ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ
ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ

Μαρία Πετροπούλου

Α.Μ. 201637

ΜΕΛΕΤΗ ΑΣΤΡΙΚΩΝ ΠΛΗΘΥΣΜΩΝ ΣΤΑ ΑΣΤΡΙΚΑ ΣΜΗΝΗ NGC 6705, NGC 6809 και NGC 6838

Διπλωματική Εργασία για το Μεταπτυχιακό Δίπλωμα Ειδίκευσης

Επιβλέπων: Κοσμάς Γαζέας, Λέκτορας Παρατηρησιακής Αστροφυσικής

Αθήνα 2018

ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ ΑΘΗΝΩΝ
ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ
ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ

Μαρία Πετροπούλου

Α.Μ. 201637

ΜΕΛΕΤΗ ΑΣΤΡΙΚΩΝ ΠΛΗΘΥΣΜΩΝ ΣΤΑ ΑΣΤΡΙΚΑ ΣΜΗΝΗ NGC 6705, NGC 6809 και NGC 6838

Διπλωματική Εργασία για το Μεταπτυχιακό Δίπλωμα Ειδίκευσης

Τριμελής εξεταστική επιτροπή

Κοσμάς Γαζέας, Λέκτορας (Κύριος επιβλέπων)

Δέσποινα Χατζηδημητρίου, Αναπληρώτρια Καθηγήτρια

Στυλιανός Καζαντζίδης, Επίκουρος Καθηγητής

Αθήνα 2018

ΕΥΧΑΡΙΣΤΙΕΣ

"Equipped with his five senses, man explores the Universe

around him and calls this adventure Science".

Edwin Hubble

Η παρούσα διπλωματική εργασία αποτελεί ακόμη ένα σκαλοπάτι της συνεχούς προσπάθειάς μου να μελετήσω και να κατανοήσω τους φυσικούς νόμους και τα αστέρια, τα οποία κοιτάζω με λαχτάρα και περιέργεια από τότε που μπορώ να θυμηθώ τον εαυτό μου.

Θα ήθελα να ευχαριστήσω θερμά τον κύριο επιβλέποντα της διπλωματικής αυτής εργασίας, Δρ. Κοσμά Γαζέα, Λέκτορα Παρατηρησιακής Αστροφυσικής, για τον καθοριστικό ρόλο που έπαιξε στην διεξαγωγή της και για όλα όσα μου έμαθε κατά τη διάρκεια των σπουδών μου. Οι γνώσεις του και το μεράκι για την Αστροφυσική σε συνδυασμό με το ήθος, την υπομονή και την μεταδοτικότητά του αποτελούν για μένα σημαντικό εφόδιο, έμπνευση και κίνητρο ώστε να εργάζομαι, να μελετώ, να μην τα παρατάω ποτέ και να προσπαθώ συνεχώς να πετύχω τους στόχους μου. Επίσης, θα ήθελα να ευχαριστήσω πολύ την Δρ. Δέσποινα Χατζηδημητρίου, Αναπληρώτρια Καθηγήτρια και τον Δρ. Στέλιο Καζαντζίδη, Επίκουρο Καθηγητή, για την συνεπίβλεψή τους στην παρούσα διπλωματική εργασία.

Ιδιαίτερη ευγνωμοσύνη οφείλω στην οικογένειά μου και συγκεκριμένα στους αγαπημένους μου γονείς, Πέτρο και Βαρβάρα, καθώς και στα αδέρφια μου Κωνσταντίνα, Χρήστο, Γιώργο, Κοσμά και Ραφαήλ που δεν έπαψαν λεπτό να πιστεύουν σε μένα και να αποτελούν ένα μόνιμο και σταθερό στήριγμα σε κάθε μου βήμα. Προέκταση της οικογένειάς μου αποτελούν και οι καλοί μου φίλοι καθώς και οι συμφοιτητές μου που με υποστηρίζουν στην εκπλήρωση των ονείρων μου, ο καθένας με τον δικό του τρόπο.

Θέλω επίσης να ευχαριστήσω όλους τους δασκάλους και καθηγητές μου για όλα όσα με έμαθαν και μου δίδαξαν τόσα χρόνια και που, σε συνδυασμό με τις αρχές που πήρα από την οικογένειά μου, με διαμόρφωσαν στον άνθρωπο που είμαι σήμερα. Τέλος, ευχαριστώ την κ. Σοφία Ζαρμπούτη διότι μέσα από το χαμόγελο, τον ευχάριστο χαρακτήρα και την προθυμία της να προσφέρει βοήθεια σε όλους, έγινε τελικά μια καλή φίλη, που μου συμπαραστάθηκε με τον τρόπο της στην μέχρι τώρα πορεία μου.

ΠΡΟΛΟΓΟΣ

Τα αστρικά σμήνη είναι συστήματα αστέρων διαφορετικών μαζών, τα οποία καταλαμβάνουν σχετικά μικρό χώρο στο διάστημα, αλληλεπιδρούν μεταξύ τους βαρυτικά και διατηρούν τη δυναμική συνοχή τους για μεγάλα χρονικά διαστήματα, για την κατανομή ταχυτήτων που έχουν τα μέλη τους. Σε μια πρώτη προσέγγιση, θεωρούμε πως όλοι οι αστέρες ενός σμήνους δημιουργήθηκαν σχεδόν ταυτόχρονα από το ίδιο μεσοαστρικό νέφος. Αυτό συνεπάγεται πως θα πρέπει να έχουν κοινή ηλικία, χημική σύσταση, απόσταση από τη Γη και μεσοαστρική απορρόφηση. Όμως με βάση τις εξελίξεις των τελευταίων δεκαετιών στο πεδίο της έρευνας των αστρικών σμηνών, κάτι τέτοιο αποτελεί υπεραπλούστευση της πραγματικότητας. Οι πιο πρόσφατες παρατηρήσεις συνδυαζόμενες με αντίστοιχα θεωρητικά μοντέλα και προσομοιώσεις έχουν αποδείξει πως τα πράγματα είναι αρκετά πιο πολύπλοκα, καθώς είναι δυνατή η ύπαρξη πολλαπλών αστρικών πληθυσμών μέσα στο ίδιο σμήνος (Dotter et al. 2015; Piotto et al. 2015; Gratton et al. 2012; Bekki et al.2011; Sbordone et al. 2011; Vesperini et al. 2011; Piotto et al. 2009 & 2008; D'Antonna et al. 2007) με διαφορές μεταξύ τους στην ηλικία, τη χημική σύσταση, τη δυναμική κατάσταση και την κατανομή μέσα στο σμήνος. Ειδικότερα για τα σφαιρωτά σμήνη, οι αστρονόμοι πίστευαν για πολλά χρόνια πως είναι τα πιο ομοιογενή αστρικά συστήματα, με αστέρες Πληθυσμού ΙΙ οι οποίοι είναι αποτέλεσμα μιας και μόνο εποχής αστρογένεσης. Σύγχρονες φωτομετρικές και φασματοσκοπικές μελέτες ήρθαν να καταρρίψουν τελείως αυτό το σενάριο (Bedin et al.2004; Gratton et al. 2004; Piotto et al. 2007; Carretta et al. 2008, 2009a,b; D'Antona & Caloi 2008; Milone et al. 2008; Piotto 2008; Piotto et al. 2015) αποδεικνύοντας πως σχεδόν σε όλα τα σφαιρωτά σμήνη υπάρχουν πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί. Οι πληθυσμοί πρώτης γενιάς αποτελούνται από πρωτογαλαξιακό μεσοαστρικό μέσο αποτελούμενο κυρίως από ήλιο και υδρογόνο. Οι δεύτερες γενιές αστέρων όμως έχουν διαφορετική χημική σύσταση και αποτελούνται από υλικό το οποίο είναι πρωταρχικό υλικό του σμήνους εμπλουτισμένο και αναμεμειγμένο με στοιχεία που έχουν παραχθεί κατά την αστρική εξέλιξη των πιο μαζικών αστέρων της πρώτης γενιάς. Τα αστρικά σμήνη είναι για τους Αστροφυσικούς πολύτιμα εργαστήρια στη συμπλήρωση/έλεγχο των γνώσεών μας σχετικά με την αστρική εξέλιξη, την δυναμική συμπεριφορά συστημάτων Ν-σωμάτων καθώς και την χημική και δυναμική εξέλιξη των γαλαξιών που τα φιλοξενούν.

Το αντικείμενο της παρούσας διπλωματικής εργασίας είναι η παρατηρησιακή φωτομετρική μελέτη τριών αστρικών σμηνών του Γαλαξία μας, του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11) και των σφαιρωτών σμηνών NGC 6809 (M55) και NGC 6838 (M71). Οι παρατηρήσεις πραγματοποιήθηκαν με το κατοπτρικό τηλεσκόπιο του Γεροσταθοπούλειου Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου Αθηνών, στα οπτικά φίλτρα BVRI. Σημαντικό προϊόν και συνεισφορά της εργασίας είναι ένας πλήρης βαθμονομημένος αστρομετρικός και φωτομετρικός κατάλογος για τα χιλιάδες αστέρια των σμηνών, ο οποίος συμπληρώνει κενά της βιβλιογραφίας που εντοπίσαμε (κυρίως για τα φίλτρα R και I). Ο κατάλογος χρησιμοποιείται για την κατασκευή 24 διαγραμμάτων χρώματος-μεγέθους (CMD) σε κάθε σμήνος, με τη βοήθεια των οποίων γίνεται η εκτίμηση της σχετικής ηλικίας. Για τον προσδιορισμό της ηλικίας χρησιμοποιούμε τις θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες του εξελικτικού κώδικα PARSEC (Bressan et al. 2012, 2013). Ακόμη, κατασκευάζουμε για κάθε σμήνος, 15 διαγράμματα χρώματος-χρώματος (CCD) ώστε να εκτιμήσουμε την ερύθρωση που υφίστανται οι 6 διαφορετικοί δείκτες χρώματος, συνεισφέροντας στην βιβλιογραφία με ερυθρώσεις σε νέα χρώματα πέραν του κλασικού E(B-

V). Ο μεγάλος αριθμός διαγραμμάτων μας δίνει την δυνατότητα να κάνουμε πολλαπλό έλεγχο των εξαγόμενων τιμών (ηλικίας και ερύθρωσης) με αποτέλεσμα της σημαντική μείωση της αβεβαιότητας. Χρησιμοποιώντας την εμπειρική σχέση των Bilir et al. 2013, που συνδέει το απόλυτο μέγεθος του πληθυσμού Red Clump (RC) με τον μέσο δείκτη χρώματος (B-V)o στον οποίο εντοπίζεται και τη μεταλλικότητα του σμήνους, προσδιορίζουμε το απόλυτο μέγεθος του RC και τελικά το μέτρο απόστασης για του NGC 6705. Για τα σφαιρωτά σμήνη NGC 6809 και NGC 6838, ο υπολογισμός του μέτρου απόστασης γίνεται εφαρμόζοντας μια αντίστοιχη εμπειρική σχέση των Demarque et al. 2000, για τον πληθυσμό του Οριζοντίου Κλάδου (HB), έχοντας σαν δεδομένη μόνο τη μεταλλικότητα του σμήνους. Όλες οι παραπάνω εκτιμήσεις που κάνουμε για την ηλικία, την ερύθρωση και το μέτρο απόστασης, συγκρίνονται με τις αντίστοιχες τιμές από πρόσφατες έρευνες και συμπληρώνουν, σε ορισμένες περιπτώσεις, τα υπάρχοντα κενά/διαφωνίες της βιβλιογραφίας.

Στη συνέχεια, κατασκευάζουμε τα ακτινικά προφίλ αστρικής επιφανειακής πυκνότητας για τα τρία σμήνη και προσαρμόζουμε σε αυτά κατάλληλα μοντέλα King. Έτσι, υπολογίζουμε κάποιες από τις δομικές παραμέτρους των σμηνών (όπως η αστρική πυκνότητα του background, η κεντρική πυκνότητα, η παράμετρος συγκέντρωσης και η ακτίνα του πυρήνα), στο βαθμό που μας το επιτρέπουν τα παρατηρησιακά μας δεδομένα. Τέλος, απομονώνουμε κάποιους από τους χαρακτηριστικούς αστρικούς πληθυσμούς που είναι ορατοί στα CMD και κάνουμε έναν έλεγχο της ακτινικής επιφανειακής καθώς και της χωρικής (2D) κατανομής τους μέσα στο σμήνος, αναζητώντας κάποια ενδεχόμενη βαθμίδα στην κατανομή των πληθυσμών, που θα μπορούσε να αποδοθεί σε μηχανισμούς όπως ο διαχωρισμός μάζας.

ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

Σελίδα

Ευχαριστίες 1
Πρόλογος 3
Περιεχόμενα 5

Κεφάλαιο 1 – Εισαγωγή και θεωρητικά στοιχεία

1.1. Αστρικά Σμήνη 7
1.1.1. Φυσικά χαρακτηριστικά 7
1.1.2. Κατηγορίες αστρικών σμηνών 7
1.1.3. Δυναμική αστρικών σμηνών 14
1.1.3.1. Γέννηση των αστρικών σμηνών 15
1.1.3.2. Δυναμικό μοντέλο αστρικού συστήματος 17
1.1.3.3. Δυναμική εξέλιξη αστρικών συστημάτων 17
1.1.3.4. Θεώρημα virial 20
1.1.3.5. Αποτελέσματα των αστρικών αλληλεπιδράσεων στα σμήνη 21
1.1.3.6. Ο θάνατος των αστρικών σμηνών 27
1.1.3.7. Συνάρτηση μάζας 27
1.1.4. Αστρική εξέλιξη και θεωρητικές ισόχρονες 29
1.1.5. Πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί σε σμήνη 31
1.1.6. Αστροφυσική σημασία μελέτης των αστρικών σμηνών 35

Κεφάλαιο 2 – Παρατηρησιακή αστροφυσική σε αστρικά σμήνη

2.1. Φασματοσκοπία 37
2.2. Απεικόνιση και Αστρομετρία 39
2.3. Πολωσιμετρία 42
2.4. Φωτομετρία 43
2.4.1. Είδη αστρονομικής φωτομετρίας 44
2.4.2. Διάγραμμα χρώματος-μεγέθους (CMD 47
2.4.3. Διάγραμμα χρώματος-χρώματος (Color-Color Diagram) 51
2.4.4. Εκτίμηση μέτρου απόστασης και ηλικίας από παρατηρησιακά δεδομένα 53

Κεφάλαιο 3 – Αστρονομική παρατήρηση και συλλογή δεδομένων

3.1. Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο 61
3.2. Όργανα συλλογής των αστρονομικών δεδομένων 63
3.2.1. Τηλεσκόπιο 63
3.2.2. CCD camera 66
3.3. Κλίμακα ειδώλου και FoV 69
3.4. Παρουσίαση των παρατηρηθέντων στόχων 71

3.4.1. Το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11) 71
3.4.2. Το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55) 73
3.4.3. ο σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71) 75
3.5. Λήψη παρατηρησιακών δεδομένων 77

Κεφάλαιο 4 - Επεξεργασία παρατηρησιακών δεδομένων

4.1. Διόρθωση των εικόνων (calibration of images) 80
4.2. Ευθυγράμμιση και άθροιση των εικόνων 81
4.3. PSF Φωτομετρία με το λογισμικό IRAF/DAOPHOT 84
4.4. Επεξεργασία των φωτομετρικών και αστρομετρικών καταλόγων 93
4.4.1. Συγχώνευση καταλόγων 93
4.4.2. Αναγωγή συντεταγμένων στο παγκόσμιο σύστημα (WCS) 94
4.4.3. Αναγωγή των μεγεθών στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα (Johnson) 108
4.5. Ο τελικός αστρομετρικός και φωτομετρικός κατάλογος 114

Κεφάλαιο 5 - Ανάλυση παρατηρησιακών δεδομένων

5.1. CCD και εκτίμηση ερύθρωσης 118
5.2. CMD και υπολογισμός του μέτρου απόστασης 120
5.3. Εκτίμηση σχετικής ηλικίας των σμηνών 124
5.4. Ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας 134
5.5. Χωρική 2D κατανομή επιμέρους αστρικών πληθυσμών 140

Κεφάλαιο 6 – Συμπεράσματα, συνεισφορά της εργασίας και μελλοντικά σχέδια

6.1. Συμπεράσματα και συνεισφορά της εργασίας 154
6.2. Μελλοντικά σχέδια 159

Βιβλιογραφία 161

Κεφάλαιο 1

Εισαγωγή και θεωρητικά στοιχεία

1.1. Αστρικά σμήνη

1.1.1. Φυσικά χαρακτηριστικά

Ως αστρικό σμήνος ορίζουμε μια ομάδα δεκάδων έως εκατοντάδων χιλιάδων αστέρων, που αλληλεπιδρούν μεταξύ τους βαρυτικά ευρισκόμενα σε τροχιά γύρω από ένα κοινό κέντρο μάζας. Για να πούμε ότι η ομάδα αυτή αποτελεί αστρικό σμήνος, θα πρέπει η αστρική πυκνότητα της περιοχής που το οριοθετεί να ξεπερνά την αστρική συγκέντρωση του μεσοαστρικού χώρου.

Όλα τα αστρικά σμήνη χαρακτηρίζονται από κάποιες κοινές ιδιότητες, οι οποίες συνοπτικά είναι οι εξής:

i. Κάθε αστρικό σμήνος χαρακτηρίζεται από μία συνάρτηση μάζας, καθώς αποτελείται από αστέρες διαφορετικών μαζών.

ii. Θεωρούμε πώς όλοι οι αστέρες ενός σμήνους βρίσκονται στην ίδια απόσταση από τη Γη, καθώς οι φυσικές διαστάσεις των σμηνών είναι πολύ μικρές συγκρινόμενες με την απόστασή τους από τον παρατηρητή.

iii. Τα αστρικά σμήνη διατηρούν τη δυναμική συνοχή τους για μεγάλα χρονικά διαστήματα, για τη δεδομένη κατανομή ταχυτήτων που έχουν οι αστέρες-μέλη.

iv. Θεωρούμε, σε πρώτη προσέγγιση, ότι όλοι οι αστέρες ενός σμήνους δημιουργήθηκαν σχεδόν ταυτόχρονα από το ίδιο μεσοαστρικό νέφος. Αυτό σημαίνει πως θα έχουν κοινή ηλικία, χημική σύσταση, απόσταση και μεσοαστρική απορρόφηση. Βέβαια κάτι τέτοιο αποτελεί υπεραπλούστευση της πραγματικότητας καθώς οι παρατηρήσεις, τα θεωρητικά μοντέλα και προσομοιώσεις των τελευταίων ετών έχουν αποδείξει σε πολλές περιπτώσεις ότι είναι δυνατή η ύπαρξη πολλαπλών αστρικών πληθυσμών μέσα στο ίδιο σμήνος (βλ. για παράδειγμα: Dotter (2015); Piotto (2015); Gratton (2012); Bekki (2011); Sbordone (2011); Vesperini (2011); Piotto (2009 & 2008); D'Antonna (2007)) με διαφορές μεταξύ τους στην ηλικία, τη χημική σύσταση, την κατανομή μέσα στο σμήνος κα.

1.1.2. Κατηγορίες αστρικών σμηνών

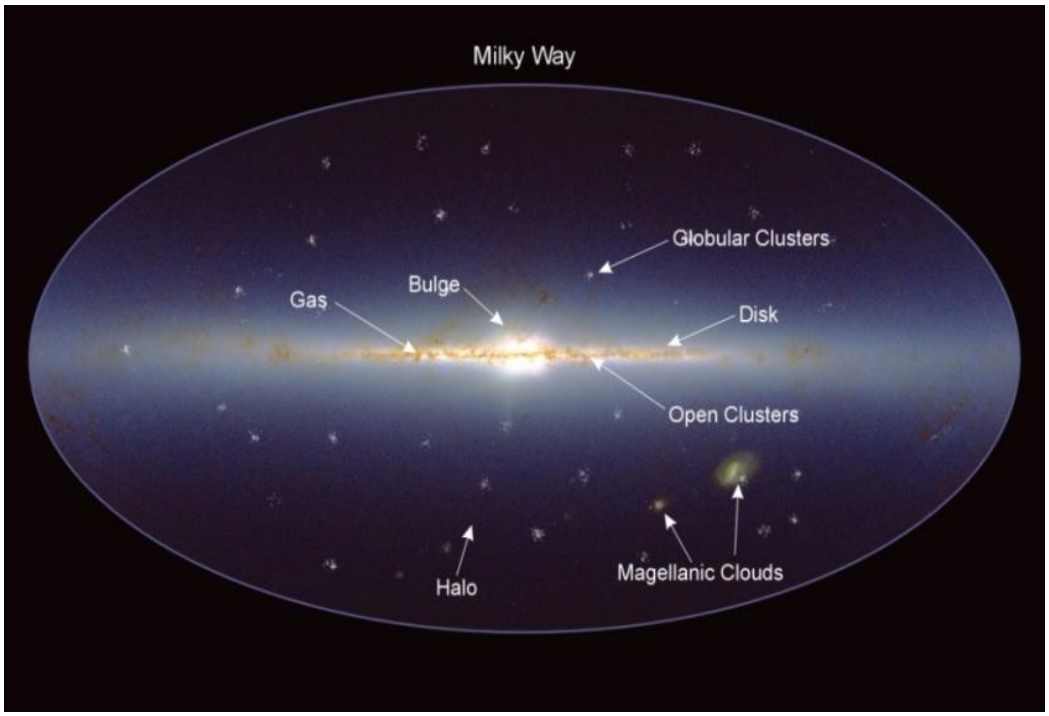
Τα αστρικά σμήνη διακρίνονται σε διάφορες κατηγορίες ανάλογα με τη μορφολογία και τα ιδιαίτερα χαρακτηριστικά τους. Οι κυριότερες από αυτές είναι τα: ανοικτά, σφαιρωτά, εμβαπτισμένα, υπερσμήνη, οι αστρικές συγκεντρώσεις, τα stellar streamers και οι κινούμενες ομάδες. Η διάκριση σε ανοικτά και σφαιρωτά είναι ευρέως χρησιμοποιούμενη στην αστροφυσική.

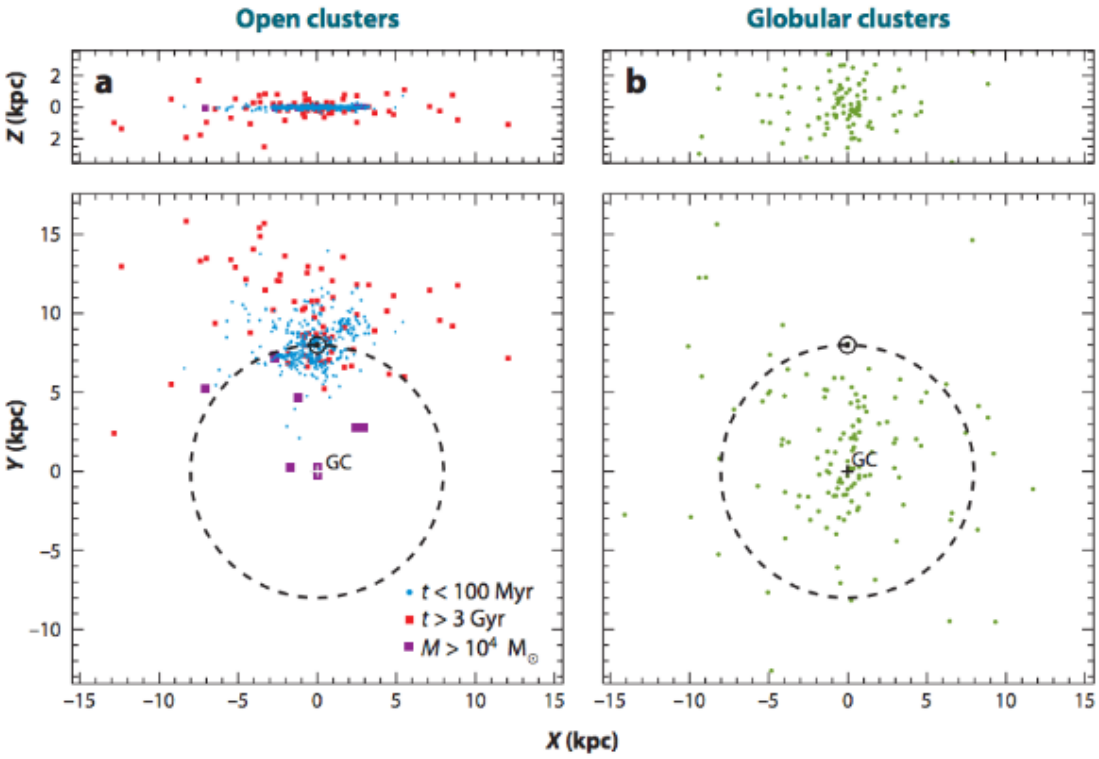
- **Ανοικτά σμήνη (Open clusters)**

Τα **ανοικτά** σμήνη είναι ομάδες αστέρων, οι οποίες μετράνε από συνήθως από μερικές δεκάδες έως $\sim$ 1000 μέλη. Το σχήμα τους δεν χαρακτηρίζεται από σαφή γεωμετρία (Εικόνα 1.1), ενώ έχουν διαμέτρους μέχρι και 10 έτη φωτός. Μερικές φορές είναι δύσκολο να διακρίνουμε τα αστέρια ενός ανοικτού σμήνους από τους αστέρες πεδίου που προβάλλονται στην ίδια περιοχή του ουρανού. Η διαλεύκανση του "membering", όπως λέγεται, γίνεται με πρόσθετες αστρομετρικές και φασματοσκοπικές παρατηρήσεις. Οι ιδίες κινήσεις των μελών του σμήνους είναι συντονισμένες σε τροχιές γύρω από το κέντρο μάζας του σμήνους ενώ η χημική τους σύσταση θα πρέπει να είναι κοινή καθώς δημιουργήθηκαν από το ίδιο μεσοαστρικό νέφος. Ανοικτά σμήνη εντοπίζονται συνήθως σε σπειροειδείς και ανώμαλους γαλαξίες πλούσιους και σπανιότερα σε ελλειπτικούς. Στον Γαλαξία μας έχουν καταγραφεί περισσότερα από 1200 ανοικτά σμήνη (WEBDA Database), τα οποία είναι νεαρά, αποτελούνται από αστέρες Πληθυσμού Ι και εντοπίζονται κυρίως στο γαλαξιακό επίπεδο (Εικόνα 1.2), γι' αυτό και πήραν την ονομασία γαλαξιακά (galactic clusters).

