; Morris, S.; Anthony, A. et al. 2000, SPIE, 4007, 115*
22. *Hodapp, K. W.; Jensen, J. B.; Irwin, Everett M. et al. 2003, PASP, 115, 1388*
23. *Law, C.; Yusef-Zadeh, F. 2004, ApJ, 611, 858*
24. *Lenzen, R.; Hartung, M.; Brandner, W. et al. 2003, SPIE, 4841, 944*
25. *Li, L.; Zhang, F.; Han, Z. et al. 2001, A&A, 368, 595*
26. *Maeder, A.; Meynet, G. 1994, A&A, 287, 803*
27. *Maíz Apellániz, J.; Walborn, N. R.; Morrell, N. I. et al. 2007, ApJ, 660, 1480*
28. *Martins, F.; Hillier, D. J.; Paumard, T. et al. 2008, A&A, 478, 219*
29. *Mas-Hesse, J. M.; Giménez, A.; Culhane, J. L. et al. 2003, A&A, 411, 261*
30. *Mochejska, B. J.; Kaluzny, J.; Stanek et al. 2001, AJ, 121, 2032*
31. *Nagata, T.; Woodward, C. E.; Shure, M. al. 1995, AJ, 109, 1676*
32. *Nakano, T.; Hasegawa, T.; Norman, C. et al. 1995, ApJ, 450, 183*
33. *Oey, M. S.; Clarke, C. J. 2005, ApJ, 620, 430*
34. *Portegies, Z.; Simon, F.; Baumgardt, H. et al. 2006, ApJ, 641, 319*
35. *Rauw, G.; De Becker, M.; Nazé, Y. et al. 2004, A&A, 420, 9*
36. *Rousset, G.; Lacombe, F.; Puget, P. et al. 2003, SPIE, 4839, 140*
37. *Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161*
38. *Schoedel, R.* 2010,A&A,509,58
39. *Schnurr, O.; Casoli, J.; Chené, A.-N. et al. 2008, MNRAS, 389, 38*
40. *Schwarzenberg-Czerny, A. 1989, MNRAS, 241, 153*
41. *Schwarzschild, M.; Härm, R. 1959, ApJ, 129, 637*
42. *Sokolovsky, K. V.; Chekhovich, D. O.; Korotkiy, S. A. et al. 2008, PZP, 8, 2*
43. *Stetson, P. B. 1987, PASP, 99, 191*
44. *Stetson, P. B. 1996, PASP, 108, 851*
45. *Stothers, R.B.; Chin, Chao-Wen 1993, ApJ, 408, 85*
46. *Wang, Q. D.; Dong, H.; Lang, C. et al. 2006, MNRAS, 371, 38*

47. *Wang, Q. D.; Dong, H.; Cotera, A. et al. 2010, MNRAS, 402, 895*

48. *Yusef-Zadeh, F.; Law, C.; Wardle, M. et al. 2002, ApJ, 570, 665*

49. *Yorke, Harold W.; Bodenheimer, P. 1999, ApJ, 525, 330*

50. *Yorke, Harold W.; Sonnhalter, C. 2002, ApJ, 569, 846*

51. *Ziebarth, K. 1970, ApJ, 162, 947*

52. *Zinnecker, H.; Yorke, H. W. 2007, ARA&A, 45, 481*

Παράρτημα Α

Όπως αναφέραμε στο προηγούμενο κεφάλαιο, οι καμπύλες φωτός των STARFINDER και DAOPHOT, παρήχθησαν με δικά μας προγράμματα που αναπτύχθηκαν από το μηδέν ειδικά για τον σκοπό αυτό. Εδώ θα παρουσιάσουμε μόνο τα προγράμματα για το STARFINDER καθώς είναι πιο πολύπλοκα και αποτελούν ουσιαστικά εξέλιξη του κώδικα που αναπτύξαμε για το DAOPHOT. Τα προγράμματα αυτά είναι τα flux2mag.f και lcmaker.f.