Εικόνα 1.1. Το ανοικτό σμήνος M25 στον αστερισμό του Τοξότη (Image credit: Jean-Charles Cuilladre & Giovanni Anselmi-APOD).

Τα πιο νεαρά από τα ανοικτά σμήνη, εντοπίζονται πάνω στις σπείρες του Γαλαξία (γι' αυτό και αποτελούν καλούς δείκτες της θέσης των σπειρών), ενώ τα υπόλοιπα έχουν μια τυχαία κατανομή στο γαλαξιακό επίπεδο. Η θέση των ανοικτών σμηνών εντός των περιοχών αστρογένεσης του Γαλαξία εξηγεί την ηλικία και την μεταλλικότητά τους. Λόγω της μικρής εξελικτικής τους ηλικίας ($6x10^6<t<10^9y$), είναι ιδανικά για τη μελέτη των πρώτων φάσεων της αστρικής εξέλιξης και μάλιστα αστέρων μεσαίων και μεγάλων μαζών. Ακόμη είναι ιδανικά εργαστήρια δυναμικής μελέτης N-σωμάτων καθώς, αν και νεαρά, έχουν ιδιαίτερα γρήγορους ρυθμούς δυναμικής εξέλιξης. Ένας πολύ σημαντικός αστρικός πληθυσμός των ανοικτών σμηνών είναι οι Κηφείδες, που είναι παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες, με γνωστή σχέση περιόδου ανάπαλσης-λαμπρότητας. Έτσι, με βάση τη μελέτη των Κηφείδων σε ανοικτά σμήνη έχουμε καταφέρει να προσδιορίσουμε της αποστάσεις τους. Με αυτή τη μέθοδο προσδιορίστηκε για πρώτη φορά και η θέση του Ηλιακού μας Συστήματος μέσα στον Γαλαξία.





Εικόνα 1.2. Σχηματική αναπαράσταση της κατανομής των αστρικών σμηνών του Γαλαξία (Πηγή: Portegies Zwart et al., 2010)

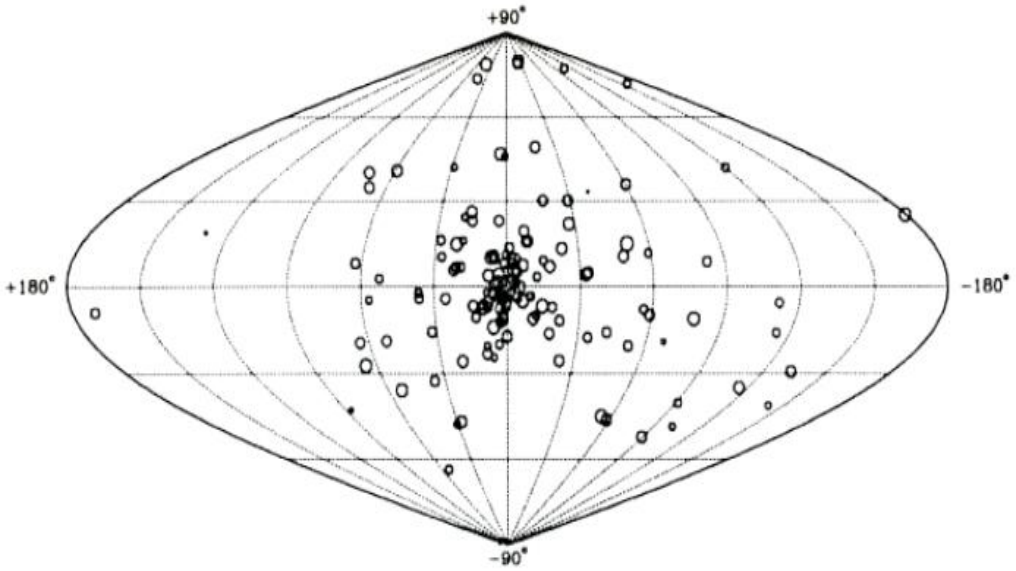
- **Σφαιρωτά Σμήνη (Globular clusters)**

Τα **σφαιρωτά** σμήνη είναι αστρικά συστήματα που αποτελούνται από χιλιάδες αστέρια και παρουσιάζουν σχεδόν σφαιρική συμμετρία (Εικόνες 1.2 και 1.3). Η αστρική πυκνότητα ελαττώνεται ακτινικά από τον πυρήνα προς τα έξω. Πολλές φορές ο ιδιαίτερα συμπαγής και λαμπρός τους πυρήνας τα κάνει ορατά ακόμη και αν αυτά βρίσκονται σε γαλαξίες πέρα από τον δικό μας. Πρόκειται για πολύ σταθερές δομές που διατηρούνται χάρη στις δυνάμεις συνοχής από το ισχυρότατο βαρυτικό πηγάδι δυναμικού που δημιουργούν. Σε μια πρόσφατη εργασία των Navin et al. (2016), εντοπίστηκε μια εκτεταμένη αστρική άλως στα σφαιρωτά σμήνη M3 και M13, που εκτείνεται και πέρα από τα όρια της παλιρροιακής ακτίνας τους. Από αυτά τα παρατηρησιακά δεδομένα, υπολογίστηκε πως ο ρυθμός με τον οποίο διαλύονται τα σφαιρωτά σμήνη ενδέχεται να είναι σημαντικά μεγαλύτερος από τον ρυθμό που προβλέπουν οι υπάρχουσες θεωρίες. Τα σφαιρωτά σμήνη τα συναντούμε σχεδόν σε όλες τις κατηγορίες γαλαξιών (σπειροειδείς, ελλειπτικούς και άμορφους). Η κατανομή και οι ιδιότητές τους (δομή, τροχιές, δυναμική εξέλιξη, χημική σύσταση και αστρικοί πληθυσμοί) μας παρέχουν πολύτιμες πληροφορίες για την αρχική συνάρτηση μαζών (Initial Mass Function), τη γαλαξιακή δημιουργία και χημική σύνθεση, καθώς και το ρόλο τη σκοτεινής ύλης στη δημιουργία των γαλαξιών.

Εικόνα 1.3. Το σφαιρωτό σμήνος 47 Tucanae, στον αστερισμό Tucana του νοτίου ημισφαιρίου (APOD/NASA).

Στον Γαλαξία μας είναι γνωστά περισσότερα από 160 σφαιρωτά σμήνη. Κατανέμονται σε μια σφαίρα διαμέτρου ∼50kpc (Εικόνες 1.2 και 1.4), γύρω από το γαλαξιακό κέντρο και περιστρέφονται με ταχύτητες της τάξης των 80 km/s γύρω από αυτό. Σχεδόν όλα τα μεμονωμένα αστέρια στην άλω του Γαλαξία είναι πρώην μέλη σφαιρωτών σμηνών, τα οποία διέφυγαν από αυτά (evaporation) γι' αυτό και παρουσιάζουν παρόμοιες μεταλλικότητες. Αξιοσημείωτο, ακόμη, είναι το γεγονός ότι περίπου το 1/4 των σφαιρωτών σμηνών, δε δημιουργήθηκαν στον γαλαξία που τα φιλοξενεί αλλά είναι προϊόντα ανταλλαγής και αλληλεπίδρασης με άλλους γαλαξίες στο παρελθόν. Αυτό εξηγεί και την αρκετά διαφορετική χημική σύνθεση που παρατηρείται σε κάποια από αυτά.

Τα σφαιρωτά σμήνη, όσο αφορά το δικό μας Γαλαξία, είναι «απολιθώματα» από την εποχή της δημιουργίας του. Έχουν μεγάλες εξελικτικές ηλικίες γι' αυτό και είναι μεγάλη η κοσμολογική σημασία τους, καθώς θέτουν ένα κάτω όριο στην ηλικία του Σύμπαντος (Vandenberg, 1988; Vandenberg et al. 1990). Λόγω της μεγάλης εξελικτικής ηλικίας τους αποτελούνται κατά κύριο λόγο από αστέρες Πληθυσμού ΙΙ (Paltrinieri et al. 2008), δηλαδή αστέρες πλούσιους σε Η και Ηe, αλλά φτωχούς σε βαρύτερα στοιχεία). Είναι ιδανικά εργαστήρια για τη μελέτη αστέρων μεσαίων και μικρών μαζών, καθώς όλοι οι πιο μαζικοί αστέρες έχουν εξελιχθεί/τερματίσει την αστρική ζωή τους, προ πολλού. Παράγοντες όπως η δυναμική πίεση των αστρικών ανέμων, η πίεση ακτινοβολίας, οι ιονίζουσες ακτινοβολίες, οι εκρήξεις υπερκαινοφανών και η έντονη αστρογένεση, κατά τα πρώτα στάδια της ζωής των σμηνών, έχουν «καθαρίσει» το τοπίο από μεσοαστρική σκόνη και αέρια.



Εικόνα 1.4. Κατανομή των σφαιρωτών σμηνών σε γαλαξιακές συντεταγμένες.

Κάποιοι από τους αστρικούς πληθυσμούς που φιλοξενούν τα σφαιρωτά σμήνη παρουσιάζουν ιδιαίτερο ενδιαφέρον. Για παράδειγμα, οι ιδιόμορφοι blue stragglers αποτελούν ένα από εντατικά πεδία μελέτης καθώς η ύπαρξή τους δεν συμβαδίζει με το κλασικό μοντέλο αστρικής εξέλιξης, αλλά υπάρχουν διάφορα σενάρια που προσπαθούν να εξηγήσουν την ύπαρξή τους, όπως θα δούμε σε επόμενο υποκεφάλαιο. Ακόμη, οι μεταβλητοί αστέρες RR-Lyrae των σφαιρωτών σμηνών είναι στην ουσία αρχαίοι Κηφείδες μικρής μάζας, καθώς οι πιο μαζικοί από αυτούς έχουν, στο μεταξύ, εξελιχθεί. Όπως και οι Κηφείδες στα ανοικτά σμήνη, έτσι και οι RR-Lyrae χρησιμοποιούνται για τη μέτρηση κοσμικών αποστάσεων κι αυτό σε συνδυασμό με τη φυσική που κρύβεται πίσω από τις αναπάλσεις τους, τους καθιστά ιδιαίτερα ενδιαφέροντες στόχους, όπως θα περιγράψουμε στο Κεφάλαιο 2. Πέρα από αυτά, σύγχρονες μελέτες (πχ Piotto et al. 2015) επιβεβαιώνουν ότι σε όλα σχεδόν τα σφαιρωτά σμήνη υπάρχουν πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί, σε αντίθεση με τις παλαιότερες αντιλήψεις που ήθελαν ο πληθυσμός ενός σμήνους να είναι αποτέλεσμα μιας και μόνο αστρογένεσης. Τέλος, το μεγάλο πλήθος αστέρων των σφαιρωτών σμηνών, τα καθιστά ιδανικά αντικείμενα μελέτης της δυναμικής αλλά και αστρικής εξέλιξης. Ένας συνδυασμός παρατηρήσεων, θεωρητικών μοντέλων και

προσομοιώσεων N-σωμάτων αλληλοσυμπληρώνουν τις γνώσεις μας και μας βοηθούν να κατανοήσουμε ολοένα και περισσότερο περίπλοκα ζητήματα της σύγχρονης αστροφυσικής, όπως είναι η αστρική εξέλιξη και η γαλαξιακή δημιουργία.

- **Εμβαπτισμένα αστρικά σμήνη (Embedded star clusters)**

Τα **εμβαπτισμένα** αστρικά σμήνη αποτελούνται από πολύ νεαρά αστέρια τα οποία βρίσκονται ακόμη μέσα στο «κουκούλι» της δημιουργίας τους, δηλαδή μέσα σε τεράστια μοριακά νέφη σκόνης και αερίων, στις οποίες συνήθως συντελείται ακόμη αστρική δημιουργία (Εικόνα 1.5), γι' αυτό και στον Γαλαξία μας τα συναντούμε κυρίως στην περιοχή του δίσκου και κοντά στο γαλαξιακό κέντρο. Το στάδιο του εμβαπτισμένου σμήνους μπορεί να κρατήσει κάποια εκατομμύρια χρόνια, μέσα στα οποία το μεγαλύτερο ποσοστό αερίου και σκόνης διαχέεται και διαλύεται λόγω της πίεσης ακτινοβολίας, των αστρικών ανέμων και των εκρήξεων υπερκαινοφανών. Σε ένα τυπικό εμβαπτισμένο σμήνος ~30% της μάζας τους αρχικού νέφους μετατρέπεται σε αστέρια. Η απώλεια μάζας, τα έντονα φαινόμενα αστογένεσης, τα κύματα πυκνότητας του γαλαξιακού δίσκου και των σπειρών και οι παλιρροϊκές δυνάμεις του γαλαξία, έχουν σαν αποτέλεσμα την έντονη αστάθεια στην ενέργεια και στη συνοχή του σμήνους. Έτσι, τα περισσότερα εμβαπτισμένα σμήνη διαλύονται σχεδόν αμέσως μετά το τέλος της αστρικής δημιουργίας. Τα περισσότερα από τα αστέρια που συναντούμε μεμονωμένα στην περιοχή του γαλαξιακού δίσκου, συμπεριλαμβανομένου και του Ήλιου, γεννήθηκαν μέσα σε εμβαπτισμένα σμήνη τα οποία τελικά διαλύθηκαν. Τα σμήνη που επιβιώνουν από αυτή τη διαδικασία αποτελούν στην πορεία τα γνωστά μας ανοικτά σμήνη.

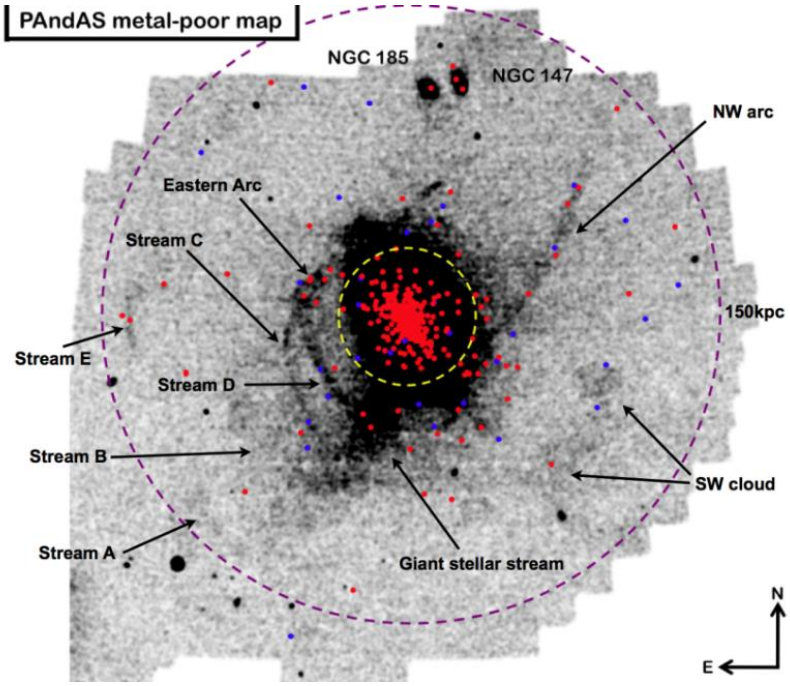
Εικόνα 1.5. Το NGC 6334 είναι μια περιοχή έντονης αστρικής δημιουργίας η οποία περιέχει αρκετά εμβαπτισμένα σμήνη. Λόγω της έντονης παρουσίας σκόνης και αερίων, η λήψη της φωτογραφίας πραγματοποιήθηκε στις φωτομετρικές μπάντες J,H και K_s, του υπερύθρου (Image credit: ESO/J. Emerson/VISTA).

Λόγω της ιδιαίτερα αυξημένης πυκνότητας του υλικού που περιβάλλει τα αστέρια, η αδιαφάνεια παίρνει μεγάλες τιμές και έτσι συχνά είναι αδύνατη η παρατήρηση στα οπτικά μήκη κύματος. Γι' αυτό οι περιοχές αυτές αποκαλύπτονται συνήθως με παρατηρήσεις στο κοντινό υπέρυθρο και στις ακτίνες-Χ, καθώς η σκόνη, σε αυτά τα μήκη κύματος, είναι διαπερατή από την αστρική ακτινοβολία.

Η κατανομή των μαζών για τα αστέρια που δημιουργούνται ακολουθούν την αρχική συνάρτηση μάζας (Initial Mass Function), σύμφωνα με την οποία τα μαζικά αστέρια είναι σε αριθμό πολύ λιγότερα από τα αστέρια χαμηλότερων μαζών. Ωστόσο, τα ολιγάριθμα μαζικά αστέρια φασματικού τύπου Ο και Β, λόγω της υψηλής θερμοκρασίας τους είναι ικανά να ιονίσουν το αέριο που τα περιβάλλει δημιουργώντας εκτεταμένες περιοχές Η ΙΙ, από τις οποίες στη συνέχεια δημιουργούνται άλλοι μαζικοί πρωταστέρες.

- **Αστρικές συγκεντρώσεις, Κινούμενες ομάδες (Stellar associations, Moving groups), Stellar streamers και Υπερσμήνη αστέρων (Superclusters)**

Οι **αστρικές συγκεντρώσεις** είναι πολύ χαλαρά συμπλέγματα μερικών δεκάδων έως μερικών εκατοντάδων αστέρων, τα οποία αν και δεν παρουσιάζουν τη δυναμική συνοχή σμήνους, μοιράζονται παρόλα αυτά κοινή προέλευση και ιδιότητες (κυρίως ηλικία, χημική σύνθεση και κατεύθυνση κίνησης). Τα απομεινάρια μια αστρικής ομάδας που εξακολουθούν να κινούνται μέσα στο Γαλαξία, συγκροτημένα, τα ονομάζουμε **κινούμενες ομάδες**. Οι αστρικές συγκεντρώσεις και οι κινούμενες ομάδες, προέρχονται πιθανότατα από εμβαπτισμένα σμήνη τα οποία διαλύθηκαν. Στην περίπτωση που οι αστρικές συγκεντρώσεις προέρχονται από σφαιρωτά σμήνη ή νάνους γαλαξίες που διαλύθηκαν από ισχυρές παλιρροιακές δυνάμεις, αλληλεπιδράσεις ή/και «κανιβαλισμό» μεταξύ γαλαξιών, λέγονται **stellar streams** (Εικόνα 1.6).



Εικόνα 1.6. Stellar streams σε τροχιά γύρω από το Γαλαξία μας.

Τα **υπερσμήνη** αστέρων είναι συνήθως τεράστιες περιοχές αστρικής δημιουργίας οι οποίες πιστεύεται ότι είναι τα πρώτα στάδια εξέλιξης των σφαιρωτών σμηνών. Να σημειώσουμε πως μια βασική διαφορά των τεράστιων σφαιρωτών σμηνών από τους νάνους γαλαξίες είναι ότι στους τελευταίους είναι έντονη η παρουσία της σκοτεινής ύλης (αυτό τους καθιστά αστροφυσικά εργαστήρια μελέτης της σκοτεινής ύλης), ενώ στα σφαιρωτά σμήνη η παρουσία σκοτεινής ύλης είναι σχεδόν ανύπαρκτη. Μια ενδιάμεση μορφή αποτελούν τρία σμήνη (M31WFS C1, M31WFS C2, M31WFS C3), που ανακαλύφθηκαν το 2005 στον γαλαξία της Ανδρομέδας. Τα αντικείμενα αυτά μοιάζουν με σφαιρωτά σμήνη στη σφαιρική συμμετρία, τη μεταλλικότητα και τους αστρικούς πληθυσμούς, αλλά είναι πολύ πιο εκτεταμένα και αρκετά πιο αραιά, ενώ περιέχουν και κάποια υπολογίσιμη ποσότητα σκοτεινής ύλης. Ο τρόπος δημιουργίας τους καθώς και ο λόγος για τον οποίο δεν έχουμε παρατηρήσει τέτοια σμήνη στον Γαλαξία μας ή σε άλλους γαλαξίες πέραν του M31, αποτελούν αντικείμενα μελέτης.

1.1.3. Δυναμική αστρικών σμηνών

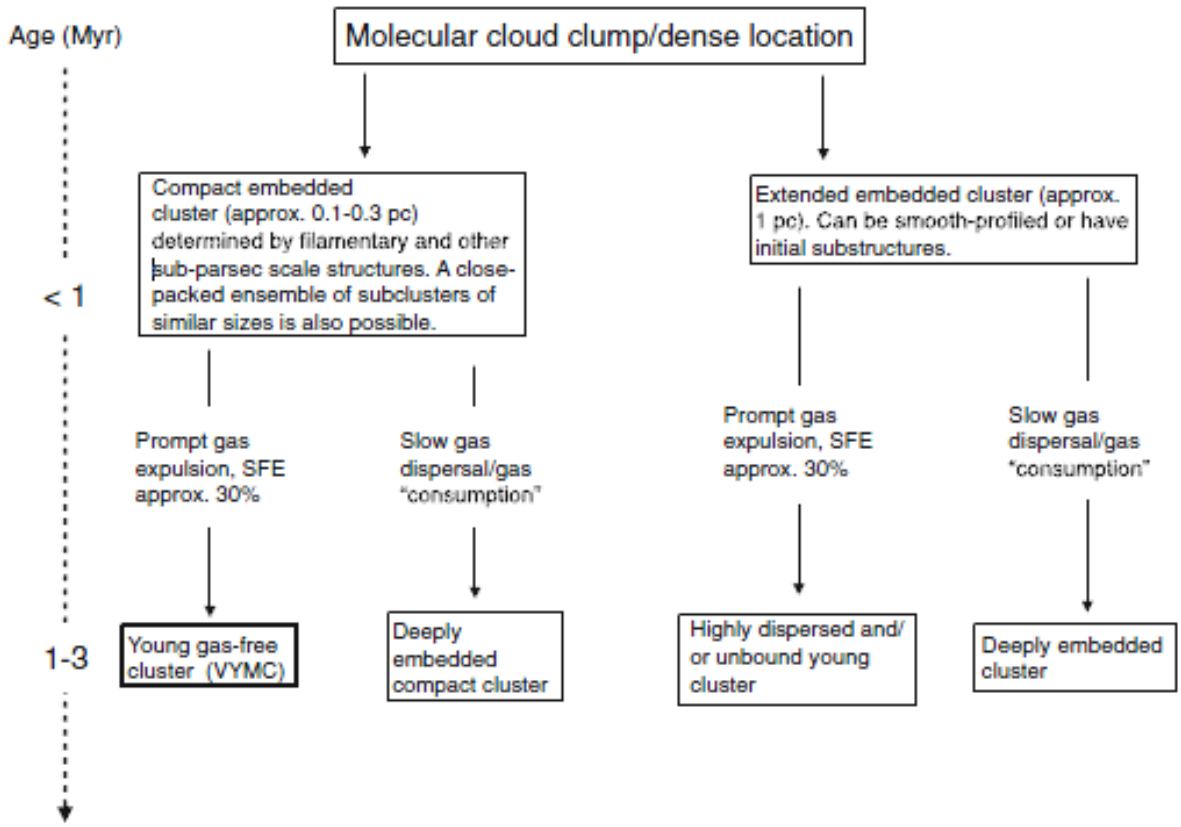
Τα αστρικά σμήνη, λόγω του μεγάλου πλήθους αστέρων που τα αποτελούν αλλά και λόγω της αξιοθαύμαστης συνοχής που παρουσιάζουν για μεγάλα χρονικά διαστήματα, είναι συστήματα μεγάλου ενδιαφέροντος για την κατανόηση της δυναμικής N-σωμάτων υπό την επίδραση της βαρύτητας. Για να καταλήξουμε σε αξιόπιστα συμπεράσματα, απαιτείται ένας συνδυασμός αστρονομικών παρατηρήσεων σε διάφορες περιοχές του Η/Μ φάσματος, θεωρητικών μοντέλων, στατιστικών αναλύσεων και αριθμητικών προσομοιώσεων, τα οποία βρίσκονται σε συνεχή ανάδραση μεταξύ τους και αλληλοσυμπληρώνουν τις γνώσεις μας. Τα αριθμητικά μοντέλα μπορεί να είναι είτε στατικά είτε δυναμικά. Ενδεικτικά, αναφέρουμε μερικά μόνο χαρακτηριστικά παραδείγματα των δύο κατηγοριών:

1. **Στατικά (ή ημι-στατικά) μοντέλα:**
   - Plummer's model (Plummer 1911)
   - King's model (King 1966, Peterson &King 1975)
   - Anisotropic models (King; Michie 1963)
   - Multi-mass models (Gunn & Griffi 1979; Meylan & Mayor 1986; Pryor et al. 1989)
   - Jean's equations (Leonard et al 1992)
   - Non-parametric models (Gebhart & Fischer 1995)
   - Schwarzchild's method (van de Ven et al 2006)

2. **Δυναμικά εξελικτικά μοντέλα:**
   - Gas/Fluid models (Angeletti & Giannone 1980)
   - Fokker-Planck models (Cohn et al 1997; Drukier 1993, 1995; Phinney 1993)
   - Monte-Carlo model (Gietsz et al 2003)
   - N-body model (Aarseth 1963; Hurley et al 2008; Richer et al. 2008)

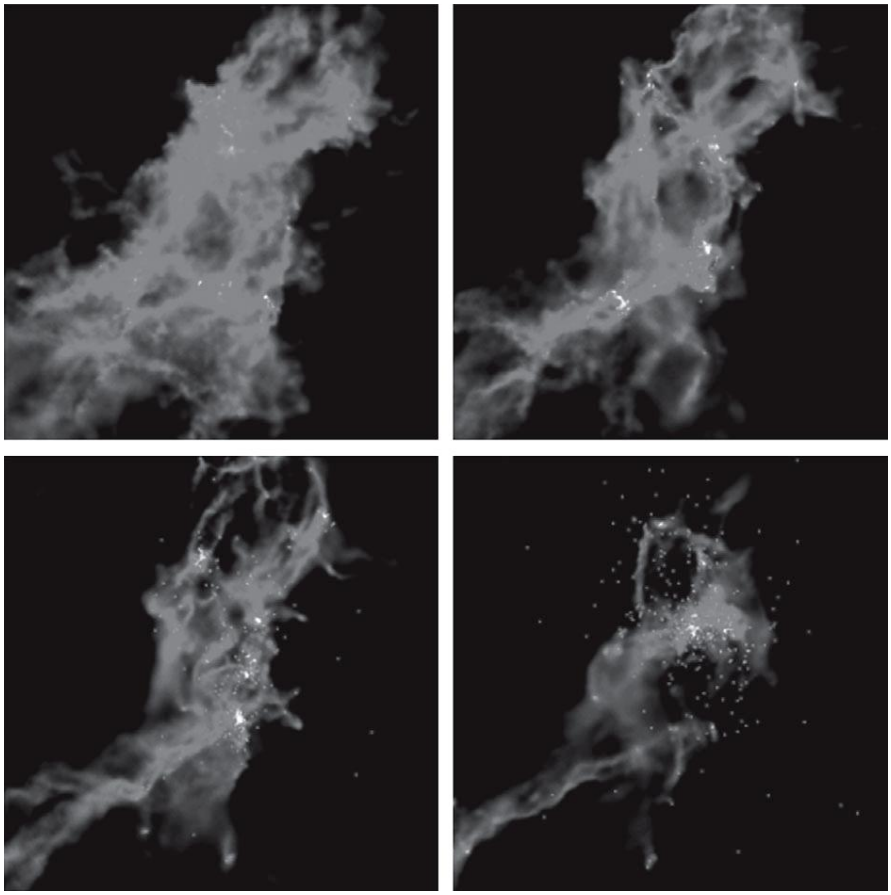
1.1.3.1. Γέννηση των αστρικών σμηνών

Όπως γνωρίζουμε τα αστρικά σμήνη σχηματίζονται μέσα σε γιγάντια μοριακά νέφη (Εικόνα 1.7). Η κυρίαρχη δύναμη τόσο στην κατάρρευση των συμπυκνώσεων ύλης σε πρωταστέρες όσο και στη συνοχή των αστρικών σμηνών είναι βαρύτητα. Αστέρια θα σχηματιστούν μόνο σε περιοχές που έχουν πυκνότητες αερίων πάνω από ένα συγκεκριμένο κατώφλι (Kainulainen et al. 2014) και μόνο ένα κλάσμα των αστέρων αυτών θα σχηματίσει συστήματα αρκετά πυκνά που θα αποκτήσουν μεταξύ τους αμοιβαία βαρυτική έλξη (Bressert et al. 2010).

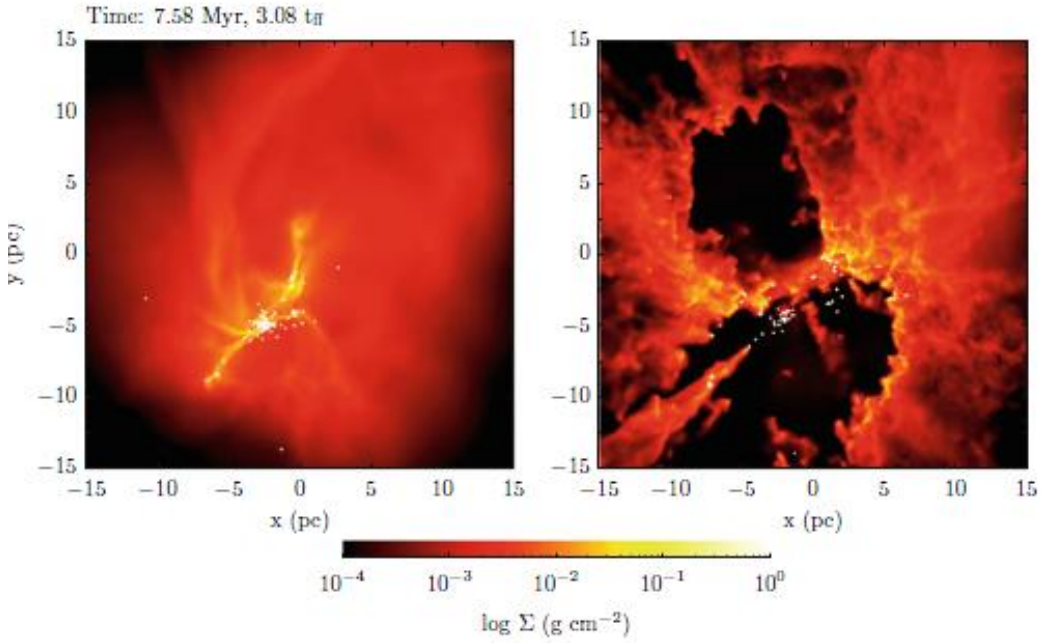


Εικόνα 1.7. Δημιουργία αστρικού σμήνους από γιγάντιο μοριακό νέφος.

Κατά τα πρώτα στάδια της ζωής του σμήνους λαμβάνουν χώρα πολλές διαδικασίες από τις οποίες ενδέχεται τελικά το σμήνος να μην επιβιώσει και να μην καταφέρει να διατηρήσει τη δυναμική συνοχή του. Το περιβάλλον της αστρογένεσης είναι πολυτάραχο και πλούσιο σε σκόνη και αέρια, κύματα πυκνότητας, έντονες παλιρροιακές δυνάμεις, ακτινοβολίες (ιονίζουσες και μη), μαγνητικά πεδία και πίδακες που πηγάζουν από τους πρωταστέρες (protostellar jets). Όλα αυτά θα πρέπει να τα λάβουμε υπόψη στις ανάλογες μαγνητο-υδροδυναμικές προσομοιώσεις και τα αντίστοιχα θεωρητικά μοντέλα, ώστε να μπορέσουμε να αναπαράγουμε και να εξηγήσουμε τα παρατηρησιακά δεδομένα (Εικόνες 1.8 και 1.9).



Εικόνα 1.8. Η δημιουργία και τα πρώτα εξελικτικά στάδια ενός αστρικού σμήνους, όπως αυτά προκύπτουν από υδροδυναμική προσομοίωση (Bonnell et al. 2008).



Εικόνα 1.9. Προσομοίωση της κατάρρευσης ενός μοριακού νέφους, χωρίς ιονίζουσες ακτινοβολίες στο κοντινό περιβάλλον (αριστερά) και υπό την παρουσία ιονιζουσών ακτινοβολιών (δεξιά) μετά τα πρώτα 2.2 Myr (Dale et al. 2013).

1.1.3.2. Δυναμικό μοντέλο αστρικού συστήματος

Ένα αστρικό σύστημα μπορεί να περιγραφεί πλήρως από μία συνάρτηση κατανομής πυκνότητας $f(\mathbf{r},\mathbf{v},t)$. Το σύστημα είναι πεπερασμένο και ισχύει $f(\mathbf{r},\mathbf{v},t) \geq 0$, ενώ παράλληλα ισχύει η οριακή συνθήκη: όταν $\boldsymbol{r} \to \infty$ ή $\boldsymbol{v} \to \infty$ τότε η $f \to 0$.

Η συνάρτηση $f(\mathbf{r},\mathbf{v},t)$ έχει 7 μεταβλητές, 3 χωρικές, 3 μεταβλητές ταχύτητας και τον χρόνο t. Ωστόσο, μέσα από παρατηρησιακά δεδομένα συνήθως γνωρίζουμε μόνο τρεις από αυτές, 2 χωρικές (θέση (x, y) σε ένα προβαλλόμενο επίπεδο) και 1 για την ταχύτητα (ακτινική ταχύτητα στην γραμμή παρατήρησης μέσα από φασματοσκοπικές παρατηρήσεις). Ο χρόνος είναι σταθερός καθώς αυτό που παρατηρούμε είναι, στην ουσία, στιγμιότυπα. Το πρόβλημα του χρόνου λύνεται παρατηρώντας μεγάλο δείγμα αστρικών συστημάτων καθένα από τα οποία βρίσκεται σε διαφορετική εξελικτική κατάσταση. Ο χώρος των φάσεων που περιγράφεται από την συνάρτηση κατανομή πυκνότητας οριοθετείται από τις συνθήκες διατήρησης των ολοκληρωμάτων της κίνησης, δηλαδή πρέπει να διατηρούνται η ενέργεια και η στροφορμή του συστήματος (Σχέσεις 1.1 και 1.2):

$$\frac{E}{m} = \frac{1}{2} \cdot v^2 + \Phi(r) \qquad \textbf{(1.1)}$$

$$\frac{\boldsymbol{J}}{m} = \boldsymbol{r} \times \boldsymbol{v} \qquad \textbf{(1.2)}$$

Η συνάρτηση $f(\mathbf{r},\mathbf{v}, t)$ συνήθως περιγράφεται από την εξίσωση Boltzmann, η οποία ανάλογα με τις παραδοχές που κάνουμε απλοποιείται (πχ στην εξίσωση Boltzmann-Vlasov ή Fokker-Planck). Εμείς ξεκινάμε θεωρώντας πως τα αστέρια του σμήνους ακολουθούν κατανομή ταχυτήτων Maxwell $f(\mathbf{v},t)$. Ολοκληρώνοντας την $f(\mathbf{r},\mathbf{v})$ ως προς τις ταχύτητες, προκύπτει η κατανομή πυκνότητας (σχέση 1.3):

$$p(\boldsymbol{r}) = \int f(\boldsymbol{r}, \boldsymbol{v}) d\boldsymbol{v} \qquad \textbf{(1.3)}$$

Θέτοντας την $p(\boldsymbol{r})$ στην εξίσωση Poisson (σχέση 1.4) υπολογίζουμε το βαρυτικό δυναμικό και έπειτα τις δυνάμεις (σχέση 1.5) που ασκούνται στα αστέρια.

$$\nabla^2 \Phi(r) = 4\pi G p \qquad \textbf{(1.4)}$$

$$\boldsymbol{F} = -\boldsymbol{\nabla}\Phi(r) \qquad \textbf{(1.5)}$$

Οι ταχύτητες που προκύπτουν θα πρέπει να ακολουθούν την κατανομή Maxwell, όπως υποθέσαμε αρχικά. Τέλος, να σημειώσουμε ότι παρόλο που το σύστημα μπορεί να εξελίσσεται με το χρόνο, μπορούμε να το περιγράψουμε θεωρώντας μια ακολουθία από ημι-στατικές καταστάσεις.

1.1.3.3. Δυναμική εξέλιξη αστρικών συστημάτων

Οι δύο βασικές διαδικασίες που οδηγούν στην δυναμική εξέλιξη ενός σμήνους είναι η επιτάχυνση λόγω των αλληλεπιδράσεων μεταξύ των αστεριών με άλλα αστέρια και η επιτάχυνση που προκαλείται από το συνολικό βαρυτικό πεδίο του σμήνους. Οι αλληλεπιδράσεις μεταξύ των αστέρων οδηγούν τελικά στη **δυναμική χαλάρωση** του σμήνους, όπου

αποκαθίσταται **θερμική ισορροπία** στο σύστημα. Ο χρόνος που χρειάζεται το σύστημα να φτάσει σε αυτή την κατάσταση είναι ουσιαστικά ο χρόνος που χρειάζεται ένα άστρο για να μεταβάλλει την κινητική του ενέργεια κατά ποσό ίσο με την μέση ενέργεια. Οι αλληλεπιδράσεις μεταξύ των αστέρων μπορεί να είναι ισχυρές ή ασθενείς. Πιο συχνές είναι οι ασθενείς και πιο σπάνια συμβαίνουν οι ισχυρές, με τον ρυθμό των αστρικών συγκρούσεων, σαν σύνολο, να είναι πιο αυξημένος όσο πιο μαζικό είναι το εκάστοτε σμήνος (Davies, Piotto & De Angeli 2004).

- **<u>Ισχυρές (κοντινές) αλληλεπιδράσεις</u>**

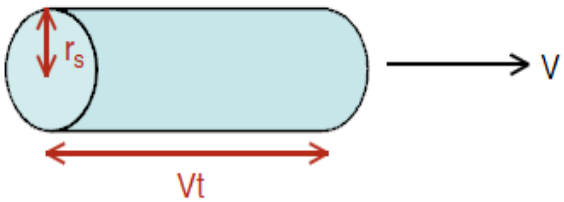
Στα πολυπληθή αστρικά συστήματα θεωρούμε ότι η βαρυτική δύναμη που δέχεται κάθε αστέρι λόγω όλων των υπολοίπων είναι, κατά προσέγγιση, σταθερή. Οπότε το αστέρι θα ακολουθεί μια συνεχόμενη τροχιά στο ομαλό συνολικό βαρυτικό δυναμικό του σμήνους. Η τροχιά θα αλλάξει στην περίπτωση που ένα αστέρι περάσει πολύ κοντά από ένα άλλο κι έτσι θα υποστεί μια μεταβολή στην ταχύτητά τους κατά $\Delta \boldsymbol{v} \sim \boldsymbol{v}$. Θεωρούμε πως τα δύο σώματα έχουν μάζα m και μέση ταχύτητα $\boldsymbol{V}$. Αν η μεταξύ τους απόσταση είναι r, τότε η κινητική και η βαρυτική δυναμική ενέργεια θα είναι (σχέσεις 1.6 και 1.7):

$$E\text{κιν} = \frac{1}{2} m v^2 \qquad \textbf{(1.6)}$$

$$E\text{δυν} = \frac{Gm}{r} \qquad \textbf{(1.7)}$$

Για μεταβολή της δυναμικής ενέργειας συγκρίσιμη με την αρχική κινητική ενέργεια, η αρχή διατήρησης ενέργειας επιβάλλει αντίστοιχα μεγάλη μεταβολή στο διάνυσμα της τελικής ταχύτητας. Έτσι προκύπτει η ακτίνα της ισχυρής αλληλεπίδρασης (σχέση 1.8):

$$\frac{Gm^2}{r} \approx \frac{1}{2} m V^2 \Rightarrow rs \equiv \frac{2Gm}{V^2} \qquad \textbf{(1.8)}$$



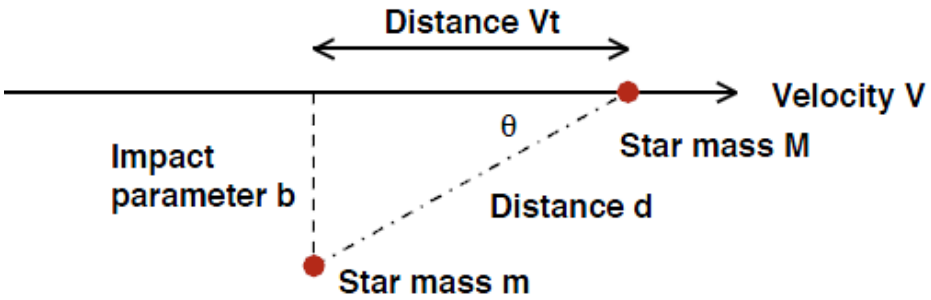
Εικόνα 1.10. Ο κύλινδρος που αντιπροσωπεύει το διάστημα μεταξύ δύο συγκρούσεων.
(Image credit: P. Armitage)

Θεωρούμε έναν κύλινδρο (Εικόνα 1.10) με ακτίνα ίση με την ακτίνα της ισχυρής αλληλεπίδρασης r_s και ύψος ίσο με Vt. Ο κύλινδρος αυτός αντιπροσωπεύει το μεσοδιάστημα μεταξύ δύο αλληλεπιδράσεων και έχει όγκο $\pi r_s^2 Vtn$, όπου n η μέση αριθμητική αστρική πυκνότητα. Η χαρακτηριστικός χρόνος μεταξύ δύο ισχυρών αλληλεπιδράσεων είναι (σχέση 1.9):

$$ts = \frac{1}{\pi r_s^2 V n} = \frac{V^3}{4\pi G^2 m^2 n} \qquad \textbf{(1.9)}$$

- **<u>Ασθενείς (μακρινές) αλληλεπιδράσεις</u>**

Στις ασθενείς αλληλεπιδράσεις έχουμε μια πολύ μικρή μεταβολή στη γωνία λόγω της κρούσης. Θεωρούμε παράμετρο κρούσης *b*, μεταξύ των δύο μαζών *m* και *M* και *d* την απόσταση που τις χωρίζει (Εικόνα 1.11). Τότε το μέτρο της βαρυτικής δύναμης του ενός σώματος από το άλλο θα είναι (σχέση 1.10).



Εικόνα 1.11. Οι δύο αστρικές μάζες M και m, σε απόσταση d μεταξύ τους πριν την ασθενή αλληλεπίδραση με παράμετρο κρούσης b (Image credit: P. Armitage).

$$F = \frac{GMm}{d^2} = \frac{GMm}{b^2+V^2t^2} \qquad \textbf{(1.10)}$$

Αν dN είναι ο αναμενόμενος αριθμός των κρούσεων σε χρόνο t, μεταξύ των παραμέτρων κρούσης b+db, τότε ο δακτύλιος εμβαδού 2πbdb θα δίνει ουσιαστικά την ενεργό διατομή των αλληλεπιδράσεων, οπότε το dN θα δίνεται από τη σχέση 1.11:

$$dN = n \times Vt \times 2\pi bdb \qquad \textbf{(1.11)}$$

Ως χρόνο χαλάρωσης (relaxation time, t_{rlx}) ορίζουμε την χρονική κλίμακα μέσα στην οποία συμβαίνουν σημαντικές αλλαγές στην αρχική κατανομή ταχυτήτων των αστέρων του σμήνους. Στην περίπτωση που εξετάζουμε αυτό αντιστοιχεί στον χρόνο που χρειάζεται το αστέρι να «ξεχάσει» την αρχική τροχιά του, δηλαδή να πληρείται η σχέση 1.12. Ουσιαστικά ο χρόνος χαλάρωσης είναι ο χρόνος στον οποίο η κάθετη ταχύτητα του αστεριού (κάθετη ως προς την αρχική διεύθυνση) θα έχει μέτρο περίπου ίσο με το μέτρο της αρχικής ταχύτητας.

$$V^2 =< \Delta V\perp^2 >= \frac{8\pi G^2 n\, tm^2}{V} \ln\left(\frac{bmax}{bmin}\right) \qquad \textbf{(1.12)}$$

όπου $<\Delta V_\perp^2>$ η μέση τετραγωνική ταχύτητα (μεταβολή ταχύτητας) κάθετα στην αρχική διεύθυνση. Άρα ο **χρόνος χαλάρωσης** είναι (σχέση 1.13):

$$t\mathrm{rlx} = \frac{V^3}{4\pi G^2 m^2 n ln\left(\frac{bmax}{bmin}\right)} \qquad \textbf{(1.13)}$$

Παρατηρώντας τους δύο χαρακτηριστικούς χρόνους (σχέσεις 1.9 και 1.13) συμπεραίνουμε πως οι συχνές μακρινές αλληλεπιδράσεις παίζουν σημαντικότερο ρόλο από τις πιο σπάνιες κοντινές, οπότε το τελικό αποτέλεσμα που παρατηρούμε πάνω στα N σώματα έχει σαν κύρια πηγή τις μακρινές αλληλεπιδράσεις.

1.1.3.4. Θεώρημα virial

Όπως έχει ήδη γίνει γνωστό, η μορφή που θα έχει ένα αστρικό σμήνος καθορίζεται από δύο βασικές συνιστώσες: την κινητική ενέργεια των αστέρων του και το συνολικό βαρυτικό δυναμικό του σμήνους. Στην κατάσταση ισορροπίας ισχύει το γνωστό θεώρημα virial (Spitzer 1987) το οποίο δίνεται από τη σχέση 1.14.

<u>Θεώρημα Virial:</u> $$2T + V = 0 \quad \textbf{(1.14)}$$

όπου:

Τ η κινητική ενέργεια $T = \frac{1}{2}Mv^2$

V η δυναμική ενέργεια $V = -\frac{GM^2}{2R}$

M η μάζα του σμήνους $M = m \cdot N$

R η ακτίνα του σμήνους

G παγκόσμια σταθερά βαρύτητας

Από το θεώρημα virial προκύπτει πως η μέση ταχύτητα δίνεται από τη σχέση1.15 και είναι σταθερή. Οπότε όταν διαφεύγει ένα αστέρι μειώνεται η συνολική μάζα M του συστήματος άρα μικραίνει και η ακτίνα R, δηλαδή το σμήνος συρρικνώνεται και διατηρεί τη συνοχή του.

$$v^2 = \frac{GM}{2R} \quad \textbf{(1.15)}$$

Η αριθμητική πυκνότητα των άστρων είναι (σχέση 1.16)

$$n = \frac{N}{\frac{4}{3}\pi R^3} \quad \textbf{(1.16)}$$

ενώ ο χρόνος t_{cr} που χρειάζεται ένα αστέρι με τη μέση ταχύτητα να διασχίσει απόσταση ίση με την ακτίνα του σμήνους είναι (σχέση 1.17):

$$t_{\mathrm{cr}} = \frac{R}{V} \quad \textbf{(1.17)}$$

Από τις σχέσεις 1.10-1.12 προκύπτει η σχέση 1.18.

$$\frac{t_{\mathrm{rlx}}}{t_{\mathrm{cr}}} \approx \frac{N}{8lnN} \quad \textbf{(1.18)}$$

Από την παραπάνω σχέση βλέπουμε ότι ο αριθμός των τροχιών που θα διαγράψει ένα άστρο πριν συμβεί κάποια σημαντική μεταβολή στην κινητική του κατάσταση εξαρτάται μόνο από το πλήθος των αστέρων που αποτελούν το σμήνος. Όσο πιο μικρό είναι ένα σμήνος τόσο μεγαλύτερη βαρύτητα θα έχουν αυτές οι αλληλεπιδράσεις που περιγράψαμε.

Για τα ανοικτά σμήνη οι δύο χρόνοι είναι συγκρίσιμοι αλλά μικρότεροι από την ηλικία του σμήνους t_{ev}, γι' αυτό και διαλύονται γρήγορα (Εικόνα 1.12). Ωστόσο, τα σμήνη αυτά αποτελούν εξαιρετικά εργαστήρια δυναμικής μελέτης καθώς αποτελούνται από νέους αστέρες (από άποψη αστρικής εξέλιξης) οι οποίοι όμως μπορεί να βρίσκονται στα τελευταία στάδια της δυναμικής

τους εξέλιξης (Bonnato & Bica 2005). Τα σφαιρωτά σμήνη από την άλλη, είναι δομές με συνοχή που αντέχουν αρκετά στο χρόνο, γι' αυτό και έχουν μεγάλες εξελικτικές ηλικίες (t_{ev}). Παρόλο που η δυναμική εξέλιξη δεν συμβαίνει με τους γρήγορους ρυθμούς της αστρικής εξέλιξης, έχουν προλάβει να περάσουν από πολλά εξελικτικά στάδια μέσα στον μεγάλο χρόνο ζωής τους.

open clusters	$t_{cr} \sim t_{rlx} \ll t_{ev}$	quickly dissolved
globular clusters	$t_{cr} \ll t_{rlx} \ll t_{ev}$	
galaxies	$t_{cr} \ll t_{rlx} \sim t_{ev}$	not relaxed

Εικόνα 1.12. Χαρακτηριστικές δυναμικές κλίμακες για ανοιχτά, σφαιρωτά σμήνη και γαλαξίες.