Το flux2mag.f είναι ένα πρόγραμμα το οποίο μετατρέπει τις τιμές των counts (ποσότητα φωτός και σφάλματα), που υπολογίζει το STARFINDER, σε μεγέθη. Το αρχείο φωτομετρίας που παράγει το STARFINDER του Dr. Schoedel (με τις τιμές σε counts) έχει στις δύο πρώτες στήλες τις συντεταγμένες, στην τρίτη στήλη την τιμή των counts των αστέρων, στην τέταρτη την πέμπτη και την έκτη στήλη βρίσκονται τα σφάλματα dx_1, dy_1 και df_1 των συντεταγμένων χ, ψ και των counts αντίστοιχα (όπως τα υπολογίζει η αρχική έκδοση του STARFINDER), ενώ στην έβδομη την όγδοη και την ένατη βρίσκονται τα σφάλματα dx_2, dy_2 και df_2, που υπεισέρχονται από την μέθοδο του τοπικού PSF του Dr. Schoedel (καθώς η φωτομετρία δεν γίνεται με την χρήση ενός PSF μοντέλου). Στην δέκατη στήλη βρίσκεται η σταθερά συσχέτισης και στην ενδέκατη στήλη βρίσκεται ο αριθμός των subframes με βάση το PSF των οποίων έγινε φωτομετρία στο εκάστοτε αντικείμενο. Το αρχείο που παράγει το flux2mag.f είναι περίπου της ίδιας μορφής με την διαφορά ότι δεν υπάρχουν δύο ομάδες σφαλμάτων αλλά μια, καθώς έχουμε υπολογίσει ένα συνολικό σφάλμα, και ότι οι τιμές έχουν μετατραπεί σε μεγέθη. Παρακάτω παρουσιάζεται αναλυτικά ο κώδικας flux2mag.f:

```
      program flux2mag
      implicit none
c     Orismos twn metavlitwn
      real x(100000), y(100000), flux(100000), dx(100000), dy(100000)
      real df(100000), dx1(100000), dy1(100000), df1(100000)
      real corr(100000), counts(100000)
      real fl1(100000), fl2(100000), ferr(100000)
      real cl1(100000), nfl(100000), fl11(100000), fl22(100000)
```

```
      real nx(100000), ny(100000), nflux(100000),ndx(100000)
      real ndy(100000),  ndf(100000),ndx1(100000), ndy1(100000)
      real ndf1(100000), ncorr(100000), nferr(100000)
      real fl33(100000), fl44(100000)
c     Format twn arxeiwn pou xrisimopoiei o kwdikas
 6    format (f8.2,f8.2,f14.7,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8)
 5    format (a12,a7)
c     Metavlites pou xrisimopoiountai stis loops tou kwdika
      integer i,N,k,l
      integer j,m
c     Metavlites pou diavazoun onomata arxeiwn
      character*45 x2(100000), y2(100000)
      character*45 fn
      character*45 kn
c     Arxikos midenismos metavlitwn katametrisis
      i=0
      j=0
      m=0
      N=0
      k=0
      l=0
      write(*,*) 'Give the number of files:'
      read(*,*) l
c     Anoigma arxeiou input
      open (unit=3,file='input',status='old',form='formatted')
      do k=1,l
        write(*,*) 'Reading filename for processing..'
        read(3,5) x2(k) , y2(k)
        kn = x2(k)
        fn = y2(k)
```

```
      write(*,*) 'Reading filename for creation..'
c     Katametrisi grammwn tou arxeiou tou fwtometrias tou STARFINDER
      open (unit=2,file=kn,status='old',form='formatted')
      write(*,*) 'Processing file:', kn ,'line counting...'
      N=0
     do m=1,100000
     read(2,*,end=100) x(m), y(m), flux(m), dx(m), dy(m), df(m),
    >dx1(m), dy1(m), df1(m), corr(m)
     N=m
 100  enddo
      close (unit=2)
      write(*,*) 'File length of ',kn,':',N
c     Dimiourgia kai midenismos twn arxikwn timwn tou arxeiou
c     fwtometrias me ta Magnitudes
      open (unit=1,file=fn,status='new',form='formatted')
      write(*,*) 'Processing file:',fn,'creating...'
      do j=1,N
c       Midenismos metavlitwn
          nx(j)=000000.00000000000
          ny(j)=000000.00000000000
          nflux(j)=000000.00000000000
          ndx(j)=000000.00000000000
          ndy(j)=000000.00000000000
          ndf(j)=000000.00000000000
          ndx1(j)=000000.00000000000
          ndy1(j)=000000.00000000000
          ndf1(j)=000000.00000000000
          ncorr(j)=000000.00000000000
         write(1,*) nx(j), ny(j), nflux(j), ndx(j), ndy(j),
    >     ndf(j),ndx1(j), ndy1(j),ndf1(j), ncorr(j)
       enddo
```

```
        close (unit=1)
c       Anoigma kai twn dyo arxeiwn fwtometrias (palio kai neo)
      open (unit=1,file=fn,status='old',form='formatted')
      open (unit=2,file=kn,status='old',form='formatted')
      write(*,*) 'Calculating Magnitude file:', kn ,'...'
10     do  i=1,N
c       Diavasma timwn apo to arxeio tou STARFINDER
        read(2,*) x(i), y(i), flux(i), dx(i), dy(i), df(i),
     >   dx1(i), dy1(i), df1(i), corr(i), counts(i)
c       Ypologismos tou sfalmatos
      fl1(i) = df(i)*3
      fl2(i) = df1(i)
      ferr(i) = sqrt( fl1(i)**2 + fl2(i)**2 )
c       Metatropi twn counts se megethi
      cl1(i) = -2.5*log10(flux(i)) + 23.14
      if (ferr(i).gt.0.and.flux(i).gt.ferr(i)) then
      fl11(i) = -2.5*log10(flux(i)+ferr(i)) + 23.14
      fl22(i) = -2.5*log10(flux(i)-ferr(i)) + 23.14
      fl33(i) = (abs(cl1(i)-(fl22(i))))
      fl44(i) = (abs(cl1(i)-(fl11(i))))
      nfl(i) = (fl33(i)+fl44(i))/2
      nferr(i) = nfl(i)
      elseif (ferr(i).gt.0.and.flux(i).le.ferr(i)) then
        fl11(i) = -2.5*log10(flux(i)+df1(i)) + 23.14
        fl33(i) = (abs(cl1(i)-(fl11(i))))
        nfl(i) = fl33(i)
        nferr(i) = nfl(i)
      elseif (ferr(i).eq.0) then
        nferr(i) = 0.
        endif
c       Eggrafi twn newn pliroforiwn sto neo arxeio
```

```
      write(1,6) x(i), y(i), cl1(i), nferr(i), dx(i)
     >   , dy(i), corr(i)
      enddo
      close (unit=2)
      close (unit=1)
      enddo
     close (unit=3)
    stop
    end
```

Ο παραπάνω κώδικας θα διαβάσει (αφού ζητήσει των αριθμό των αρχείων φωτομετρίας δηλαδή τις γραμμές του αρχείου input) αρχικά ένα αρχείο (input) το οποίο θα έχει στην πρώτη στήλη του το όνομα του αρχείου φωτομετρίας του STARFINDER και στην δεύτερη στήλη το όνομα του επεξεργασμένου αρχείου φωτομετρίας με τα μεγέθη. Στην συνέχεια για το κάθε αρχείο φωτομετρίας κάνει τις πράξεις μετατροπής των counts σε μεγέθη με την χρήση της γνωστής σχέσης

$$mag = -2.5\log(counts) + zeropoint\,.\,.$$

Το σφάλμα df_1 θα πολλαπλασιαστεί επί τρία (όπως σχολιάζει ο Schoedel 2009) και μαζί με το σφάλμα df_2 θα μας δώσουν το συνολικό σφάλμα της μέτρησης μας μέσω της σχέσης

$$FluxError = \sqrt{\left[(df_1)^2 + (df_2)^2\right]}\,.$$

Έπειτα για να μετατρέψουμε το σφάλμα σε μεγέθη υπολογίζουμε τις ακόλουθες δύο ποσότητες

$$[MagError]^{plus} = -2.5\log(counts + FluxError) + zeropoint\,.$$

$$[MagError]^{minus} = -2.5\log(counts - FluxError) + zeropoint\,.$$

και βρίσκουμε τον μέσω όρο τους

$$MagError = \frac{[MagError]^{plus} + [MagError]^{minus}}{2}\,.$$

Πλέον, αφού έχουμε το αρχείο φωτομετρίας, μπορούμε να προχωρήσουμε στην κατασκευή των καμπυλών φωτός μας. Αυτό γίνεται με το πρόγραμμα lcmaker.f. Το