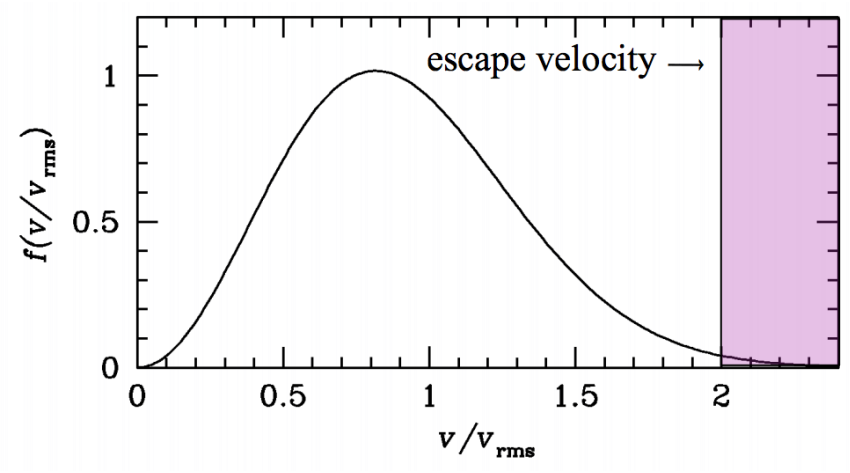
1.1.3.5. Αποτελέσματα των αστρικών αλληλεπιδράσεων στα σμήνη

➢ **<u>Δυναμική χαλάρωση (relaxation)</u>**

Όπως έχουμε ήδη περιγράψει η δυναμική χαλάρωση είναι ένα από τα σημαντικότερα αποτελέσματα της αλληλεπίδρασης μεταξύ των αστέρων στα σμήνη. Αν θεωρήσουμε πως το σμήνος είναι ένα αέριο με «σωματίδια» τα αστέρια που το αποτελούν, τότε με βάση τον 2_o θερμοδυναμικό νόμο, θα περιμέναμε το σύστημα να οδεύσει προς μια κατάσταση υψηλότερης εντροπίας. Δηλαδή, να έχουμε μεταφορά ενέργειας από τα «θερμότερα» στα «ψυχρότερα» μέρη του συστήματος. Ως θερμό θεωρούμε τον πυρήνα, όπου η διασπορά ταχυτήτων είναι μεγαλύτερη σε σχέση με την ψυχρή άλω. Οπότε ο πυρήνας θα πρέπει να χάνει ενέργεια προς την άλω. Όμως στα σμήνη που βρίσκονται σε ισορροπία, ισχύει το θεώρημα virial (σχέση 1.14). Αφαιρώντας λοιπόν ενέργεια από τον πυρήνα του σμήνους, μειώνεται η ακτίνα του και συνεπώς αυξάνεται η μέση τετραγωνική ταχύτητα.

➢ **<u>Διαφυγή αστέρων από το σμήνος (evaporation)</u>**

Η δυναμική χαλάρωση 2-σωμάτων (2-body relaxation), επιτρέπει την ανταλλαγή ενέργειας μεταξύ των σωμάτων που αλληλεπιδρούν. Από τη στιγμή που το σμήνος έχει πεπερασμένη μάζα, θα έχει και κάποια πεπερασμένη ταχύτητα διαφυγής. Αν λοιπόν κάποιο αστέρι αποκτήσει αυτή την ταχύτητα τότε θα διαφύγει από το σμήνος (Εικόνα 1.13). Στα σφαιρωτά σμήνη που είναι σχετικά απομονωμένα συστήματα με μεγάλες μάζες τα αστέρια που διαφεύγουν συνήθως διαφεύγουν οριακά έχοντας μηδενική τελική ταχύτητα στα όρια της παλιρροιακής ακτίνας του σμήνους. Ο ρυθμός διαφυγής αστέρων μπορεί να αυξηθεί εξαιτίας διαφόρων παραγόντων όπως οι σπάνιες κοντινές αλληλεπιδράσεις ή οι έντονες διακυμάνσεις παλιρροιακών δυνάμεων. Όλα αυτά προσθέτουν ενέργεια στο σύστημα με αποτέλεσμα περισσότερα αστέρια να πληρούν τις συνθήκες διαφυγής. Για τα ανοιχτά σμήνη οι παλιρροιακές αυτές διακυμάνσεις προέρχονται κυρίων από κοντινά γιγάντια μοριακά νέφη ή από τα κύματα πυκνότητας των σπειρών. Στα σφαιρωτά σμήνη κύριο αίτιο είναι οι διαβάσεις της τροχιάς τους μέσα από τον γαλαξιακό δίσκο και το κεντρικό σφαιροειδές. Τέλος, οι εκρήξεις υπερκαινοφανών πολλές φορές καταλήγουν σε αστέρες νετρονίων οι οποίοι μπορεί να έχουν μεγάλες ταχύτητες και έτσι να διαφύγουν από το πηγάδι βαρυτικού δυναμικού του σμήνους.



Εικόνα 1.13. Η ταχύτητα διαφυγής για μια κατανομή ταχυτήτων Maxwell.

➢ <u>Διαχωρισμός μάζας (mass segregation)</u>

Τα αστέρια των αστρικών σμηνών δεν έχουν όλα τις ίδιες μάζες αλλά ακολουθούν μια κατανομή η οποία ονομάζεται συνάρτηση μάζας. Για παράδειγμα, στα σφαιρωτά σμήνη που έχουν μεγάλες εξελικτικές ηλικίες οι πιο μαζικοί αστέρες έχουν ήδη εξελιχθεί και τα εναπομείναντα αστέρια είναι εκείνα με μικρές μάζες $\sim 0.2M_{\odot}$ έως $0.8M_{\odot}$, τα οποία είναι και τα πιο μακρόβια. Αστέρια με μάζες $< 0.2M_{\odot}$ δεν παρατηρούνται συχνά στα σφαιρωτά σμήνη μάλλον επειδή έχουν ήδη διαφύγει από το σμήνος. Οι αλληλεπιδράσεις των αστέρων ανά δύο (2-body relaxation), οδηγούν σταδιακά σε **ισοκατανομή** της ενέργειας στο σμήνος και τείνουν να εξισώσουν την **κινητική ενέργεια** των αστέρων των διαφόρων μαζών και όχι τις ταχύτητές τους. Οπότε η $v^2 \propto m^{-1}$ και έτσι τα πιο μαζικά αστέρια (μεμονωμένα ή διπλά συστήματα) τείνουν να έχουν μικρότερες ταχύτητες και βυθίζονται προς την περιοχή του πυρήνα. Αντίστοιχα, τα αστέρια χαμηλής μάζας καταλήγουν στην άλω και τελικά διαφεύγουν. Τα αστέρια χαμηλών μαζών έχουν υψηλή αναλογία μάζας προς λαμπρότητα, M/L, οπότε η διαφυγή τους από το σμήνος οδηγεί στην μείωση του συνολικού λόγου M/L του σμήνους.

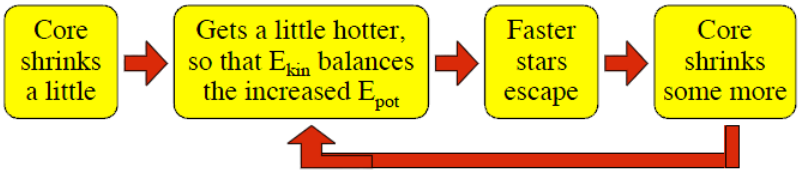
Το πόσο δυναμικά εξελιγμένο θεωρείται ένα αστρικό σμήνος το εκφράζει, μεταξύ άλλων, η λεγόμενη **παράμετρος δυναμικής εξέλιξης** (σχέση 1.19), δηλαδή ο λόγος της ηλικίας του σμήνους προς τον χρόνο χαλάρωσης. Ο χρόνος χαλάρωσης συνήθως υπολογίζεται ξεχωριστά για όλο το σμήνος και για τον πυρήνα του.

$$\tau = \frac{age}{t_{\mathrm{relax}}} \qquad \textbf{(1.18)}$$

Ο βαθμός του διαχωρισμού μάζας αυξάνει για τα σμήνη ανάλογα με την ηλικία. Μετρήσιμο διαχωρισμό μάζας έχουμε όταν η ηλικία τους ξεπερνά το χρόνο χαλάρωσης, δηλαδή για $\log\tau > 0$ (Maciejeweski & Niedzielski 2013). Μάλιστα, ειδικά για τα ανοικτά σμήνη, εκείνα με $\log\tau_{core} > 3$ εμφανίζουν ιδιαίτερα έντονο διαχωρισμό μάζας. Σύμφωνα με τους Maciejeweski & Niedzielski (2013), η ακτίνα του πυρήνα μειώνεται με αύξηση της παραμέτρου δυναμικής εξέλιξης, ενώ υπάρχει συσχέτιση και μεταξύ του σχετικού μέγεθος της άλω του σμήνους (μετρημένη σε μονάδες r_{core}) και του διαχωρισμού μάζας. Συγκεκριμένα, όσο προχωρά ο διαχωρισμός μάζας (κυρίως για $\log\tau_{core}>3$) τόσο αυξάνεται η έκταση στην οποία εκτείνεται η άλως.

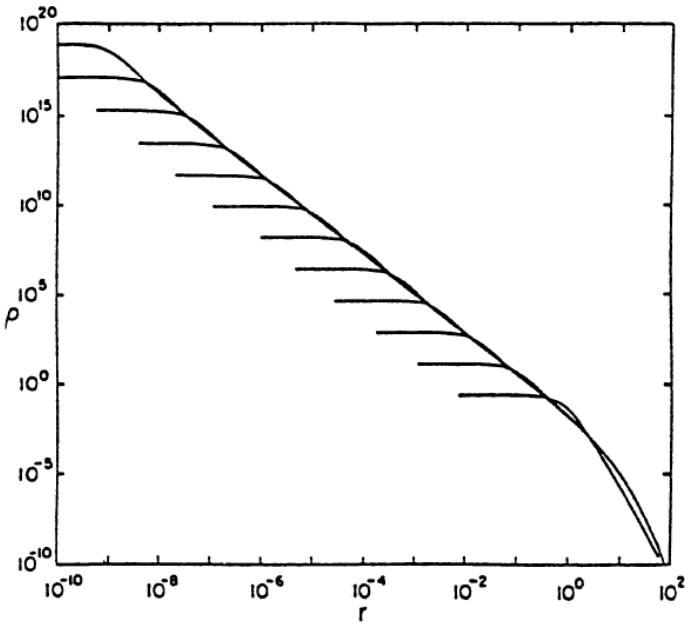
➢ Κατάρρευση του πυρήνα (core collapse)

Ο διαρκώς αυξανόμενος διαχωρισμός μάζας οδηγεί σταδιακά σε μια πολύ μεγάλη αύξηση της πυκνότητας του πυρήνα. Κάποια από τα πιο ταχέως κινούμενα αστέρια του πυρήνα διαφεύγουν από τον πυρήνα στην άλω, μεταφέροντας την ενέργειά τους εκεί, είτε διαφεύγουν τελείως από το σμήνος. Η μεταφορά θερμότητας οδηγεί σε **θερμοβαρυτική καταστροφή (gravothermal catastrophe)** (Εικόνα 1.14) και έτσι σταδιακά ο πυρήνας καταρρέει.

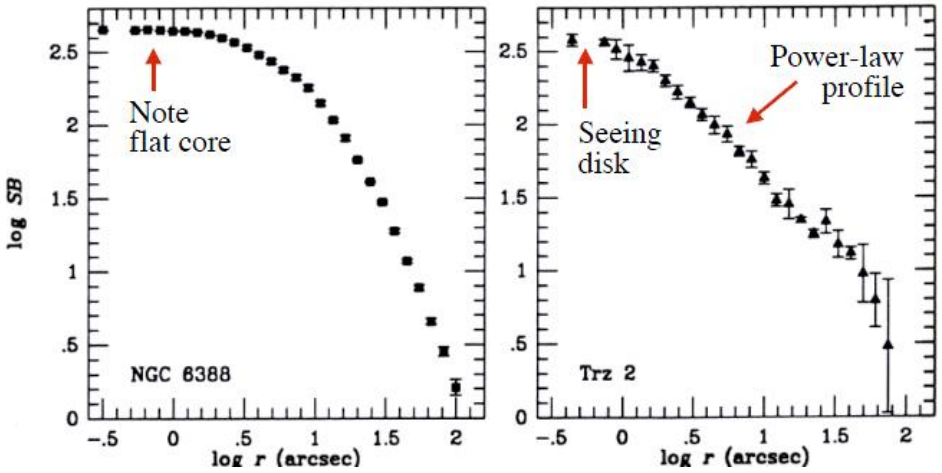


Εικόνα 1.14. Σχηματική αναπαράσταση της πορείας θερμοβαρυτικής καταστροφής (gravothermal catastrophe) προς την κατάρρευση του πυρήνα (core collapse).

Καθώς το σμήνος οδεύει προς την κατάρρευση του πυρήνα του, τα ακτινικά προφίλ πυκνότητας εκφράζουν αυτή την αύξηση της κεντρικής πυκνότητας (Εικόνα 1.15) . Στην Εικόνα 1.16 βλέπουμε τα χαρακτηριστικά προφίλ επιφανειακής λαμπρότητας δύο σφαιρωτών σμηνών, χωρίς και με κατάρρευση του πυρήνα, αντίστοιχα. Στην πρώτη περίπτωση το προφίλ επιφανειακής λαμπρότητας παρουσιάζει την χαρακτηριστική μορφή των μοντέλων King με επίπεδο στην περιοχή του πυρήνα και πτώση της λαμπρότητας με νόμο δύναμης καθώς μεταβαίνουμε ακτινικά προς τις παρυφές του σμήνους. Στη δεύτερη περίπτωση το προφίλ επιφανειακής λαμπρότητας περιγράφεται από νόμο δύναμης λόγω της αύξησης της πυκνότητας στις κεντρικές περιοχές.

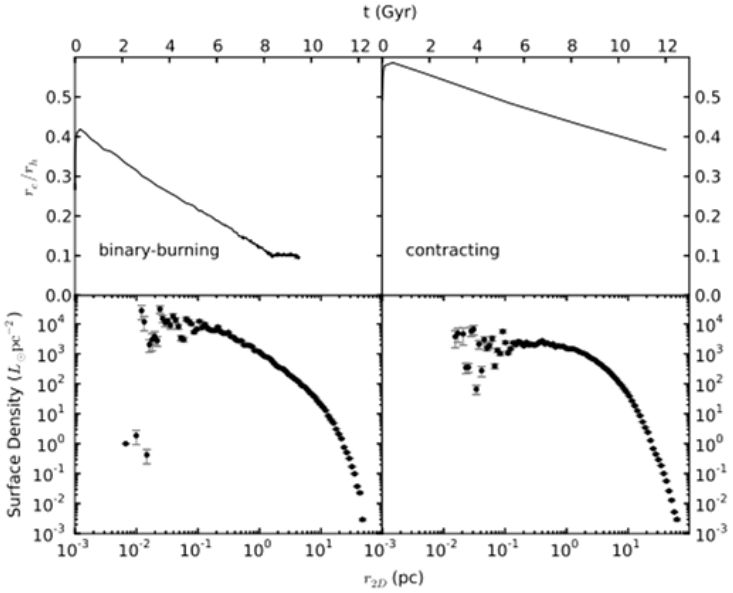


Εικόνα 1.15. Αριθμητική προσομοίωση σμήνους που καταρρέει. Στον οριζόντιο άξονα δίνεται η ακτινική απόσταση, από το κέντρο του σμήνους και στον κατακόρυφο η αστρική επιφανειακή πυκνότητα (Credits: H. Colin).



Εικόνα 1.16. Τα επιφανειακά προφίλ λαμπρότητας των πυρήνων για τα παραπάνω σφαιρωτά σμήνη μαρτυρούν αν οι πυρήνες τους έχουν υποστεί βαρυτική κατάρρευση (core collapse). Το NGC 6388 (αριστερά) έχει χαρακτηριστική μορφή ενός King profile, με επίπεδη κορυφή άρα είναι ακόμη στην κατάσταση non-core collapsed. Αντίθετα το Trz 2 έχει το χαρακτηριστικό προφίλ νόμου δύναμης που παρουσιάζεται στα core-collapsed σφαιρωτά σμήνη.

Προκειμένου να σταματήσει/καθυστερήσει η κατάρρευση χρειάζεται ένας μηχανισμός/μια πηγή ενέργειας που θα αντισταθμίσει την ιδιοβαρύτητα. Τον σημαντικό αυτό ρόλο κυρίως αναλαμβάνουν τα λεγόμενα **hard binaries** (μόνο εφόσον αυτά υπάρχουν στο εκάστοτε σμήνος), τα οποία είναι διπλά αστρικά συστήματα με μεγάλη ενέργεια δεσμού συγκριτικά με την βαρυτική ενέργεια που κρατά τα σμήνος σε συνοχή. Το στάδιο αυτό, στο οποίο επέρχεται μια ισορροπία και σταματά έστω και προσωρινά η περαιτέρω κατάρρευση του πυρήνα, λέγεται **binary-burning** (Εικόνα 1.17).



Εικόνα 1.17. Παραδείγματα ενός "binary-burning" σφαιρωτού σμήνους (αριστερά) και ενός σφαιρωτού σμήνους που συσπειρώνεται ο πυρήνας του (δεξιά) όπως προκύπτουν από θεωρητικά μοντέλα. Τα επάνω διαγράμματα δείχνουν την εξέλιξη του λόγου r_c/r_h για κάθε σμήνος ενώ ακριβώς από κάτω δίνονται τα προφίλ επιφανειακής λαμπρότητας.

Τα διπλά αστρικά συστήματα είτε έχουν σχηματιστεί από αλληλεπιδράσεις μεταξύ αστέρων (πιο σπάνια) είτε είναι συλληφθέντα σώματα (πιο συχνά). Καθώς η πυκνότητα του πυρήνα αυξάνεται, οι αλληλεπιδράσεις αυτές γίνονται όλο και πιο σημαντικές.

- **<u>Δημιουργία διπλών αστρικών συστημάτων (binaries)</u>**

Θεωρούμε 3 αστέρια με κινητικές ενέργειες K_1, K_2, K_3. Δύο από αυτά σχηματίζουν ένα διπλό σύστημα με ενέργεια σύνδεσης $E_b<0$. K_b είναι η κινητική ενέργεια του κέντρου μάζας, ενώ η κινητική ενέργεια του τρίτου άστρου (μεμονωμένο) γίνεται K'_3. Από την αρχή διατήρησης της ενέργειας προκύπτει (σχέση 1.19) :

$$K_1+K_2+K_3=K_b+E_b+K'_3 \qquad \textbf{(1.19)}$$

Οπότε ισχύει η σχέση 1.20:

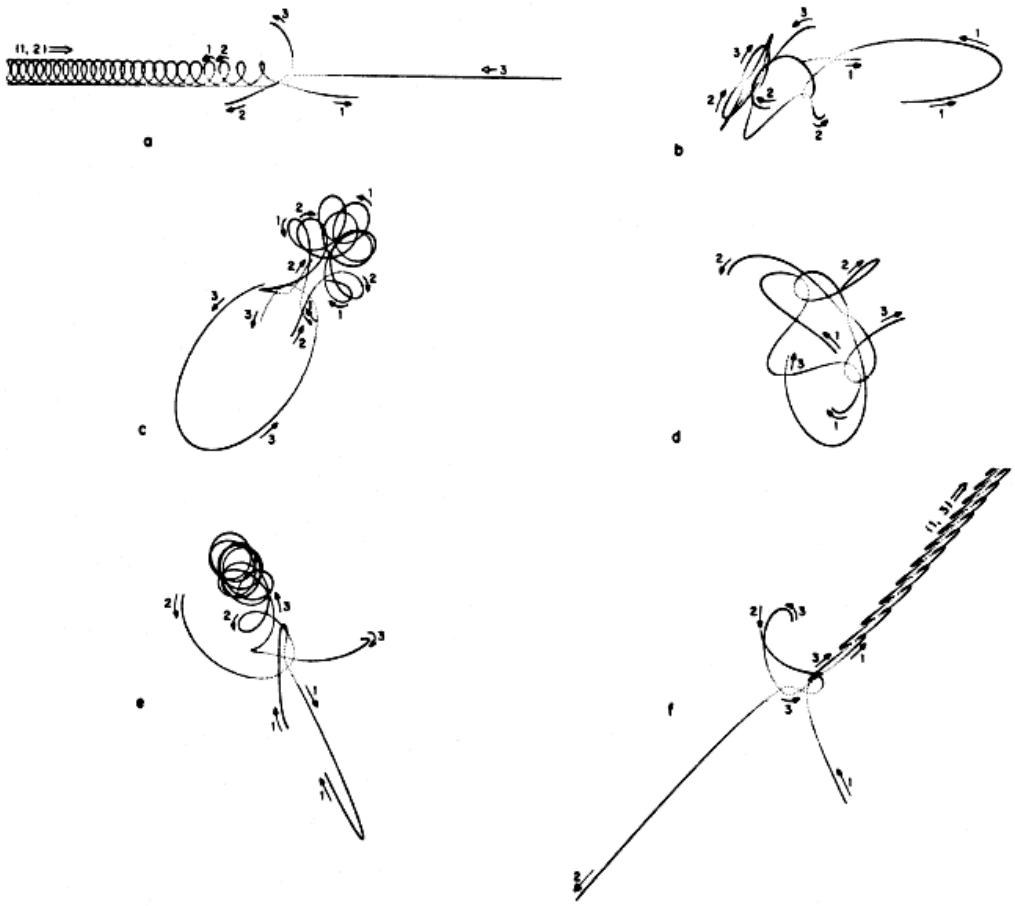
$$K_b+K'_3>K_1+K_2+K_3 \qquad \textbf{(1.20)}$$

Δηλαδή, κατά την δημιουργία ενός διπλού συστήματος εκλύεται ενέργεια ίση με τη δυναμική ενέργεια σύνδεσης E_b. Αυτή η αλληλεπίδραση είναι όντως μια πηγή ενέργειας ικανή να σταματήσει, έστω και προσωρινά, την κατάρρευση του πυρήνα και να σταθεροποιήσει το σμήνος.

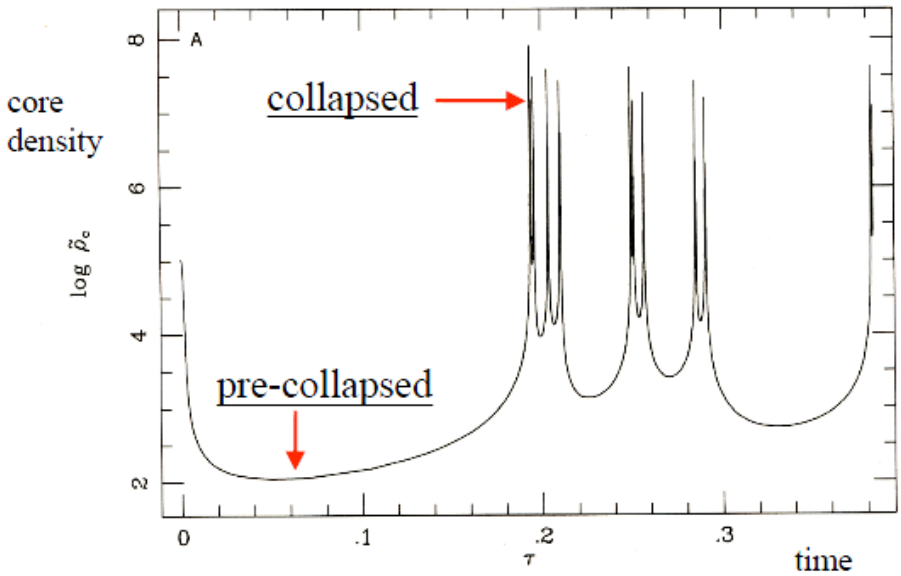
- **<u>Αλληλεπιδράσεις μεμονωμένων αστέρων με binaries</u>**

Στις αλληλεπιδράσεις 3-σωμάτων μπορούμε να συμβούν πολλά σενάρια (Εικόνα 1.18) αλλά κατά κανόνα ισχύσει ο **νόμος του Heggie**. Τα soft binaries (που είναι χαλαρά συνδεδεμένα μεταξύ τους) τείνουν να καταλήγουν πιο ασθενώς συνδεδεμένα μετά από κάποια αλληλεπίδραση με ένα τρίτο αστέρι, ενώ όταν αλληλεπιδρούν τα hard binaries με άλλα αστέρια του σμήνους, απελευθερώνουν περισσότερη ενέργεια από αυτή που απορροφούν και γίνονται πιο «σφιχτά» συνδεδεμένα μεταξύ τους.

Μετά την κατάρρευση του πυρήνα τα hard binaries, όπως είπαμε, προσθέτουν κινητική ενέργεια στα αστέρια με τα οποία αλληλεπιδρούν άρα αυξάνεται και η κινητική ενέργεια στο σύστημα του πυρήνα. Ως αποτέλεσμα, μπαίνει ένα φρένο στην κατάρρευση είτε οδηγώντας σε μείωση της κεντρικής αστρικής πυκνότητας είτε σταματά η βαρυτική κατάρρευση και υπεισέρχεται μια προσωρινή κατάσταση σταθερότητας. Όταν η ενέργεια που προσίδεται από τα hard binaries διοχετευθεί προς την άλω (μέσω αστρικών αλληλεπιδράσεων, δηλαδή two-body relaxation) τότε και πάλι ο πυρήνας καταρρέει κοκ (Εικόνα 1.19). Η διαδικασία αυτή είναι γνωστή με τον όρο **θερμοβαρυτική ταλάντωση (gravothermal oscillation)** και μπορεί να διαρκέσει για μεγάλο χρονικό διάστημα πριν την διάλυση του σμήνους. Βέβαια, καθώς τα hard binaries αποκτούν όλο και και μεγαλύτερη ενέργεια δεσμού, τόσο ελαττώνονται και οι φυσικές τους διαστάσεις οπότε μειώνεται και η ενεργός διατομή αλληλεπίδρασης με άλλους αστέρες.



Εικόνα 1.18. Τροχιές που προκύπτουν από αριθμητικές προσομοιώσεις, για μερικούς από τους δυνατούς συνδυασμούς αλληλεπίδρασης 3-σωμάτων
(Numerical simulations by P.Hut and J.Bahcall).



Εικόνα 1.19. Οι θερμοβαρυτικές ταλαντώσεις (gravothermal oscillations) μετά την αρχική κατάρρευση του πυρήνα του σμήνους.

1.1.3.6. Ο θάνατος των αστρικών σμηνών

Τα αστρικά σμήνη μπορούν σε αρκετές περιπτώσεις να φθάσουν σε πολύ μεγάλη εξελικτική ηλικία, η οποία προσεγγίζει ακόμη και την ηλικία του Σύμπαντος (όπως στην περίπτωση των σφαιρωτών σμηνών του Γαλαξία μας). Το γεγονός αυτό σημαίνει πως κάποια από αυτά είναι συστήματα με αξιοθαύμαστη δυναμική συνοχή σε βάθος χρόνου. Παρόλα αυτά, κάποια στιγμή έρχεται το τέλος και η διάλυσή τους. Αναπόφευκτα, επικρατούν τα αποτελέσματα του 2ου θερμοδυναμικού νόμου ο οποίος επιβάλλει τη διαρκή αύξηση της εντροπίας στο Σύμπαν και μάλιστα με αυξανόμενο ρυθμό. Οι κυριότερες αιτίες που οδηγούν στον θάνατο των αστρικών σμηνών, συνοπτικά είναι οι εξής:

- Οι παλιρροιακές δυνάμεις από τον γαλαξία μέσα στον οποίο βρίσκεται το σμήνος καθώς και οι τροχιακές παράμετροι κατά την περιφορά του γύρω από το γαλαξιακό κέντρο μπορεί να συμβάλλουν σημαντικά στην διάλυσή του (προσθέτοντας ενέργεια στο σμήνος η οποία αυξάνει το ρυθμό αστρικής διαφυγής λόγω της χαλάρωσης 2-σωμάτων) και στο ρυθμό με τον οποίο θα προχωρήσει ο διαχωρισμός μάζας και τελικά το σμήνος θα φτάσει σε κατάσταση core-collapse (πχ Gnedin & Ostriker 1997; Gnedin *et al.* 1999΄Vesperini & Heggie 1997 Chernoff *et al.* 1986; Spitzer 1987; Weinberg 1994; Gnedin *et al.* 1999).

- Αλληλεπιδράσεις με γειτονικούς γαλαξίες και γειτονικά σμήνη.

- Δυναμική χαλάρωση και διαφυγή αστέρων (evaporation), κυρίως για συστήματα με μικρό αριθμό αστέρων.

- Βαρυτικές και ηλεκτρομαγνητικές δυνάμεις (πχ τριβή), που δημιουργούνται κατά την περιφορά του σμήνους γύρω από το γαλαξιακό κέντρο. Η διέλευση μέσα από τα κύματα πυκνότητας των σπειρών ή γιγάντια μοριακά νέφη (Gieles *et al.* 2006, 2007) και περιοχές έντονης αστρικής δημιουργίας του γαλαξιακού δίσκου είναι ικανή να διαταράξει σε κρίσιμο βαθμό τη δυναμική συνοχή του σμήνους.

1.1.3.7. Συνάρτηση μάζας

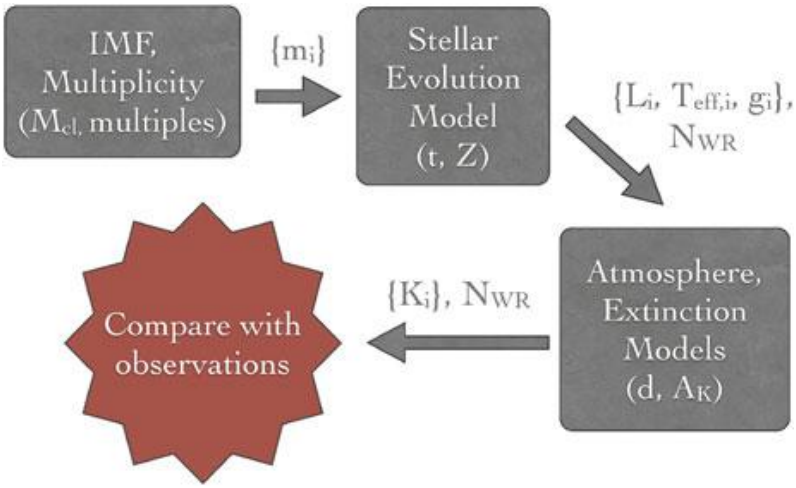
➢ **<u>Αρχική Συνάρτηση Μάζας (Initial Mass Function-IMF)</u>**

Η κατανομή των αστρικών μαζών, που είναι γνωστή και ως αρχική συνάρτηση μάζας (IMF), είναι ίσως το πιο θεμελιώδες αποτέλεσμα της διαδικασίας της αστρικής δημιουργίας καθώς παίζει καθοριστικό ρόλο σε όλη την μετέπειτα εξελικτική πορεία των αστρικών πληθυσμών στα αστρικά σμήνη. Παρόλα αυτά, παραμένει ανοιχτό το ερώτημα αν η IMF έχει παγκόσμιο χαρακτήρα και κατά πόσο αυτή ποικίλει ανάλογα με το περιβάλλον (Bastian et al. 2010; van Dokkum and Conroy 2010). Οι περισσότερες μετρήσεις που έχουν γίνει στην περιοχή γύρω από το ηλιακό μας σύστημα έχουν σαν αποτέλεσμα την εξαγωγή της παρακάτω μορφής (Εικόνα 1.20) για την συνάρτηση μάζας (Salpeter 1995, Kroupa 2001), αν και έχουν προταθεί και άλλες παραπλήσιες εκφράσεις σε πιο πρόσφατες έρευνες (Chabrier 2003, Bastian et al. 2010, Dib et al. 2017).

$$\frac{dN}{dm} \propto m^{-\alpha} \quad \text{where} \quad \begin{cases} \alpha = 2.3 & \text{for } 0.5\,M_\odot < m < 120\,M_\odot \\ \alpha = 1.3 & \text{for } 0.08\,M_\odot < m < 0.5\,M_\odot \\ \alpha = 0.3 & \text{for } 0.008\,M_\odot < m < 0.08\,M_\odot \end{cases}$$

Εικόνα 1.20. Έκφραση της αρχικής συνάρτησης μάζας όπως προκύπτει από μετρήσεις αστρικών μαζών γύρω από τον Ήλιο (Πηγή: Kroupa 2001).

Τα αστρικά σμήνη που βρίσκονται στο κέντρο του Γαλαξία μας αποτελούν ιδανικά εργαστήρια για να ελέγξουμε και να βελτιώσουμε τις θεωρίες μας για την αστρική δημιουργία και την συνάρτηση μάζας, καθώς είναι πολυπληθή συστήματα που περιλαμβάνουν όλο το εύρος των δυνατών αστρικών μαζών. Ιδανικά, θα πρέπει η IMF των σμηνών του γαλαξιακού κέντρου να συγκριθεί με αντίστοιχες παρατηρήσεις άλλων αστρικών σμηνών του Γαλαξία, που έχουν παρόμοιες μάζες και ηλικίες και σταδιακά και με παρατηρήσεις σμηνών γειτονικών γαλαξιών. Ακόμη, οι αριθμητικές προσομοιώσεις (Εικόνα 1.21) που λαμβάνουν υπόψη τα μοντέλα αστρικής εξέλιξης, αστρικής απορρόφησης καθώς και ποικίλες αρχικές συνθήκες για την IMF παίζουν καθοριστικό ρόλο στην εξαγωγή αστροφυσικών συμπερασμάτων. Απώτερος σκοπός είναι να περιοριστούν οι «βαθμοί ελευθερίας» στις θεωρίες αστρικής δημιουργίας και εξέλιξης ώστε να καταλήξουμε σε πιο αξιόπιστα θεωρητικά μοντέλα που θα περιγράφουν τις παρατηρήσεις μας με αξιοπιστία και θα έχουν έναν πιο παγκόσμιο χαρακτήρα.



Εικόνα 1.21. Σχηματική αναπαράσταση των βασικών συνιστωσών που απαιτούνται στην μοντελοποίηση της αρχικής συνάρτησης μάζας.

- **<u>Διαφυγή αστέρων και εξέλιξη της συνάρτησης μάζας</u>**

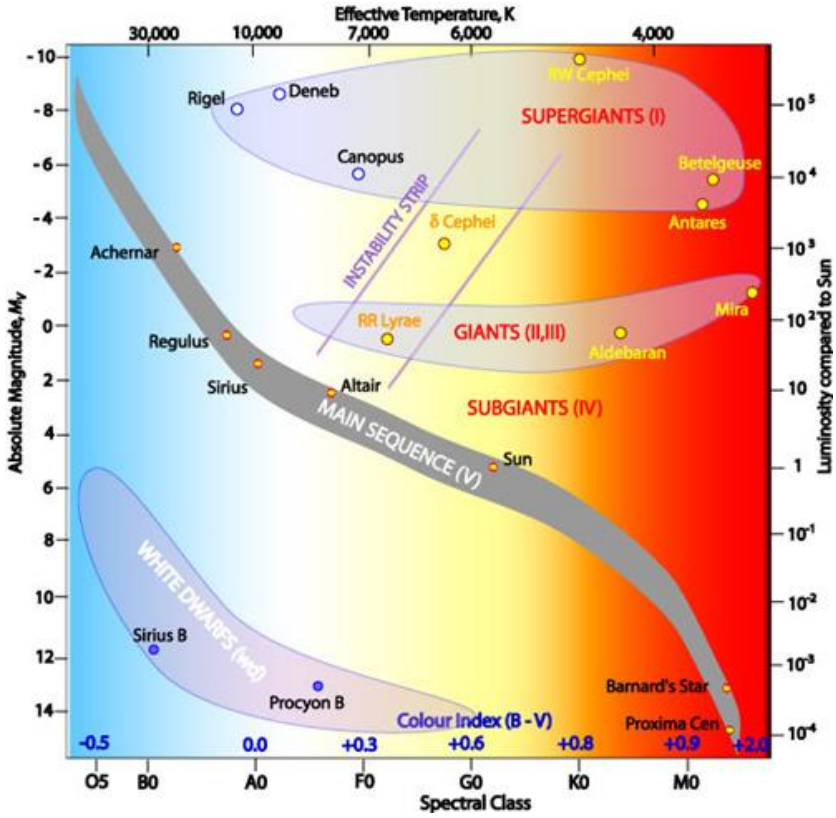
Όπως ήδη έχουμε αναφέρει, ένα αποτέλεσμα της τάσης του σμήνους στην ισοκατανομή της ενέργειας είναι ο διαχωρισμός μάζας. Τα πιο μαζικά αστέρια βυθίζονται προς τον πυρήνα, ενώ εκείνα με τις χαμηλότερες μάζες συνθέτουν, κατά κύριο λόγο, τον πληθυσμό της άλω και των διαφυγέντων σωμάτων από το σμήνος. Αυτή η απώλεια αστέρων χαμηλών μαζών σταδιακά

μεταβάλλει την κλίση, α, της συνάρτησης μάζας. Οι προσομοιώσεις N-σωμάτων έχουν δείξει μια στενή συσχέτιση μεταξύ της αρχικής απώλειας μάζας από το σμήνος και της κλίσης της τρέχουσας συνάρτησης μάζας στο όριο των χαμηλών μαζών (πχ Vesperini & Heggie 1997; Baumgardt & Makino 2003). Υποθέτοντας ότι τα σμήνη χαρακτηρίζονται από μια γενικευμένη IMF, η κλίση της τρέχουσας μορφής της συνάρτησης μάζας που αυτά έχουν, είναι μια καλή ένδειξη για να κρίνουμε ποια από αυτά έχουν υποστεί την μεγαλύτερη δυναμική εξέλιξη (Piotto & Zoccali 1999).

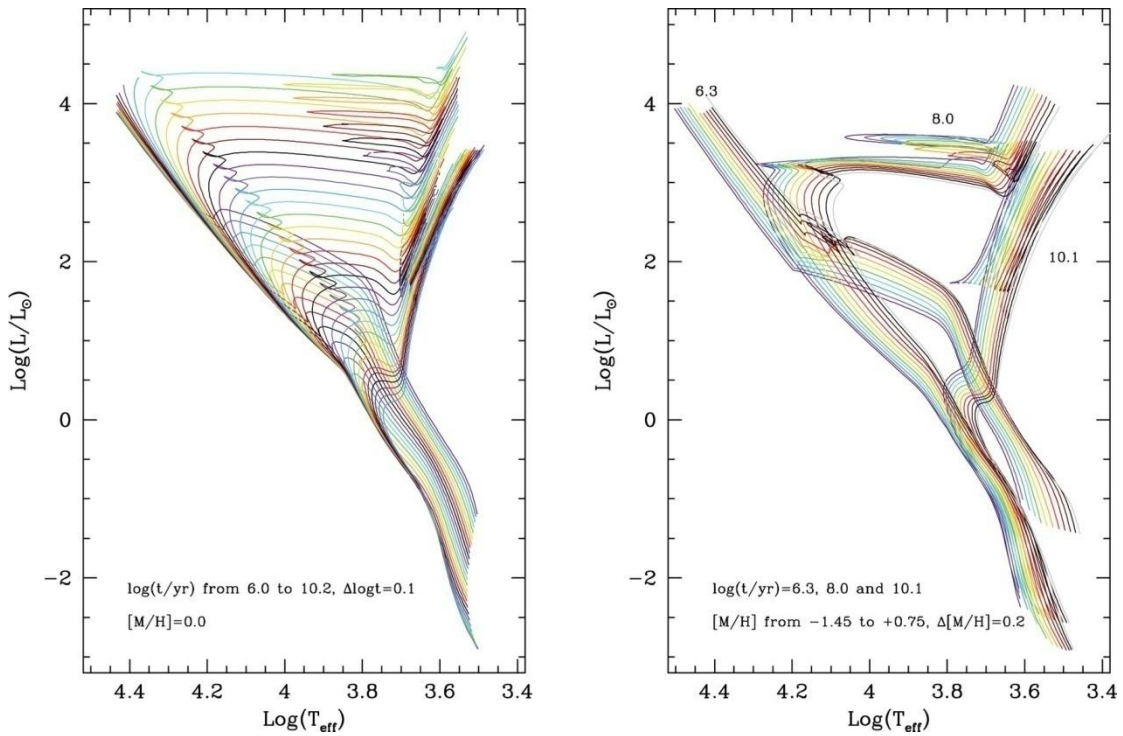
1.1.4. Αστρική εξέλιξη και θεωρητικές ισόχρονες

Η αστρική εξέλιξη είναι ένα από τα σημαντικότερα και πιο πολύπλοκα ζητήματα της Αστροφυσικής. Ο χρόνος ζωής των αστεριών, συγκρινόμενος με τον χρόνο ζωής ενός ανθρώπου είναι δυσανάλογα μεγαλύτερος. Γι' αυτό δε θα μπορούσαμε ποτέ να παρακολουθήσουμε την δημιουργία, την εξέλιξη και το θάνατο ενός αστέρα, στο σύντομο πέρασμά μας από τη Γη. Ουσιαστικά αυτό που βλέπουμε όταν κοιτάζουμε τον έναστρο ουρανό είναι στιγμιότυπα της ζωής των αστέρων. Για καλή μας τύχη όμως, τα στιγμιότυπα αυτά παρουσιάζουν ποικιλία ως προς την ηλικία, τη μάζα και τη χημική σύνθεση και έτσι μπορούμε παρατηρώντας ένα μεγάλο δείγμα αστέρων να κατασκευάσουμε μια ακολουθία από στάδια της αστρικής εξέλιξης και να εξάγουμε έτσι αστροφυσικά συμπεράσματα. Ο Δανός αστρονόμος Ejnar Hertzsprung ήταν ο πρώτος που κατασκεύασε, το 1906, ένα διάγραμμα φωτεινότητας-δείκτη χρώματος ή απολύτου μεγέθους-δείκτη χρώματος (είναι γνωστό πως η φωτεινότητα συνδέεται λογαριθμικά με το απόλυτο μέγεθος μέσω της σχέσης του Pogson) για αστέρες διαφορετικής μάζας και ηλικίας. Μερικά χρόνια αργότερα, το 1913, ο Αμερικανός αστρονόμος Henry Norris Russell κατασκεύασε ένα διάγραμμα για το ίδιο δείγμα αστέρων, μόνο που αυτή τη φορά συσχέτιζε το απόλυτο μέγεθος με τον φασματικό τύπο (και την ενεργή θερμοκρασία T_{eff}, καθώς αυτές οι δύο παράμετροι συνδέονται μεταξύ τους). Κάπως έτσι προέκυψε το περίφημο **θεωρητικό διάγραμμα Hertzsprung-Russell** (Εικόνα 1.22). Το διάγραμμα H-R είναι, έκτοτε, ένα από σημαντικότερα εργαλεία στα χέρια των αστροφυσικών γιατί παρουσιάζει μια καλή προσέγγιση της αστρικής εξέλιξης, ενώ παράλληλα μας δίνει τη δυνατότητα να μελετήσουμε πολλές ιδιότητες ενός αστέρα, απλά και μόνο γνωρίζοντας τη θέση του πάνω σε αυτό.

Η καμπύλη που ακολουθεί ένας αστέρας πάνω στο θεωρητικό διάγραμμα H-R κατά το πέρασμά του από τα διάφορα εξελικτικά στάδια, λέγεται **τροχιά εξέλιξης**. Οι τροχιές εξέλιξης προκύπτουν από αριθμητικούς κώδικες οι οποίοι προσομοιώνουν την χρονική εξέλιξη αστρικών μοντέλων με δεδομένη αρχική μάζα και μεταλλικότητα. Από εκεί και πέρα γίνονται διάφορες παραδοχές ως προς τις φυσικές αρχές και τις συνθήκες, γι' αυτό και οι εξελικτικοί κώδικες διαφορετικών ερευνητικών ομάδων μπορεί να διαφέρουν ελαφρώς ως προς τα αποτελέσματά τους. Έτσι θα πρέπει κάθε φορά να αναφέρουμε ποιόν κώδικα έχουμε ως σημείο αναφοράς. Μερικοί από τους πιο γνωστούς εξελικτικούς κώδικες είναι οι PARSEC του Πανεπιστημίου της Padova (Bressan et al. 2012; Bressan et al. 2013), BASTI (Pietrinferni et al. 2013), Dartmouth (Dotter et al. 2008) καθώς και οι κώδικες του Vandenberg (Vandenberg 2013). Οι **θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες** προκύπτουν για μια δεδομένη τιμή της μεταλλικότητας (Εικόνα 1.23), λαμβάνοντας υπόψη τις τροχιές εξέλιξης αστέρων διαφορετικών μαζών. Στην παρούσα διπλωματική εργασία θα χρησιμοποιήσουμε τον εξελικτικό κώδικα PARSEC, για τον προσδιορισμό της σχετικής ηλικίας των αστρικών πληθυσμών των σμηνών που μελετούμε.



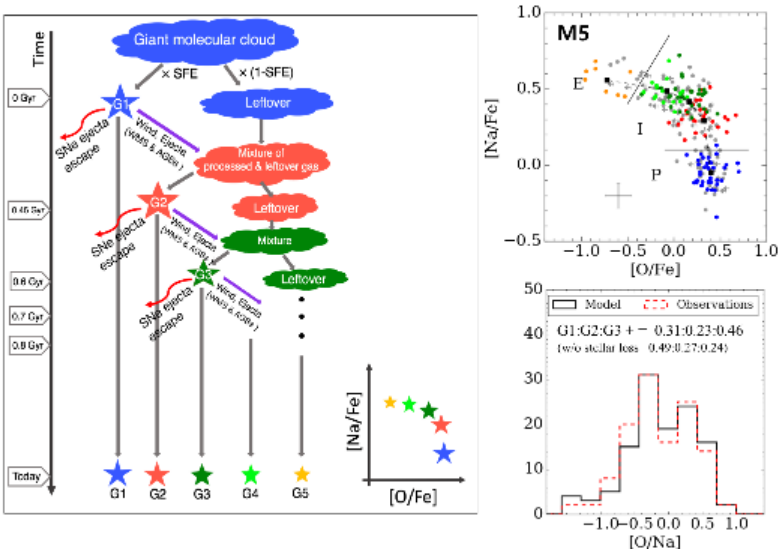
Εικόνα 1.22. Το θεωρητικό διάγραμμα H-R.



Εικόνα 1.23. Θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες του εξελικτικού κώδικα PARSEC, του Πανεπιστημίου της Padova (Bressan et al. 2012; Bressan et al. 2013)

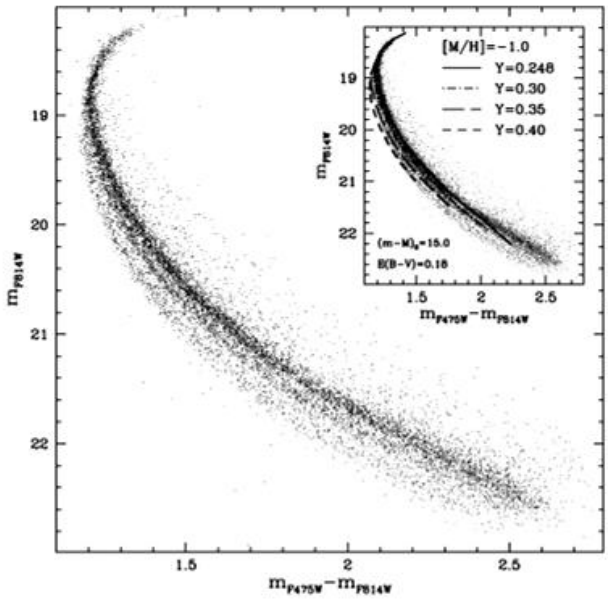
1.1.5. Πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί

Όλα τα σφαιρωτά σμήνη του Γαλαξία μας (ή κοντά σε αυτόν) είναι πολύ γηραιά με αποτέλεσμα να μην είμαστε σε θέση να παρατηρήσουμε λεπτομερώς την διαδικασία σχηματισμού τους και τα πρώτα στάδια της εξέλιξής τους. Αυτές οι πρώτες φάσεις ήταν αρκετά πολύπλοκες καθώς συνοδεύθηκαν από αρκετά βίαια και ενεργητικά φαινόμενα. Εκρήξεις υπερκαινοφανών, φωτοϊονισμός και αστρικοί άνεμοι από μαζικούς αστέρες πιθανώς δημιούργησαν μεγάλες φυσαλίδες αερίου, ανομοιογένειες καθώς και κρουστικά κύματα τα οποία οδήγησαν σε μετέπειτα πυροδότηση της αστρικής εξέλιξης. Όλες αυτές οι διαδικασίες άφησαν πίσω τους ένα δυναμικό και χημικό αποτύπωμα (Εικόνα 1.24). Άλλωστε, όπως γνωρίζουμε, ακόμη και η κατανομή των μελών σμήνους πάνω στην Κύρια Ακολουθία και τον Οριζόντιο Κλάδο του διαγράμματος χρώματος-μεγέθους εξαρτώνται από τη μεταλλικότητα κατά την εποχή της αστρογένεσης. Τα συμπεράσματα για αυτά τα πρώτα τους εξελικτικά στάδια τα εξάγουμε έμμεσα μελετώντας τις φυσικές παραμέτρους και τα χαρακτηριστικά που παρουσιάζουν στην παρούσα φάση κάνοντας αναγωγές στο παρελθόν. Πολύ σημαντικές στην κατανόηση, των πολυπληθών αυτών συστημάτων, είναι και οι προσομοιώσεις/μοντελοποιήσεις στις οποίες θέτουμε διάφορες αρχικές συνθήκες και βασικούς φυσικούς νόμους που διέπουν τις αστρικές ομάδες και προσπαθούμε να αναπαράγουμε-προσεγγίσουμε με τον βέλτιστο δυνατό τρόπο τα παρατηρησιακά δεδομένα που έχουμε για τα σμήνη (D'Ercole et al. 2008; Renzini 2008).