πρόγραμμα αυτό θα δεχτεί σαν δεδομένο ένα αρχείο με τις συντεταγμένες των αστέρων μας (στο παρόν παράδειγμα alsStarmatched που έχει τους εντοπισμένους, με το πρόγραμμα DAOFIND - σε interactive mode- του DAOPHOT, αστέρες) και ένα αρχείο (dates) το οποίο στην πρώτη στήλη του θα έχει τις Ιουλιανές Ημερομηνίες και στην δεύτερη θα έχει το όνομα του αρχείου φωτομετρίας με τα μεγέθη (όπως προέκυψε από το flux2mag.f) για την αντίστοιχη βραδιά. Θα ζητήσει, από τον χρήστη, τον αριθμό των αρχείων φωτομετρίας και με βάση αυτόν θα αρχίσει να διαβάζει τις γραμμές του αρχείου dates. Επομένως, εάν θέλουμε να αφήσουμε κάποιες νύχτες (πιθανώς κακής ποιότητας) εκτός της διαδικασίας, απλά μεταφέρουμε τις γραμμές του αρχείου dates που αντιστοιχούν στις νύχτες αυτές (χωρίς να τις διαγράψουμε), στο τέλος του αρχείου και του λέμε να μην τις διαβάσει (αυτό γίνεται για να μην διαγράψουμε πληροφορία από το αρχείο dates γιατί είναι χρονοβόρο να την αναζητήσουμε εκ νέου!!!).

Έπειτα το πρόγραμμα, για κάθε μια γραμμή του αρχείου συντεταγμένων θα κατασκευάσει και από ένα αρχείο καμπύλης φωτός (με το ονομα lc????). Για κάθε αρχείο καμπύλης φωτός που δημιουργεί, ανοίγει τα αρχεία φωτομετρίας ένα-ένα (όπως διαβάζει τα ονόματα τους από το αρχείο dates) και εξετάζει εάν οι συντεταγμένες του εκάστοτε αστέρα βρίσκονται μέσα στο αρχείο φωτομετρίας αυτό. Εάν εντοπίσει τον αστέρα στο αρχείο φωτομετρίας τότε γράφει μέσα στο αρχείο της καμπύλης φωτός μια γραμμή με τις συντεταγμένες και τα σφάλματα τους, το μέγεθος με το σφάλμα του, την Ιουλιανή ημερομηνία και την σταθερά συσχέτισης του κάθε αστέρα. Όταν η διαδικασία ολοκληρωθεί για όλους τους αστέρες της λίστας μας θα πρέπει να έχουμε ισάριθμα αρχεία καμπυλών φωτός. Προφανώς δεν θα έχουμε σε όλα τα αρχεία καμπυλών φωτός τον ίδιο αριθμό γραμμών (σημείων), διότι πολλά από τα αντικείμενα μας δεν θα εντοπίζονται σε όλες τις εικόνες, κυρίως λόγω της διαφορετικής θέσης του τηλεσκοπίου κάθε βράδυ (αφού κάθε νύχτα το τηλεσκόπιο δεν ήταν κεντραρισμένο ακριβώς στο ίδιο σημείο) καθώς και της διαφοράς του seeing από εικόνα σε εικόνα (πιθανώς κάποιοι αστέρες να μην είναι διακριτοί σε κάποιες νύχτες ή/και να μην μπορούν να εντοπισθούν). Επίσης χρειάζεται προσοχή στο γεγονός ότι το IRAF (αφού χρησιμοποιούμε το DAOPHOT που τρέχει μέσω αυτού), όταν κάνει κάποιου είδους καταμέτρηση, ξεκινά να μετράει από το 0 ενώ η IDL (στην οποία είναι γραμμένο το STARFINDER) από το 1. Αυτό σημαίνει ότι το αρχείο φωτομετρίας (που προέκυψε από την IDL) και το αρχείο