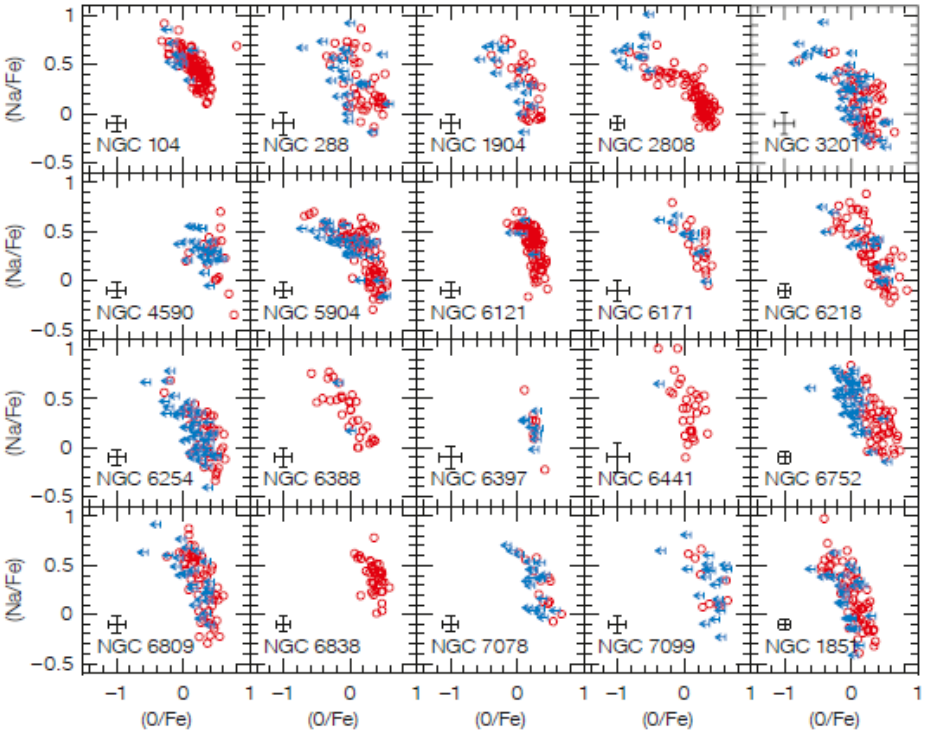
Εικόνα 1.24. Σχηματική αναπαράσταση μοντέλων χημικής εξέλιξης που εξηγούνται από πολλαπλές γενεές αστέρων (δεξιά). Αριστερά γίνεται η σύγκριση των μοντέλων με παρατηρησιακά δεδομένα για το σφαιρωτό σμήνος M5 (Carretta et al. 2009a,b).

Σύγχρονες μελέτες (Bedin *et al.*2004; Gratton *et al.* 2004; Piotto *et al.* 2007; Carretta *et al.* 2008, 2009*a*,*b*; D'Antona & Caloi 2008; Milone *et al.* 2008; Piotto 2008; Piotto et al. 2015) επιβεβαιώνουν ότι σε όλα σχεδόν τα σφαιρωτά σμήνη υπάρχουν πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί, σε αντίθεση με τις παλαιότερες αντιλήψεις που ήθελαν ο πληθυσμός ενός σμήνους να είναι αποτέλεσμα μιας και μόνο αστρογένεσης. Στα πιο πολλά σφαιρωτά σμήνη έχουν βρεθεί πολλαπλές ΚΑ (Εικόνα 1.25) (Bedin et al.2004, Piotto et al. 2014, M54 (Bellazzini et al. 2008), NGC 2808 (Bedinet al. 2000; Piotto et al. 2007), NGC 1851 (Milone et al.2008; Han et al. 2009) και NGC 6752 (Milone et al. 2010).

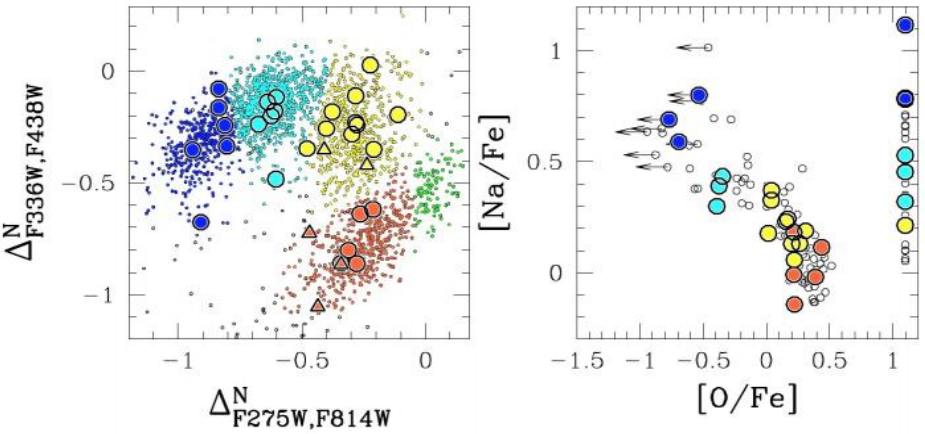


Εικόνα 1.25. Η τριπλή MS του NGC 2808 (Piotto et al. 2007).

Εκτός από τις φωτομετρικές μελέτες, φασματοσκοπικές μελέτες σε αστέρια σφαιρωτών σμηνών έχουν αποκαλύψει διακυμάνσεις στην αφθονία ελαφρών χημικών στοιχείων όπως C, N, I, Na, Mg και Al. Μάλιστα παρουσιάζονται συχνά κάποιες χαρακτηριστικές (αντι)συσχετίσεις (π.χ. C-N, Na-0, Mg-Al) οι οποίες θεωρούνται αποδεικτικά στοιχεία για τη θεωρία που θέλει τα σφαιρωτά σμήνη να φιλοξενούν πολλαπλούς αστρικούς πληθυσμούς με διακριτά χημικά αποτυπώματα (π.χ. Gratton et al. 2010). Για παράδειγμα οι Carreta et al. (2009a) και Carreta et al. (2010) βρήκαν ότι κάποια από τα πιο λαμπρά σφαιρωτά σμήνη επιδεικνύουν μια ιδιαίτερα εκτεταμένη αντισυσχέτιση Na-O (Εικόνα 1.26). Μάλιστα παράλληλες φωτομετρικές και φασματοσκοπικές παρατηρήσεις στο σφαιρωτό σμήνος NGC 2808 (Milone et al. 2015), αποκάλυψαν πως δεν αποτελείται «μόνο» από τρεις (Piotto et al. 2007) αλλά από τέσσερεις αστρικούς πληθυσμούς (Εικόνα 1.27). Η σχέση Na-O (όπως και η σχέση Al-Mg) είναι αποτέλεσμα της καύσης H σε πολύ υψηλές θερμοκρασίες, σε αστέρια της πρώτης γενιάς (polluters). Εκτός από την αντισυσχέτιση Na-O, στα χαμηλής μεταλλικότητας σμήνη βρέθηκε πως η συνιστώσα του Al παρουσιάζει μεγαλύτερο εύρος, υποδεικνύοντας ότι η παραγωγή Al εξαρτάται από τη μεταλλικότητα του σμήνους(πχ M13 (Shetrone 1996; Kraft et al. 1997; Cavallo & Nagar 2000; Sneden et al. 2004; Cohen & Mel´endez 2005; Johnson et al. 2005), M5 (Ivans et al. 2001), M80 (Cavallo et al.2004), NGC 6752 (Carretta et al. 2009b)). Βρέθηκε ακόμη, ότι η συσχέτιση Al-Na που τυπικά παρουσιάζεται σε πιο πλούσια σε μέταλλα σφαιρωτά σμήνη, όπως τα M3 και M13 (Cavallo and Nagar 2000) απουσιάζει από τους πιο πλούσιους σε μέταλλα πληθυσμούς πχ στα σμήνη ω Cen (Johnson & Pilachowski 2010) και 47 Tuc (Cordero et al. 2014). Φυσικά, είναι πολύ σημαντικό να αποκωδικοποιηθούν και να διαλευκανθούν πλήρως οι φυσικές διεργασίες και οι συνθήκες από τις οποίες προέρχονται όλα τα παραπάνω παρατηρησιακά δεδομένα. Οι πληθυσμοί πρώτης γενιάς αποτελούνται από πρωτογαλαξιακό μεσοαστρικό μέσο αποτελούμενο κυρίως από ήλιο και υδρογόνο. Οι δεύτερες γενιές αστέρων όμως έχουν διαφορετική χημική σύσταση και αποτελούνται από υλικό το οποίο είναι πρωταρχικό υλικό του σμήνους εμπλουτισμένο και αναμεμειγμένο με υλικό που έχει παραχθεί από τους πιο μαζικούς αστέρες της πρώτης γενιάς. Ταχέως περιστρεφόμενα μαζικά αστέρια (Decressin et al. 2007, 2010; Charbonnel et al. 2013), αστέρια του ασυμπτωτικού κλάδου των γιγάντων (Ventura et al. 2001; D'Ercole et al. 2008; D'Antona et al. 2012), μαζικά binary stars (de Mink et al. 2009), υπερμαζικά αστέρια (Denissenkov & Hartwick 2014), εκρήξεις καινοφανών (Smith & Kraft 1996; Maccarone et al. 2012) και συνδυασμός των παραπάνω με αστρικές αλληλεπιδράσεις σε πυκνά περιβάλλοντα (Elmegreen 2017), είναι όλοι υποψήφιοι υπαίτιοι για την εξήγηση των αφθονιών που παρατηρούνται στα αστέρια της δεύτερης γενιάς.

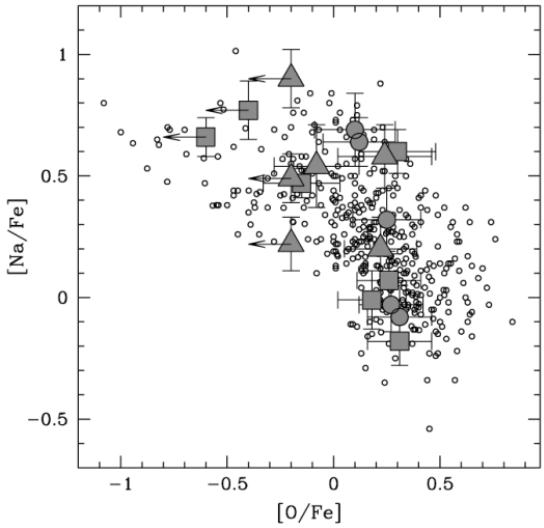


Εικόνα 1.26. Τα διαγράμματα log(Na/Fe) vs log(O/Fe, κανονικοποιημένα ως προς την αντίστοιχη αφθονία του Ήλιου, δείχνουν την αντι-συσχέτιση Na-O για παρατηρήσεις 20 σφαιρωτών σμηνών με τον φασματογράφο FLAMES (Carreta et al. 2009a; Carreta et al. 2010).



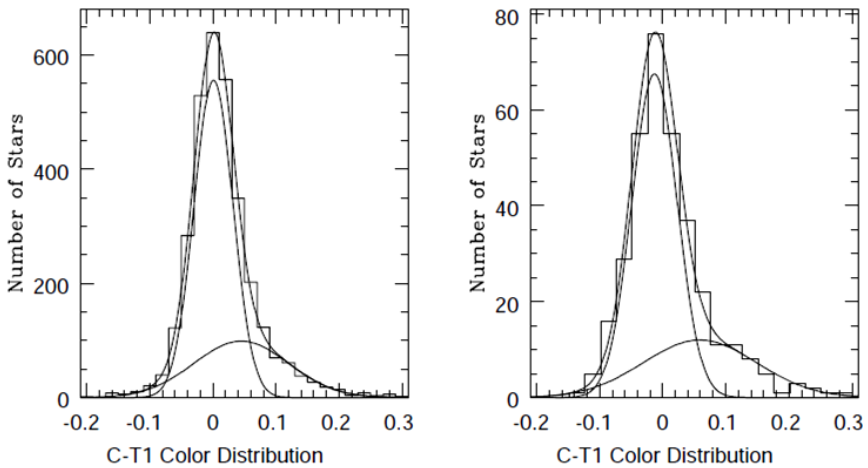
Εικόνα 1.27. Παράλληλες φωτομετρικές και φασματοσκοπικές παρατηρήσεις του σφαιρωτού σμήνους NGC 2808, αποκαλύπτουν την ύπαρξη τεσσάρων αστρικών πληθυσμών (Milone et al. 2015).

Μία πολύ ενδιαφέρουσα έρευνα των Mucciarelli et al. (2009) αποκάλυψε πως τρία μαζικά και γηραιά σφαιρωτά σμήνη στο Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου, παρουσιάζουν την ίδια αντισυσχέτιση Na-O που συναντούμε στα σφαιρωτά σμήνη του Γαλαξία μας (Εικόνα 1.28). Το γεγονός αυτό άφησε ανοικτό το ενδεχόμενο οι πολλαπλοί πληθυσμοί σε σφαιρωτά σμήνη να μην είναι μόνο χαρακτηριστικό του δικού μας Γαλαξία, αλλά να είναι κάτι που χαρακτηρίζει τα σφαιρωτά σμήνη σε μια πιο «παγκόσμια» κλίμακα.



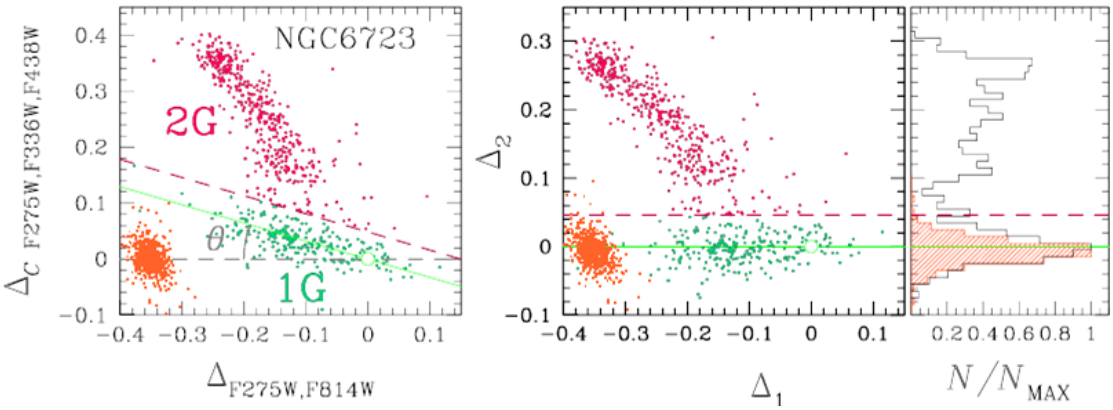
Εικόνα 1.28. Η σχέση Na-O για τρία μαζικά και γηραιά σφαιρωτά σμήνη του LMC, έχει την ίδια μορφή με την αντίστοιχη σχέση για τα σφαιρωτά σμήνη του Γαλαξίας μας (Mucciarelli et al. 2009).

Η παρατήρηση πολλαπλών αστρικών πληθυσμών σε σφαιρωτά σμήνη είναι μια αρκετά δύσκολη διαδικασία που απαιτεί καλής ποιότητας φωτομετρικά δεδομένα. Στα οπτικά μήκη κύματος, η διάκριση των πληθυσμών (κυρίως στην ΚΑ) είναι αρκετά δύσκολη και απαιτεί συνήθως ισχυρά τηλεσκόπια (πχ HST), καθώς και φασματογράφους υψηλής ανάλυσης για την εύρεση των χημικών αποτυπωμάτων και ακτινικών ταχυτήτων. Πέρα από αυτά, οι πολλαπλοί πληθυσμοί διακρίνονται καλύτερα μεταξύ τους ανάλογα και με τα φωτομετρικά φίλτρα που θα χρησιμοποιήσουμε. Η διάκριση των πληθυσμών γίνεται καλύτερα στα υπεριώδη μήκη κύματος, ενώ ένα από τα ιδανικότερα σετ φίλτρων που μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε, είναι αποδεδειγμένα τα φίλτρα του φωτομετρικού συστήματος Washington. Για παράδειγμα, στην Εικόνα 1.29 βλέπουμε τα ιστογράμματα κατανομής αριθμού αστέρων με το χρώμα C-T_1, για τα αστέρια της MS (αριστερά) και του RGB (δεξιά) στο σφαιρωτό σμήνος NGC 1851. Με τη χρήση των συγκεκριμένων φίλτρων Washington, έγινε εφικτή η διάκριση δύο πληθυσμών, σε κάθε ιστόγραμμα, οι οποίοι προσεγγίζονται με κατανομές Gauss και έχουν αναλογίες $\sim$ 30 και 70%. Ο μικρότερος πληθυσμός είναι πιο «ερυθρός» και παρουσιάζει μεγαλύτερο χρωματικό εύρος (Cummings et al. 2014).



Εικόνα 1.29. Ιστογράμματα κατανομής αριθμού αστέρων με το χρώμα C-T_1 (Washington filters), για τα αστέρια της MS (αριστερά) και του RGB (δεξιά) στο σφαιρωτό σμήνος NGC 1851 (Cummings et al. 2014).

Ακόμη, σε μια πρόσφατη έρευνα των Milone et al. (2017) πραγματοποιήθηκε φωτομετρία σε 52 σφαιρωτά σμήνη του Γαλαξία με δεδομένα του HST (στα φίλτρα $F275W$, $F336W$, $F438W$ του WFC3/UVIS και $F606W$, $F814W$ filters του WFC/ACS). Από αυτές τις παρατηρήσεις κατασκευάστηκαν συγκεκριμένοι συνδυασμοί από ψευδο-CMD, και Color-Color Diagrams, ή "chromosome diagrams" όπως λέγονται, τα οποία είναι ιδιαίτερα ευαίσθητα στην παρουσία πολλαπλών πληθυσμών στον Κλάδο των Γιγάντων και έτσι μεγιστοποιούν την πληροφορία που μπορούμε να πάρουμε σχετικά με την ύπαρξή τους μέσα στα σμήνη.



Εικόνα 1.30. Chromosome diagrams για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6723 (Milone et al. 2017), όπου διακρίνονται καθαρά οι πληθυσμοί της πρώτης και δεύτερης γενιάς αστέρων.

Στην συντριπτική πλειοψηφία των σμηνών βρέθηκε πως υπάρχουν ξεκάθαρα δύο τουλάχιστον πληθυσμοί (διαφορετικών γενεών και μεταλλικοτήτων) (Εικόνα 1.30). Έτσι, τα chromosome diagrams αποδεικνύεται πως είναι μια ακόμη αξιόπιστη μέθοδος για την ανίχνευση πολλαπλών πληθυσμών.

Τελικά, για να κατανοήσουμε την διαδικασία του χημικού εμπλουτισμού στα σφαιρωτά σμήνη καθώς και τη φύση των αστεριών που είναι υπεύθυνα για τον εμπλουτισμό της μεσοαστρικής ύλης του σμήνους χρειαζόμαστε περισσότερα αστρονομικά δεδομένα για να ελέγξουμε τις γνώσεις μας και τις θεωρίες που προκύπτουν από αυτές. Είναι απαραίτητο, λοιπόν, να μελετήσουμε τις χημικές αφθονίες σε μεγάλα δείγματα αστέρων όλων των πληθυσμών. Επίσης, αυτό θα πρέπει να γίνει για πολλά αστρικά σμήνη (του Γαλαξία αλλά και γειτονικών γαλαξιών) με ένα εύλογο εύρος σε μάζα, ηλικία και μεταλλικότητα.

1.1.6. Αστροφυσική σημασία μελέτης των αστρικών σμηνών

Όπως έχει ήδη γίνει φανερό από τα στοιχεία που παρουσιάστηκαν στο Κεφάλαιο 1, τα αστρικά σμήνη είναι από τα σημαντικότερα «εργαστήρια» μελέτης για τους Αστροφυσικούς. Μελετώντας είτε ένα μεμονωμένο αστρικό σμήνος είτε δείγματα πολλών σμηνών, μπορούμε να εξάγουμε μια πληθώρα από πληροφορίες που αφορούν τόσο τα ίδια τα αντικείμενα, όσο και γενικότερα αστροφυσικά και κοσμολογικά ζητήματα. Συνοπτικά, ορισμένες από τις κυριότερες αστροφυσικές πληροφορίες/συμπεράσματα που καθιστούν αναγκαία και πολύτιμη τη μελέτη των αστρικών σμηνών είναι:

- Έλεγχος και συμπλήρωση των γνώσεών μας στο ζήτημα της αστρικής εξέλιξης.
- Μελέτη πολλαπλών γενεών αστέρων μέσα στο ίδιο σμήνος και αναζήτηση των μηχανισμών/φαινομένων που συντέλεσαν στον χημικό εμπλουτισμό του υλικού, από το οποίο δημιουργήθηκαν οι μεταγενέστεροι αστρικοί πληθυσμοί.
- Μέτρηση απόστασης αξιοποιώντας χαρακτηριστικούς μεταβλητούς αστέρες των σμηνών (πχ Κηφείδες και RR-Lyrae), που έχουν γνωστές σχέσεις περιόδου-λαμπρότητας.
- Προσδιορισμός μεσοαστρικής ερύθρωσης και απορρόφησης.
- Αστρομετρική μελέτη των ανοικτών σμηνών που χρησιμοποιούνται ως δείκτες της θέσης των σπειρών του Γαλαξία (νεαρά ανοικτά σμήνη) και του γαλαξιακού επιπέδου (ανοικτά σμήνη με μεγαλύτερες εξελικτικές ηλικίες).
- Η μελέτη των τροχιών των σφαιρωτών σμηνών αποτελεί ένδειξη για τη θέση του βαρύκεντρου του Γαλαξία.
- Η κατανομή και οι ιδιότητες των σφαιρωτών σμηνών μας δίνουν πληροφορίες για τη χημική εξέλιξη των γαλαξιών, την σκοτεινή γαλαξιακή ύλη καθώς και για τη διαδικασία και την εποχή σχηματισμού των γαλαξιών.
- Η μελέτη αστρικών υπερσμηνών σε αντιπαράθεση με νάνους γαλαξίες είναι σημαντική στην κατανόηση των διαφορών μεταξύ τους. Το κυριότερο ερώτημα που θέλουμε να απαντηθεί είναι οι διαδικασίες σχηματισμού τους, οι οποίες οδήγησαν στην ύπαρξη μεγάλου ποσοστού σκοτεινής ύλης στους νάνους γαλαξίες και σχεδόν την απουσία της στα αστρικά υπερσμήνη.
- Σχεδόν το ¼ των σφαιρωτών σμηνών, έχει βρεθεί ότι είναι συλληφθέντα σώματα από γειτονικούς γαλαξίες, γεγονός που υποδεικνύει ότι στο παρελθόν υπήρξε βαρυτική αλληλεπίδραση μεταξύ γαλαξιών. Η δυναμική μελέτη των σμηνών αυτών και η ανάλυση της χημικής τους σύνθεσης μας βοηθούν να βγάλουμε συμπεράσματα για τους γειτονικούς γαλαξίες από τους οποίους προέρχονται αλλά και τις διαφορές τους ως προς τον δικό μας.
- Τα αστρικά σμήνη είναι πολύτιμα εργαστήρια δυναμικών μελετών. Η αξιοθαύμαστη συνοχή τους, η αντοχή τους στο χρόνο, η κινηματική και η μορφολογία τους μας δίνουν πολύτιμες πληροφορίες σχετικά με το πρόβλημα της δυναμικής εξέλιξης συστημάτων N-σωμάτων. Στα ανοικτά σμήνη, μάλιστα, η δυναμική εξέλιξη γίνεται ταχύτατα. Έτσι, πολλά από αυτά βρίσκονται στο τελικό στάδιο της δυναμικής τους εξέλιξης, ενώ οι αστέρες είναι πολύ νέοι από άποψη αστρικής εξέλιξης.
- Εξαγωγή μιας παγκόσμιας τιμής για την αρχική συνάρτηση μάζας (IMF), η οποία παίζει καθοριστικό ρόλο στην αστρική δημιουργία και την δυναμική εξέλιξη των αστρικών συστημάτων.
- Τα αστρικά σμήνη συνήθως περιλαμβάνουν μεγάλο αριθμό διπλών συστημάτων, τα οποία παίζουν καθοριστικό ρόλο σε κάποια στάδια της εξέλιξής τους (πχ οι αστρικές αλληλεπιδράσεις με hard binaries είναι ένα «φρένο» στην κατάρρευση του πυρήνα των σφαιρωτών σμηνών) γι' αυτό και είναι σημαντική η συστηματική έρευνα προς την κατεύθυνση αυτή.
- Μελέτη του τρόπου δημιουργίας και εξέλιξης μεταβλητών αστέρων και εξωτικών αντικειμένων, όπως είναι οι Blue Stragglers.
- Εκτενέστερες μελέτες των streams, της γαλαξιακής άλω και των σφαιρωτών σμηνών θα αποδείξουν αν τελικά ισχύει το σενάριο ότι η άλως προέρχεται από αστέρια της πρώτης γενιάς των σφαιρωτών σμηνών, τα οποία διέφυγαν από το βαρυτικό πεδίο των σμηνών.
- Τα σφαιρωτά σμήνη είναι «απολιθώματα» από την εποχή δημιουργίας του Γαλαξία μας και παράλληλα είναι από τα γηραιότερα αντικείμενα στο Σύμπαν. Επομένως, έχουν ιδιαίτερη κοσμολογική σημασία καθώς θέτουν ένα κάτω όριο στην ηλικία του Σύμπαντος.

Κεφάλαιο 2

Παρατηρησιακή αστροφυσική σε αστρικά σμήνη

Τα αστρικά σμήνη λόγω της ιδιαίτερης αστροφυσικής σημασίας τους και της πολυπλοκότητάς τους, απαιτούν μια πολύπλευρη προσέγγιση στη μελέτη τους, η οποία περιλαμβάνει έναν μεγάλο αριθμό τεχνικών και μεθόδων. Παρατηρήσεις σε διάφορες φασματικές περιοχές, θεωρητικά μοντέλα και προσομοιώσεις είναι οι τρεις βασικές συνιστώσες που συνθέτουν το σκηνικό της εξονυχιστικής έρευνας στο πεδίο των αστρικών σμηνών. Στο παρόν Κεφάλαιο αναφέρουμε μερικές από τις σημαντικότερες παρατηρησιακές μεθόδους που είναι η φωτομετρία, η φασματοσκοπία, η απεικόνιση και αστρομετρία και η πολωσιμετρία. Περισσότερη έμφαση, δίνουμε στο κομμάτι της φωτομετρίας καθώς είναι η μέθοδος που εφαρμόζουμε στην παρούσα διπλωματική εργασία.

2.1. Φασματοσκοπία

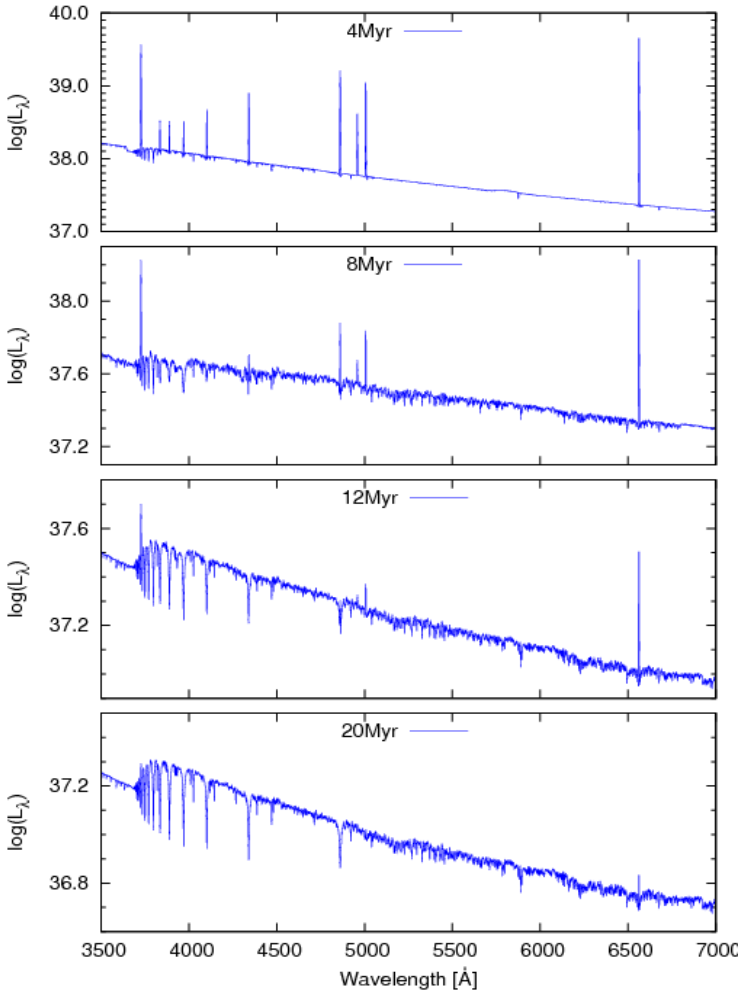
Η φασματοσκοπία είναι μια από τις σημαντικότερες μεθόδους μελέτης μεμονωμένων αστέρων σε αστρικά σμήνη. Οι βασικές πληροφορίες που μπορούμε να εξάγουμε από τα αστρικά φάσματα είναι η χημική σύνθεση, η ενεργός θερμοκρασία και η ακτινική ταχύτητα (κατά μήκος της διεύθυνσης παρατήρησης), χρησιμοποιώντας τον γνωστό Νόμο Doppler (σχέση 2.1). Αν, μάλιστα, το επιτρέπει η ανάλυση του εκάστοτε φασματογράφου, μπορούμε να εξάγουμε επιπλέον πληροφορίες για τη μάζα των αστέρων (σε διπλά συστήματα) και για την παρουσία μαγνητικής δραστηριότητας. Πολλές φορές η φασματοσκοπία εφαρμόζεται και στην ανακάλυψη νέων μεταβλητών αστέρων. Αυτό είναι ιδιαίτερα σημαντικό στην περίπτωση των αστρικών σμηνών, καθώς οι μεταβλητοί τους αστέρες χρησιμοποιούνται συχνά για τον προσδιορισμό της απόστασής τους, μέσα από γνωστές σχέσεις περιόδου-λαμπρότητας.

Νόμος Doppler $$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{u}{c} \qquad \textbf{(2.1)}$$

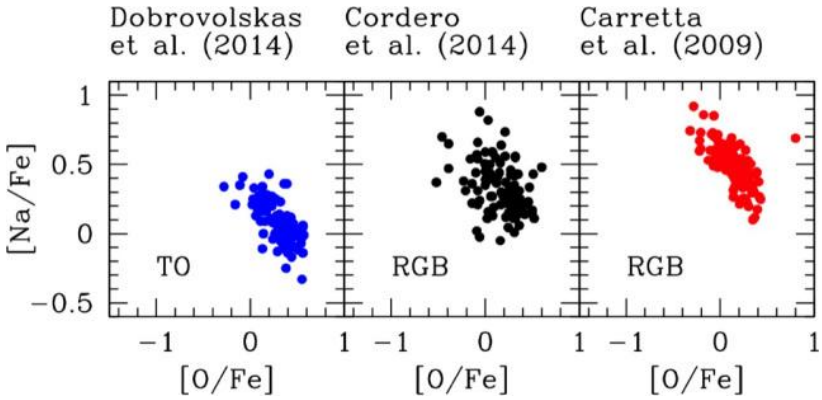
Στην Εικόνα 2.1, βλέπουμε τα συνθετικά φάσματα για σμήνη διαφόρων ηλικιών. Παρατηρούμε ότι στις νεαρότερες ηλικίες που τα σμήνη αποτελούνται από πιο μαζικά και θερμά αστέρια έχουμε περισσότερες και πιο έντονες γραμμές εκπομπής. Καθώς αυξάνεται η εξελικτική ηλικία, τα σμήνη αποτελούνται από ολοένα και πιο γηραιούς αστέρες (με μικρότερη ενεργή θερμοκρασία). Έτσι, οι γραμμές εκπομπής σταδιακά μειώνονται με την ηλικία και αρχίζουν να εμφανίζονται πλέον γραμμές απορρόφησης. Τα φάσματα των πολύ γηραιών αστρικών σμηνών κυριαρχούνται από γραμμές απορρόφησης.

Η φασματοσκοπία παίζει καθοριστικό ρόλο και στην ανίχνευση και ταυτοποίηση των πολλαπλών πληθυσμών σε σφαιρωτά σμήνη. Η μελέτη των αστρικών φασμάτων αποκαλύπτει το χημικό αποτύπωμα των διαδικασιών από τις οποίες προήλθε ο κάθε πληθυσμός (Εικόνα 2.2). Στην Εικόνα 2.3, βλέπουμε το μοντέλο του φάσματος ενός σμήνους ηλιακής μεταλλικότητας για ηλικίες 6Myr και 100Myr. Αρχικά θεωρούμε ότι αποτελείται από έναν απλό αστρικό πληθυσμό.

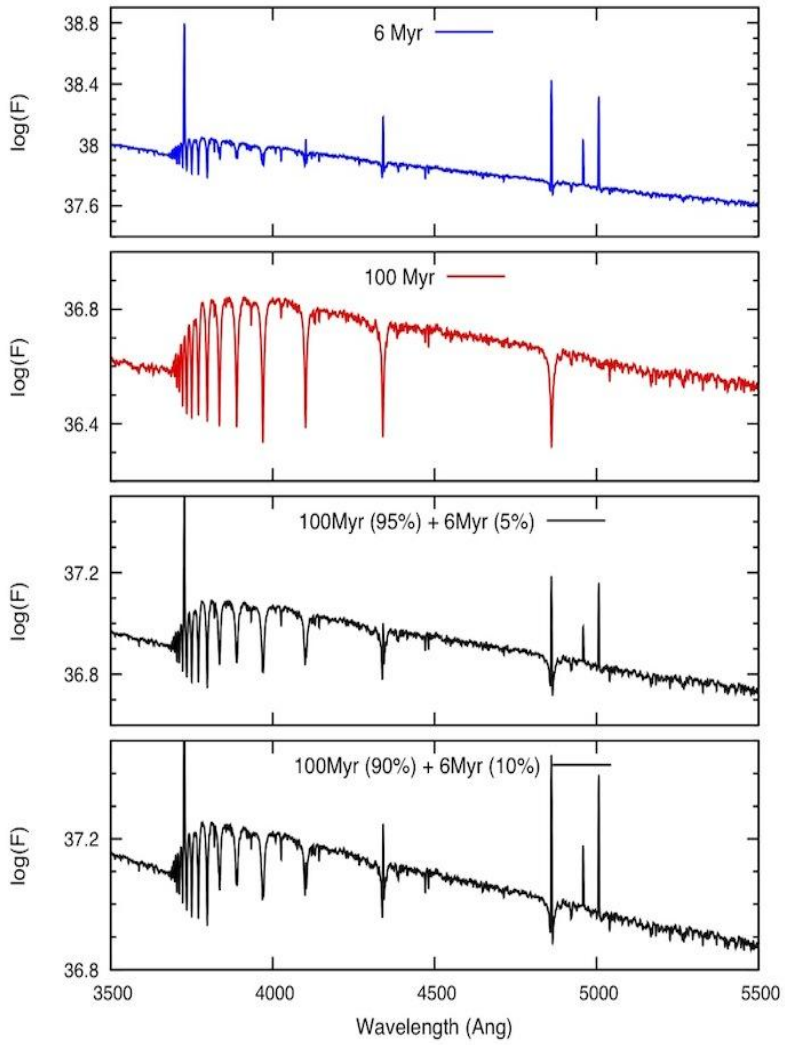
Στη συνέχεια, δίνονται δύο θεωρητικά φάσματα για ένα σμήνος με ηλιακή μεταλλικότητα, το οποίο φιλοξενεί δύο αστρικούς πληθυσμούς, ο πρώτος με ηλικία 6Myr και ο δεύτερος 100Myr.



Εικόνα 2.1. Συνθετικά φάσματα αστρικών σμηνών διαφόρων ηλικιών.



Εικόνα 2.2.. Η αντισυσχέτιση Na-O για αστέρες του σημείου στροφής της MS και του RGB, του σφαιρωτού σμήνους 47Tuc, αποδεικνύουν την ύπαρξη πολλαπλών αστρικών πληθυσμών μέσα στο σμήνος.



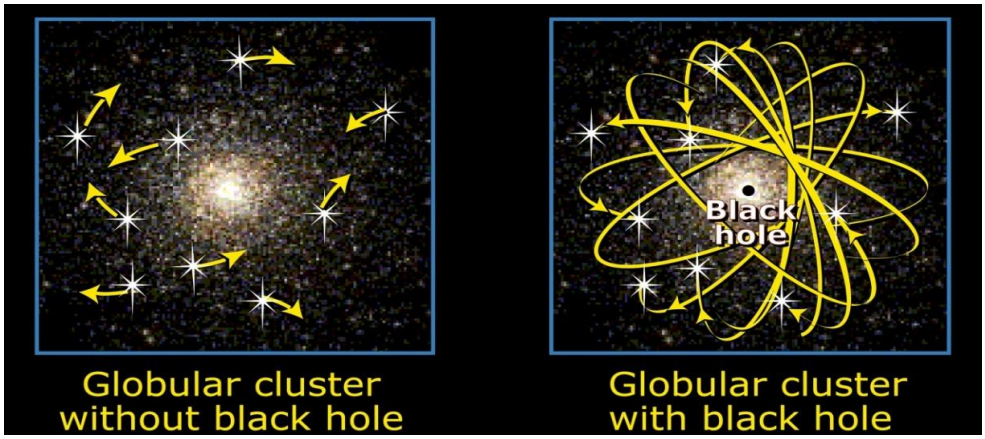
Εικόνα 2.3. Μοντέλο φάσματος σμήνους για έναν απλό αστρικό πληθυσμό ηλιακής μεταλλικότητας με ηλικίες 6Myr και 100Myr και τα αντίστοιχα προβλεπόμενα φάσματα για σμήνος που φιλοξενεί δύο αστρικούς πληθυσμούς.

2.2. Απεικόνιση και Αστρομετρία

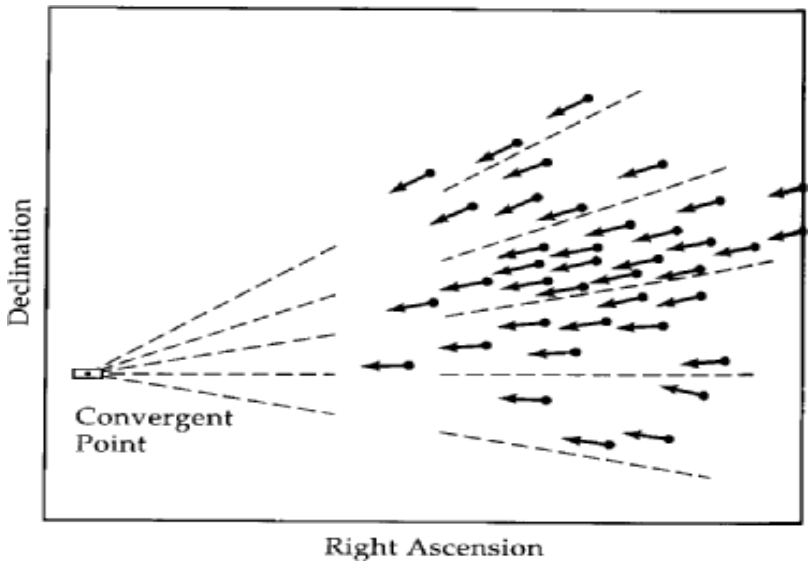
Η απλή απεικόνιση ενός αστρικού σμήνους μας δίνει τις αρχικές πληροφορίες σχετικά με τη δομή και τη μορφολογία του. Έτσι μπορούμε σε πρώτη προσέγγιση να το ταξινομήσουμε σε σφαιρωτό ή ανοικτό. Η απεικόνιση, κυρίως των σφαιρωτών σμηνών με τους πολυπληθείς πυρήνες, απαιτεί να έχουμε πολύ καλή διακριτική ικανότητα γι' αυτό και επιλέγουμε τηλεσκόπια μεγάλης διαμέτρου. Ιδανικά είναι οι παρατηρήσεις να γίνονται από διαστημικά τηλεσκόπια (πχ HST) ώστε να αποφεύγουμε παράλληλα και τον παράγοντα της ατμοσφαιρικής απορρόφησης και του seeing. Βέβαια, τις τελευταίες δεκαετίες έχει βελτιωθεί αρκετά η ποιότητα τον εικόνων και από μεγάλα επίγεια τηλεσκόπια, χρησιμοποιώντας την μέθοδο της προσαρμοστικής οπτικής (adaptive optics) για τη διόρθωση του μετώπου κύματος. Κάνοντας, στη συνέχεια, αστρομετρία μπορούμε να προσδιορίσουμε τις θέσεις των αστεριών με ακρίβεια. Η αστρομετρία έχει να κάνει τόσο με τη θέση όσο και με την ιδία κίνηση/τροχιά των αστέρων (Εικόνες 2.4 και 2.5). Συνηθίζεται η αστρομετρία των εικόνων να δίνεται σε κάποιο παγκόσμιο

σύστημα συντεταγμένων (World Coordinate System-WCS). Αυτή η διαδικασία, αν και μοιάζει απλή, μπορεί να έχει πολλές συνιστώσες που την καθιστούν πολύπλοκη. Αναλυτική περιγραφή των εξισώσεων και της διαδικασίας της αστρομετρίας, γίνεται κατά την επεξεργασία των παρατηρησιακών μας δεδομένων (Κεφάλαιο 4).

Καταγράφοντας τη θέση των σφαιρωτών σμηνών, βλέπουμε πως δεν έχουν μια ομοιόμορφη κατανομή μέσα στον Γαλαξία. Τα περισσότερα από αυτά συγκεντρώνονται σε μια σφαιρική περιοχή στην κατεύθυνση του αστερισμού του Τοξότη κι αυτό υποδεικνύει πως εκεί τοποθετείται το γαλαξιακό κέντρο. Ακόμη τα ανοικτά σμήνη καθορίζουν πού βρίσκεται το γαλαξιακό επίπεδο, με τα πιο νεαρά από αυτά να είναι μάλιστα δείκτες της θέσεις των σπειρών, καθώς εκεί είναι πιο ενεργές περιοχές αστρογένεσης. Παρατηρώντας, την θέση και την τροχιά του συνόλου των αστρικών σμηνών, μπορούμε να βγάλουμε συμπεράσματα και για τη δυναμική του Γαλαξία μας, την κατανομή της σκοτεινής ύλης σε αυτόν και να κάνουμε προσεγγιστικούς υπολογισμούς της μάζας της υπερμεγέθους μελανής οπής στο Γαλαξιακό κέντρο.

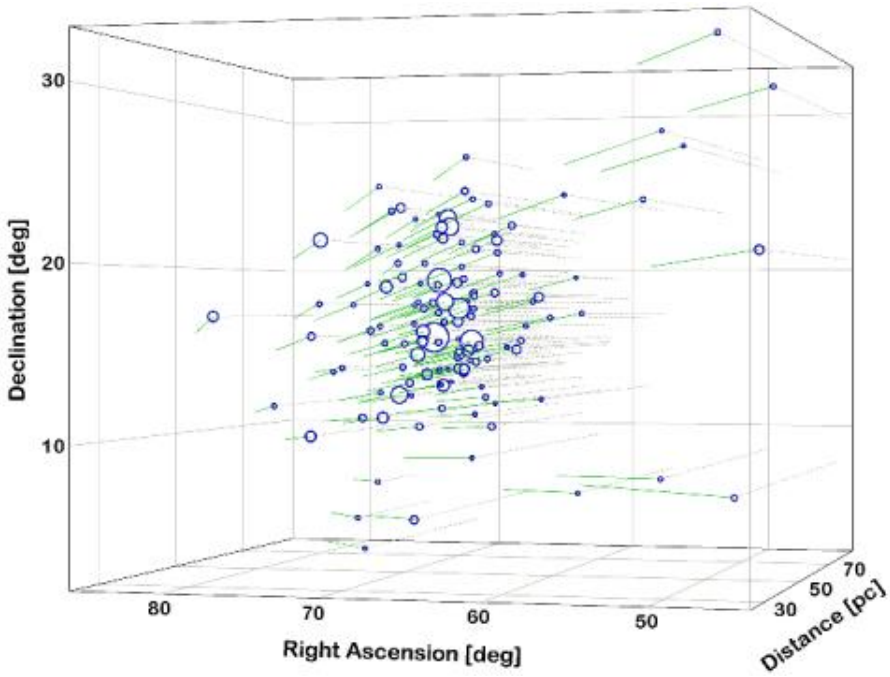


Εικόνα 2.4. Η τροχιές των αστεριών σε ένα σφαιρωτό σμήνος χωρίς και με την ύπαρξη μιας μελανής οπής στο κέντρο του.



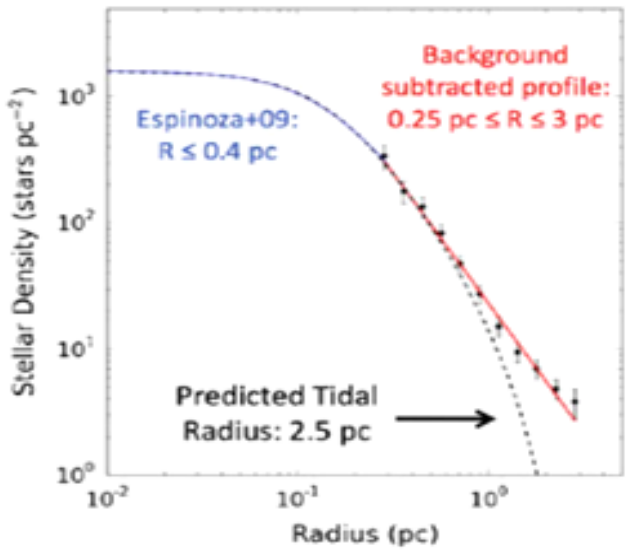
Εικόνα 2.5. Οι ιδίες κινήσεις των αστεριών ενός σμήνους και ο προσδιορισμός του σημείου σύγκλισης.

Στην περίπτωση που έχουμε συνδυασμό αστρομετρικών και φασματοσκοπικών παρατηρήσεων μπορούμε να εκμεταλλευτούμε την επιπλέον πληροφορία των ακτινικών ταχυτήτων και να κατασκευάσουμε 3D απεικονίσεις, για την τροχιά την κίνηση του σμήνους στο χώρο προς το σημείο σύγκλισης. Στην Εικόνα 2.6 βλέπουμε ένα τέτοιο παράδειγμα, για το ανοικτό σμήνος των Υάδων.

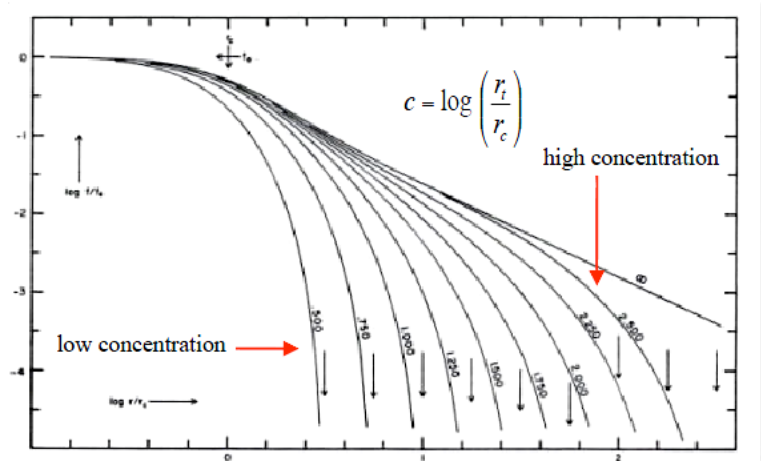


Εικόνα 2.6. Τριδιάστατη απεικόνιση της κίνησης του σμήνους των Υάδων στο χώρο.

Από τα δεδομένα της αστρομετρίας συνηθίζεται να κατασκευάζουμε προβαλλόμενα 2D ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας (Εικόνα 2.7), είτε για όλο το σμήνος είτε για συγκεκριμένες περιοχές και πληθυσμούς. Για την κατασκευή των ακτινικών προφίλ, χωρίζουμε το σμήνος σε bins (ομόκεντρους κύκλους με κέντρο το κέντρο του σμήνους) και υπολογίζουμε τον αριθμό των αστεριών μέσα σε κάθε bin. Η μορφή των ακτινικών προφίλ, συνδυάζεται με θεωρητικά μοντέλα (με πιο γνωστά τα King's models-Εικόνα 2.8) και μας δίνει χρήσιμες πληροφορίες που αφορούν δομικές και δυναμικές παραμέτρους του σμήνους (χαρακτηριστικές ακτίνες και χρόνοι, διαχωρισμός μάζας, κατάρρευση πυρήνα κα). Στα μοντέλα King γίνονται διάφορες παραδοχές/υποθέσεις με τις πιο κοινές να είναι ότι τα αστέρια έχουν μια ισοτροπική κατανομή ταχυτήτων Maxwell και το σμήνος βρίσκεται μέσα στο παλιρροιακό πεδίο του Γαλαξία. Εκτενέστερη περιγραφή των μοντέλων King, που χρησιμοποιούμε στην συγκεκριμένη εργασία, γίνεται στο Κεφάλαιο 5.



Εικόνα 2.7. Προφίλ επιφανειακής πυκνότητας για το αστρικό σμήνος Arches και το αντίστοιχο θεωρητικό μοντέλο.

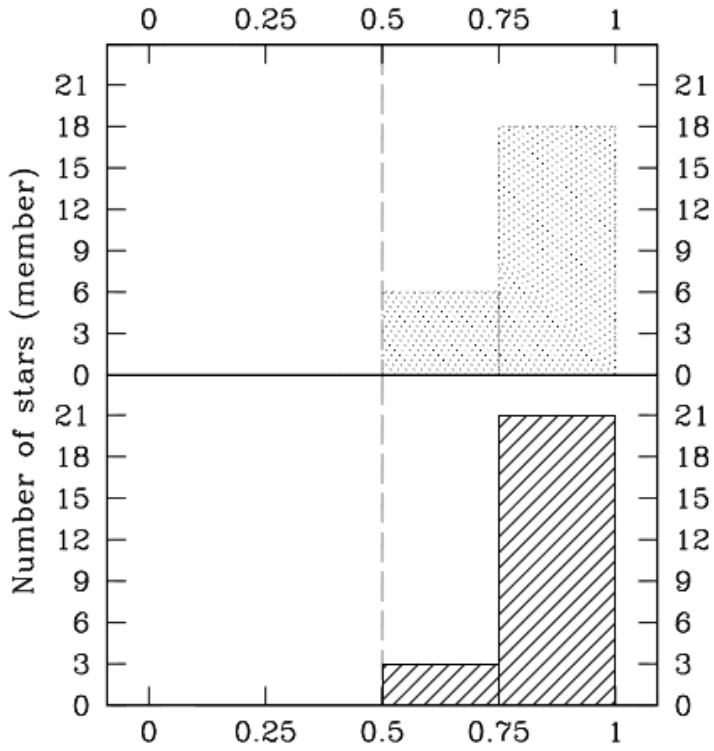


Εικόνα 2.8. Παράδειγμα μοντέλων King, ως μια καλή περιγραφή της δομής των σφαιρωτών σμηνών.