συντεταγμένων (που προέκυψε από το IRAF) θα έχουν ένα offset ενός pixel σε κάθε χ και ψ που πρέπει να ληφθεί υπόψιν διότι διαφορετικά το lcmaker.f δεν θα εντοπίσει κανένα αστέρα του αρχείου συντεταγμένων στα αρχεία φωτομετρίας. Τέλος στην βασική if loop του προγράμματος υπάρχει η τιμή 0,18 που την ονομάζουμε matching radius. Αυτή η τιμή υπάρχει για τον εξής λόγο. Το STARFINDER (όπως και τα άλλα προγράμματα) εντοπίζουν αστέρες αναζητώντας τοπικά μέγιστα. Επειδή το PSF στην περίπτωση μας είναι πολύπλοκο (όπως εξηγήσαμε στα κεφάλαια 3 και 4) οι κώδικες αυτοί ενδέχεται να εντοπίσουν πολλές φορές τον ίδιο αστέρα, αναγνωρίζοντας πολλά δευτερεύοντα μέγιστα γύρω γύρω από το πρωτεύον μέγιστο, ως διαφορετικούς αστέρες. Το αποτέλεσμα αυτού του φαινομένου είναι να έχουμε πολλούς λάθος “εντοπισμούς” σε πολύ κοντινή απόσταση (όσον αφορά τα χ και ψ) με το πραγματικό ολικό μέγιστο (που είναι και ο πραγματικός αστέρας). Με την χρήση της matching radius πετυχαίνουμε να φιλτράρουμε αυτούς τους λάθος “εντοπισμούς” κρατώντας ως πραγματικό αστέρα από το αρχείο φωτομετρίας τον αστέρα εκείνο του οποίου οι συντεταγμένες βρίσκονται πιο κοντά στις συντεταγμένες που υπάρχουν στο αρχείο συντεταγμένων. Η matching radius πιθανώς να αλλάζει. Εμείς είχαμε την ευκαιρία να την δοκιμάσουμε μόνο στο σετ παρατηρήσεων του VLT. Μια καλή μέθοδος για να βρεθεί η κατάλληλη matching radius είναι να δοκιμάσουμε μια, σχετικά μικρή αρχικά, τιμή (π.χ. 1 pixel). Εάν με αυτή την τιμή παρατηρήσουμε ότι, έστω και, κάποιες καμπύλες φωτός μας έχουν περισσότερα σημεία από ότι θα έπρεπε με βάση τον αριθμό των παρατηρήσεων μας, τότε για κάποια ή κάποιες βραδιές το πρόγραμμα έχει εντοπίσει και εγγράψει περισσότερα του ενός σημεία (που είναι λάθος) στις καμπύλες φωτός και άρα θα πρέπει να μειώσουμε την matching radius έως ότου όλες οι καμπύλες φωτός να έχουνε το πολύ τόσα σημεία όσες είναι και οι νύχτες μας. Εάν, αντίθετα, καμία καμπύλη φωτός δεν έχει αριθμό σημείων ίσο με τον αριθμό των παρατηρήσεων μας τότε η matching radius πιθανότατα είναι μικρή και χρειάζεται να δοκιμάσουμε κάποια μεγαλύτερη τιμή. Ο κώδικας lcmaker.f φαίνεται παρακάτω:

```
program lcmaker
 implicit none
 real difx, dify
```

```
c     metablites tou arxeiou syntetagmenwn
      real  x(100000), y(100000)
c     metablites katametrisis sirwn arxeiwn fwtometrias
c      real  a(10000), b(10000)
c     metablites katametrisis sirwn arxeiou syntetagmenwn
      real  a1(100000), b1(100000)
c     metablites twn arxeiwn fwtometrias
      real  a2(100000), b2(100000) ,c2(100000), d2(100000)
      real  e2(100000), f2(100000), g2(100000), h2(100000)
c     i metavliti pou diavazei to H.J.D.
      real*8 x1(100000)
c     i einai o metritis tis ekswterikis loupas tou programmatos
      integer i
c     m einai o metritis tis katametrisis grammwn tou arxeiou twn syntetagmenwn
      integer m
c     z einai o metritis tis katametrisis grammwn twn arxeiwn tis fwtometrias
      integer z
c     l einai o arithmos twn grammwn twn arxeiwn tis fwtometrias
      integer l
c     N einai o arithmos twn grammwn tou arxeiou twn syntetagmenwn
      integer N
c     v einai o metabliti twn arxeiwn fwtometrias
      integer v
c     c einai o metritis twn arxeiwn fwtometrias
      integer c
c     j einai o metritis tis loupas pou diavazei ena ena ta stoixeia tou
c     kathe arxeiou fwtometrias.
      integer j
c     fn einai i metabliti pou dimiourgei to kathe lc? ksexwrista
      character *15 fn
c     kn einai i metavliti pou dexetai ta onomata twn arxeiwn fwtometrias gia
```

```
c     gia na ta anoiksei kai na kanei tin katametrisi kai name i metavliti
c     pou diavazei arxika to onoma apo to dates
      character *12 kn
      character *12 name(100000)
c     mexri edw dilwseis metavlitwn

c 5    format (a5,f9.2,a35,a18,f14.5,a12,a35,a18,i4.4)
c 6    format (f8.3,f8.3,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8)
 6    format (f8.2,f8.2,f14.7,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8,f14.8)
 1    format (f18.8,a8)
 2    format (f10.3,f10.3)
 9    format (f18.8,f14.8,f14.8,f14.8,f8.3,f8.3,f14.8,f14.8,f14.8)

c     mexri edw ta format twn arxeiwn pou xrisimopoiountai
c     anoigma tou arxeiou twn syntetagmenwn gia katametrisi
      open (unit=1,file='alsStarmatched',status='old',form='formatted')

c     katametrisi grammwn arxeiou pou exei tis syntetagmenes
      do m=1,100000
        read(1,*,end=100) a1(m), b1(m)
        N=m
 100  enddo
      write(*,*) 'Number of coordinates file lines: ',N

c     kleisimo arxeiou syntetagmenwn
      close(unit=1)

c     anoigma tou arxeiou me tis syntetagmenes
      open (unit=1,file='alsStarmatched',status='old',form='formatted')
      write(*,*) 'Give the number of photometric files:'
      read(*,*) v
```

```
c     arxi tis basikis loupas
      do  i=1,N
        read(1,2) x(i), y(i)
c         write(*,*) 'Reading line: ',i,' Coordinates: ',x(i),y(i)
c     to write ayto einai gia elegxo
c      write(*,2)  x(i), y(i)

c     dimiourgia twn light curves
        write(fn,7)i
        write(7,*)fn
 7       FORMAT('lc',i4.4)
        write(*,*) 'Creating light curve: ',fn
c     anoigma tou kathe light curve
        open (unit=2,file=fn,status='new',form='formatted')
c     kleisimo tou kathe light curve gia na dimiourgithei kai na to ksanakale
c     soume san old (mporei na min xriazetai....)
        close(unit=2)
c     anoigma ksana tou kathe light curve
        open (unit=2,file=fn,status='old',form='formatted')
c     anoigma tou arxeiou me ta onomata twn fwtom. arxeiwn kai twn heliocentric
c     julian dates
        open (unit=3,file='dates',status='old',form='formatted')
        do c=1,v
          read(3,1) x1(c), name(c)
          kn = name(c)
          write(*,*) 'reading photometry filename: ',kn
c     anoigma tou arxeiou fwtometrias gia sygkrisi me to arxeio twn
c     syntetagmenwn
          open (unit=4,file=kn,status='old',form='formatted')
          write(*,*) 'opening photometry file: ',kn
c     katametrisi twn grammwn tou arxeiou fwtometrias
```

```
          do z=1,100000
            read(4,*,end=200) a2(z), b2(z)
            l=z
 200        enddo
        write(*,*) 'Number of photometry file: ',kn,' lines:',l
          close(unit=4)
c     anoigma tou arxeioou photometrias
          open (unit=4,file=kn,status='old',form='formatted')
c     arxi tis loupas eggrafis grammwn sta light curves
          do j=1,l
            difx=0
            dify=0
c             write(*,*) j
            read(4,6) a2(j), b2(j), c2(j), h2(j), d2(j), e2(j), f2(j)
     >           , g2(j)
            difx=x(i)-a2(j)
            dify=y(i)-b2(j)
c             write(*,*) 'Reading from photometry file line: ',j,': '
c     >       ,kn,' values: ',a2(j),b2(j),c
          if (abs(difx).le.0.18.and.abs(dify).le.0.18) then
c               write(*,*) 'absolute value: ',
c     >          abs(x(i)-a2(j)), abs(y(i)-b2(j))
              write(2,9) x1(c), c2(j), h2(j), f2(j), a2(j), b2(j),
     >            d2(j), e2(j), g2(j)
            else
              goto 300
 300          endif
c     kleinei to j loop
          enddo
          close(unit=4)
c     kleinei to c loop
```

```
        enddo

c     kleisimo twn arxeiwn tis loupas
        close(unit=3)
        close(unit=2)
c     kleinei to i loop
      enddo

c     kleisimo twn arxeio ektos loupas
      close (unit=1)
      stop

      end

c     telos tou programmatos
```