2.3. Πολωσιμετρία

Η πολωσιμετρία είναι μία παρατηρησιακή μέθοδος που στηρίζεται στη χρήση πολωτικών φίλτρων. Η πολωσιμετρία μπορεί να μας δώσει πολλές χρήσιμες πληροφορίες για τις διαδικασίες που δημιούργησαν την πόλωση του φωτός καθώς και για την ύλη που παρεμβάλλεται μεταξύ της φωτεινής πηγής και του ανιχνευτή. Πρόκειται, όμως, για μια μέθοδο που δεν χρησιμοποιείται ιδιαίτερα στην αστροφυσική μελέτη των αστρικών σμηνών. Σύμφωνα με τους Biman & Tamura (2012) η βασική συνεισφορά της πολωσιμετρίας είναι η εκτίμηση της πιθανότητας ένα αστέρι να είναι μέλος του σμήνους (membering probability). Συχνά, υπάρχουν διαφωνίες ή ελλιπή φασματοσκοπικά και αστρομετρικά δεδομένα για να κρίνουμε αν κάποια αστέρια είναι πράγματι μέλη ενός σμήνους. Διεξάγοντας πολωσιμετρία στην μεσοαστρική ύλη γύρω από τέτοια αστέρια μπορούμε να ισχυροποιήσουμε ή να απορρίψουμε το εκάστοτε

σενάριο, βρίσκοντας τις παραμέτρους Stokes που περιγράφουν την περιοχή στη γειτονιά των αστεριών και προσδιορίζοντας από μια νέα οπτική γωνία το membering probability που αυτά έχουν. Στην Εικόνα 2.9 φαίνεται το membering probability για κάποια αστέρια του ανοικτού σμήνους NGC 6231 με τη μέθοδο της ιδίας κίνησης (επάνω) και με τη μέθοδο της πολωσιμετρίας (κάτω). Παρατηρούμε ότι υπάρχει μια αρκετά καλή συμφωνία των δύο μεθόδων κάτι που ισχυροποιεί την αξιοπιστία της πολωσιμετρίας σε τέτοιου είδους μελέτες. Προς το παρόν, η μέθοδος αυτή έχει εφαρμοστεί μόνο σε κάποια ανοικτά αστρικά σμήνη, αλλά φαίνεται να είναι σημαντική ως συμπληρωματική σε φασματοσκοπικές και φωτομετρικές μελέτες αστρικών σμηνών.



Εικόνα 2.9. Membering probability για αστέρια του ανοικτού σμήνους NGC 6231, με τη μέθοδο της ιδίας κίνησης (επάνω) και της πολωσιμετρίας (κάτω) (Biman, Medhi & Tamura 2013).

2.4. Φωτομετρία

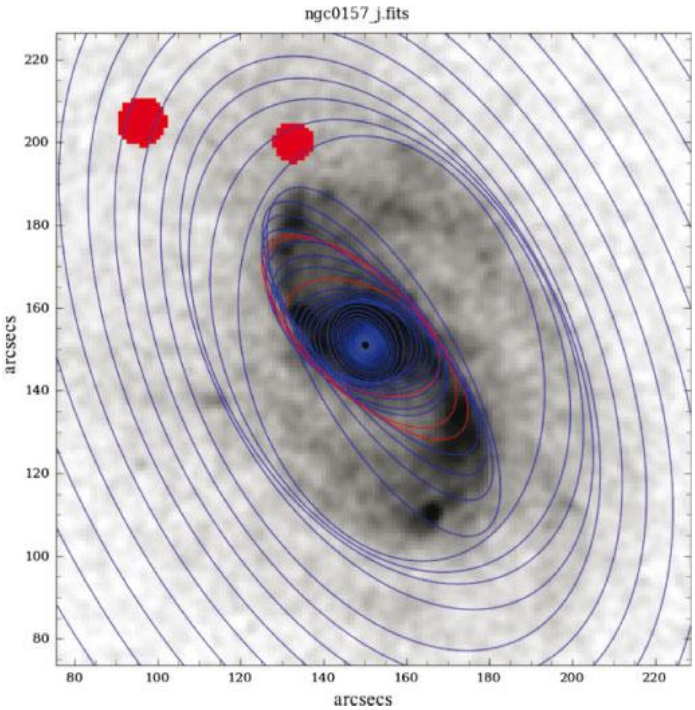
Η αστρονομική φωτομετρία είναι μία από τις σημαντικότερες μεθόδους μελέτης φωτεινών πηγών, αστρικών πεδίων και αστρικών πληθυσμών. Πρόκειται για την καταγραφή και καταμέτρηση του φωτεινού σήματος (σε counts) που πραγματοποιείται από ένα συγκεκριμένο σύστημα τηλεσκοπίου-ανιχνευτή σε δεδομένες φασματικές περιοχές. Τα χαρακτηριστικά της φωτεινής ροής αλλά και η ενδεχόμενη χρονική της μεταβολής, μας δίνουν πολλές και πολύτιμες αστροφυσικές πληροφορίες για μία μεγάλη γκάμα κοσμικών αντικειμένων.

2.4.1. Είδη αστρονομικής φωτομετρίας

Τα βασικότερα είδη αστρονομικής φωτομετρίας που διεξάγονται από τους Παρατηρησιακούς Αστροφυσικούς είναι η φωτομετρία επιφανείας, η φωτομετρία διαφράγματος και η φωτομετρία PSF (Point Spread Function). Η μέθοδος που χρησιμοποιείται κάθε φορά εξαρτάται από τα ιδιαίτερα χαρακτηριστικά του εκάστοτε στόχου.

➢ **Φωτομετρία επιφανείας (Surface Photometry)**

Η φωτομετρία επιφανείας χρησιμοποιείται σε εκτεταμένες πηγές όπως για παράδειγμα γαλαξίες και κομήτες. Με τη μέθοδο αυτή προσδιορίζουμε το φαινόμενο μέγεθος ανά επιφάνεια, με τη χρήση ισόφωτων καμπυλών (Εικόνα 2.10).

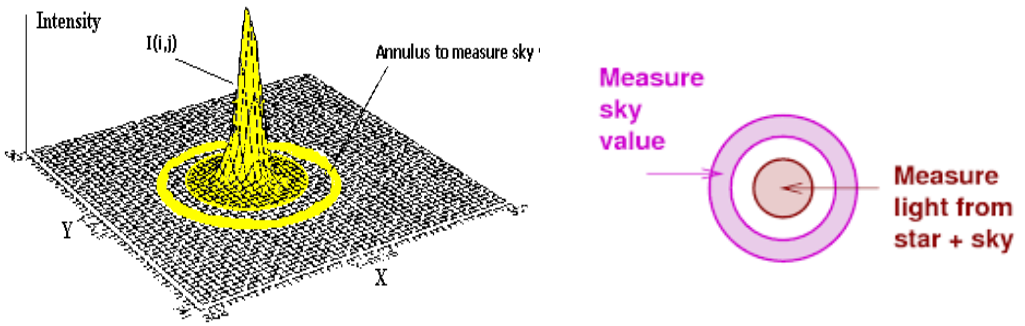


Εικόνα 2.10. Φωτομετρία επιφανείας σε γαλαξία (Πηγή: http://www.publish.csiro.au)

➢ **Φωτομετρία διαφράγματος (Aperture Photometry)**

Στη φωτομετρία διαφράγματος, επιλέγονται από τον χρήστη τρεις ομόκεντροι κύκλοι (Εικόνα 2.11). Εντός του εσωτερικού κύκλου (διάφραγμα) τοποθετείται το αντικείμενο που μας ενδιαφέρει και εκεί γίνεται η καταγραφή του φωτεινού σήματος από αυτό συν την όποια συνεισφορά από το υπόβαθρο (sky background). Στον εξωτερικό δακτύλιο γίνεται η μέτρηση μόνο του background ενώ στον ενδιάμεσο δακτύλιο δεν γίνεται καμία καταγραφή σήματος. Ουσιαστικά ο ενδιάμεσος δακτύλιος λειτουργεί σαν «τείχος ασφαλείας» μεταξύ του αντικειμένου και του υποβάθρου. Θα μπορούσε, για παράδειγμα, αν το seeing δεν είναι καλό ή αν το αντικείμενο είναι πολύ λαμπρό ή εκτεταμένο, φως από αυτό να περάσει και στον ενδιάμεσο δακτύλιο. Έτσι, η ύπαρξή του είναι απαραίτητη ώστε να θεωρείται αξιόπιστη η

μέτρηση του background, στον εξωτερικό δακτύλιο, σε μια απόσταση ασφαλείας από τη φωτεινή πηγή.

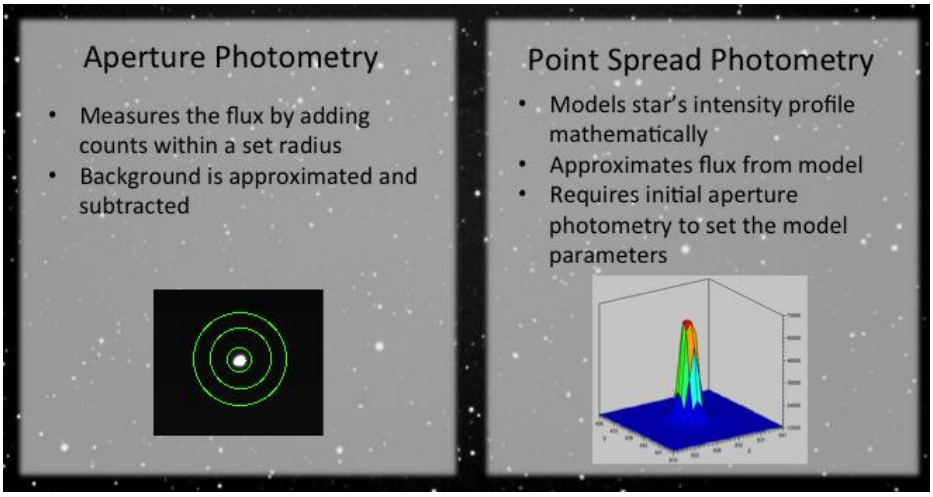


Εικόνα 2.11. Βασικές αρχές της φωτομετρίας διαφράγματος. Στο κεντρικό διάφραγμα τοποθετείται το φωτεινό αντικείμενο. Στον εξωτερικό δακτύλιο γίνεται η μέτρηση του sky background, ενώ στον ενδιάμεσο δακτύλιο «ασφαλείας» δεν γίνεται καμία μέτρηση.

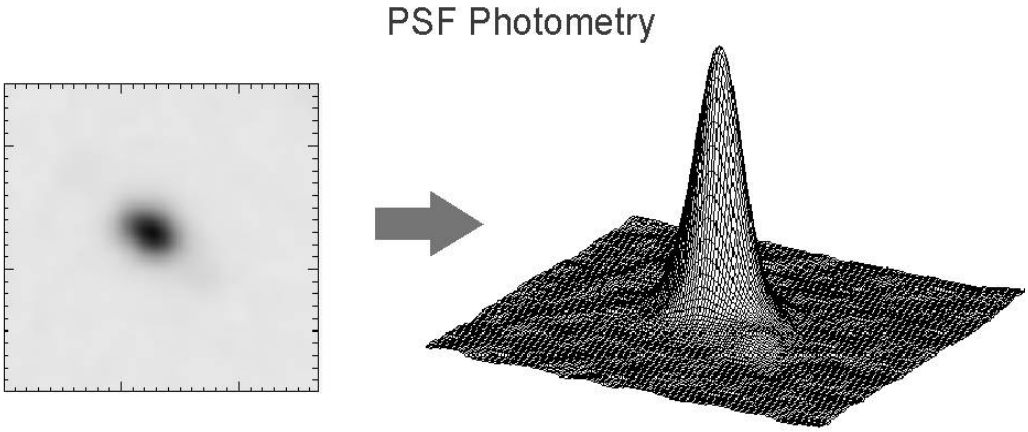
Η επιλογή του κατάλληλου διαφράγματος και του μεγέθους των δύο δακτυλίων γίνεται από τον χρήστη του αστρονομικού λογισμικού, ανάλογα με τις απαιτήσεις των στόχων που παρατηρούνται. Ακόμη, μπορούμε να ρυθμίσουμε διάφορες παραμέτρους όπως το zero point, την ευαισθησία της φωτομετρίας, καθώς και την ελάχιστη απόσταση (separation in pixels) στην οποία μπορούν να ανιχνευθούν δύο διακριτές φωτεινές πηγές, χωρίς τον κίνδυνο να θεωρηθούν μία. Το βασικό εξαγόμενο αρχείο από τη φωτομετρία διαφράγματος, περιλαμβάνει τις θέσεις των αστεριών επάνω στην ψηφιακή εικόνα (x, y) σε pixels και τα μετρούμενα οργανικά μεγέθη (instrumental magnitudes) των αστεριών και του sky background σε counts. Η μέθοδος αυτή προτιμάται όταν έχουμε να φωτομετρήσουμε μεμονωμένους αστέρες ή σχετικά αραιά αστρικά πεδία. Στα πυκνά πεδία (βλ. σφαιρωτά σμήνη) επιλέγεται συνήθως η μέθοδος της φωτομετρίας Point Spread Function (PSF), που περιγράφουμε στη συνέχεια.

- **Φωτομετρία Point Spread Function (PSF)**:

Ορισμένες βασικές διαφορές της φωτομετρίας διαφράγματος από την φωτομετρία PSF αναφέρονται στην Εικόνα 2.12. Τα αστρικά είδωλα δεν είναι σημειακά αλλά χαρακτηρίζονται από ένα προφίλ λαμπρότητας (Εικόνα 2.13). Το φως του αστεριού διασκορπίζεται λόγω, της διάθλασης και της διάχυσης στην ατμόσφαιρα, καθώς επίσης και λόγω των φαινομένων διάθλασης, περίθλασης και διάχυσης μέσα στο τηλεσκόπιο. Έτσι το αστρικό προφίλ παρουσιάζει μια συγκέντρωση στο προς το κέντρο η οποία μειώνεται απότομα προχωρώντας προς τα έξω. Αυτό είναι ο λεγόμενος «δίσκος seeing» και έχει μια τυπική διάμετρο 1-2 arcsec. Για δεδομένο σύστημα παρατήρησης και περιοχή, ο δίσκος seeing δεν είναι κατ' ανάγκη σταθερός, αλλά μπορεί να αυξάνεται εξαιτίας τοπικών διακυμάνσεων στις συνθήκες (έντονος άνεμος, ομίχλη κα). Όσο καλύτερες είναι οι καιρικές συνθήκες, η τοποθεσία, και τα οπτικά του συστήματος παρατήρησης, τόσο καλύτερο και σαφέστερα καθορισμένο είναι το seeing.



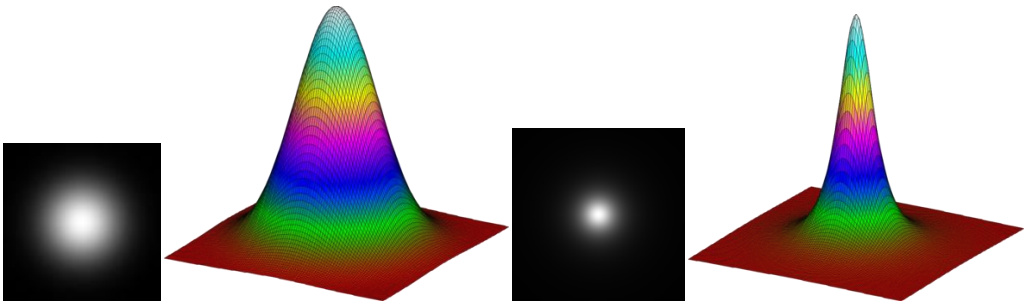
Εικόνα 2.12. Φωτομετρία διαφράγματος vs φωτομετρία psf.



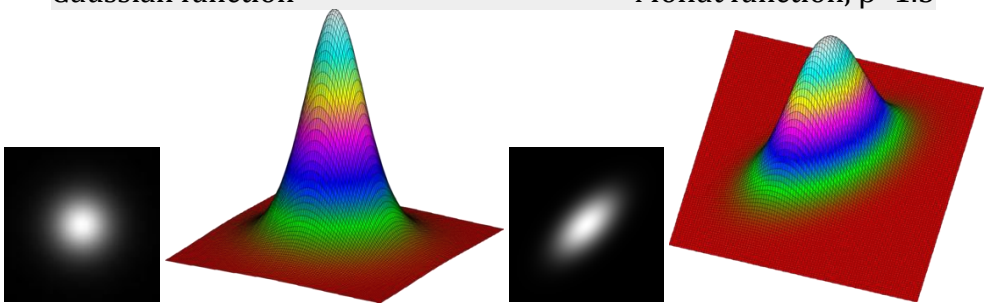
Εικόνα 2.13. Αστρικό προφίλ, όπως αυτό προσεγγίζεται από τη φωτομετρία PSF.

Με τη μέθοδο της φωτομετρίας PSF, η ανίχνευση και η καταγραφή του σήματος των φωτεινών πηγών γίνεται ύστερα από επιλογή της κατάλληλης συνάρτησης (επιλογές μεταξύ Moffat, Gauss, Lorentz, Penny κ.α.) η οποία προσαρμόζεται στο προφίλ της πηγής (Εικόνα 2.14). Ανάλογα με τον τύπο και τα χαρακτηριστικά των αντικειμένων που θέλουμε να φωτομετρήσουμε μεταβάλλεται και η συνάρτηση που χρησιμοποιούμε, με κριτήριο να γίνεται όσο το δυνατόν καλύτερη προσαρμογή (fit) πάνω στα αστέρια του πεδίου μας. Αυτός ο ευέλικτος χαρακτήρας της μεθόδου PSF την καθιστά, όπως είπαμε, πολύτιμη στην περίπτωση που έχουμε να φωτομετρήσουμε πυκνά αστρικά πεδία, γι΄ αυτό προχωρήσαμε στην επιλογή της για την φωτομετρία των πυκνών αστρικών σμηνών της παρούσας διπλωματικής εργασίας.

Έχοντας φωτομετρικά δεδομένα σε διάφορα φίλτρα για ένα σμήνος, μπορούμε με την κατάλληλη ανάλυση να εξάγουμε πολλές πληροφορίες για την εξελικτική του κατάσταση, την απόσταση, την ηλικία του και πολλές ακόμη φυσικές παραμέτρους. Ορισμένα από τα σημαντικότερα αστροφυσικά συμπεράσματα/πληροφορίες που προκύπτουν από τη φωτομετρία των σμηνών είναι αυτά που περιγράφουμε στις αμέσως επόμενες ενότητες.



Gaussian function Moffat function, β=1.5



Moffat function, β=4 Gaussian function, $\sigma_x = 2\sigma_y$, $\theta = 45°$

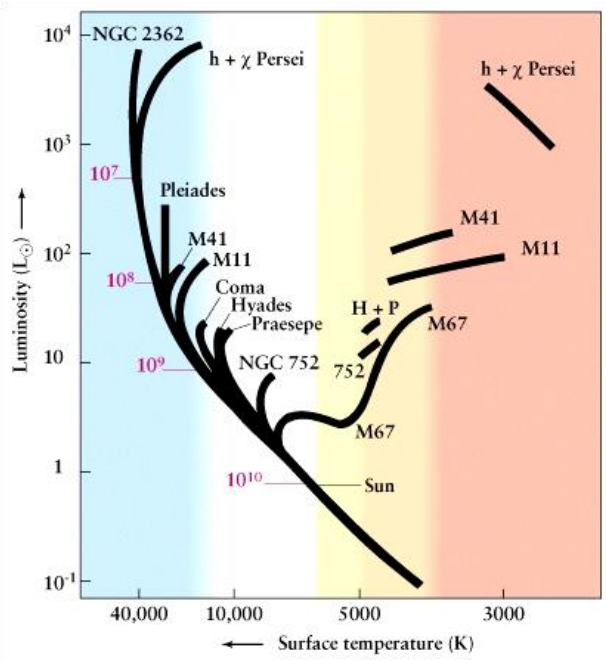
Εικόνα 2.14. Μερικά συνηθισμένα προφίλ φωτεινών πηγών και οι αντίστοιχες 3D συναρτήσεις που προσαρμόζονται, σε κάθε περίπτωση, για την διεξαγωγή της φωτομετρίας PSF.

2.4.2. Διάγραμμα χρώματος-μεγέθους (Color Magnitude Diagram - CMD)

Το διάγραμμα χρώματος μεγέθους (CMD) δεν είναι τίποτε άλλο από το παρατηρησιακό HR διάγραμμα. Στον ένα άξονα του CMD έχουμε μέγεθος και στον άλλο δείκτη χρώματος. Το μέγεθος συνδέεται με τη λαμπρότητα μέσω της σχέσης του Pogson ενώ ο δείκτης χρώματος συνδέεται με το φασματικό τύπο και την ενεργό θερμοκρασία. Κάπως έτσι γίνεται η αντιστοίχιση του CMD με το διάγραμμα HR με αποτέλεσμα να μπορούμε να εξάγουμε, από οποιοδήποτε εκ των δύο, την ίδια αστροφυσική πληροφορία.

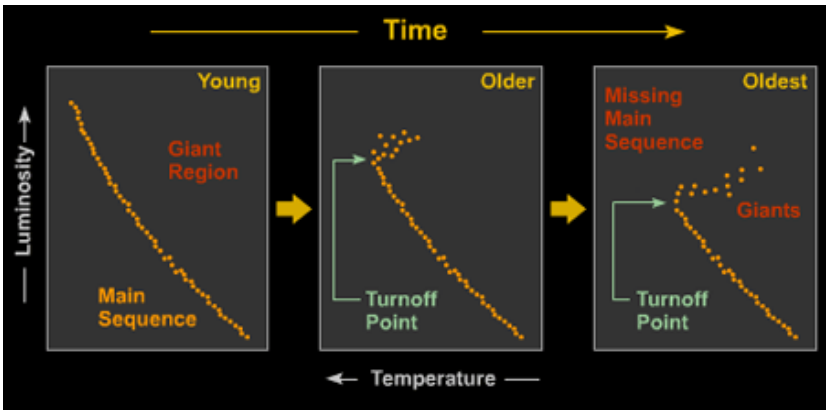
- **<u>Το CMD ανοικτών σμηνών</u>**

Μία παραδοχή που κάνουμε για τα ανοικτά σμήνη του Γαλαξία μας, είναι πως όλα τα αστέρια του σμήνους έχουν σχεδόν την ίδια ηλικία και μεταλλικότητα, καθώς δημιουργήθηκαν σχεδόν ταυτόχρονα από το ίδιο μεσοαστρικό νέφος. Επομένως, η θέση τους πάνω στο CMD θα εξαρτάται, σχεδόν αποκλειστικά, από την αρχική μάζα τους. Στην Εικόνα 2.15 δίνονται τα CMD για μερικά από τα πιο γνωστά ανοικτά σμήνη του Γαλαξία μας, τα οποία καλύπτουν ένα αρκετά μεγάλο φάσμα ηλικιών. Τα πιο νεαρά είναι αυτά (Πχ NGC 2362, h+χ Persei (Double Cluster)) που βρίσκονται στο πάνω μέρος του διαγράμματος, ενώ το κάτω βρίσκονται τα γηραιότερα (πχ M67, NGC 752).



Εικόνα 2.15. Τα CMD γνωστών ανοικτών σμηνών του Γαλαξία.

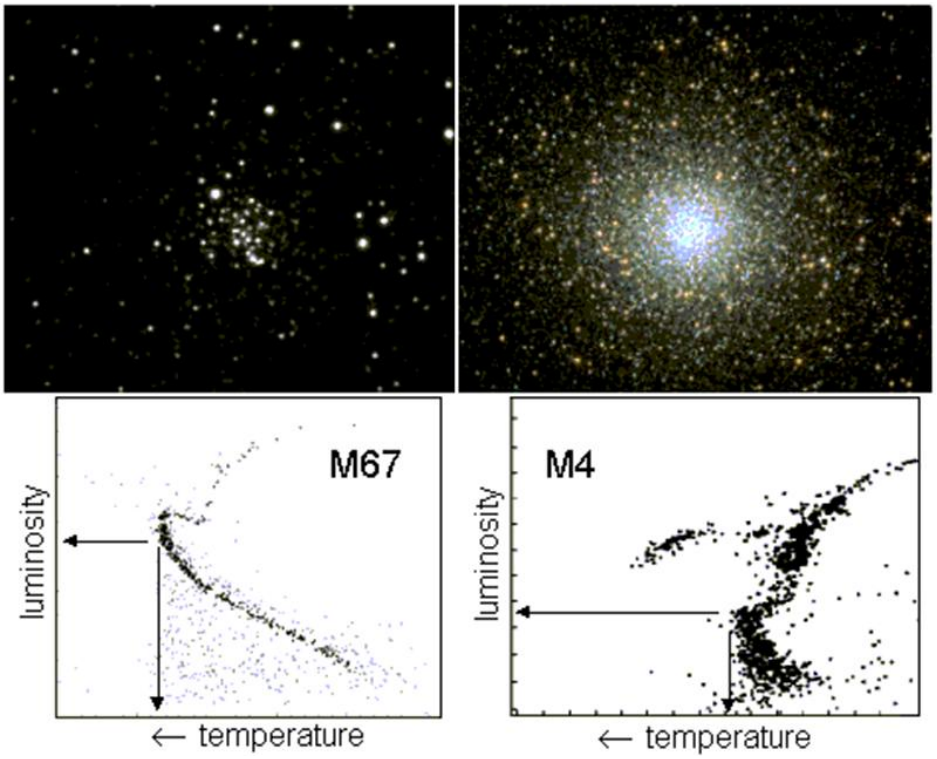
Το CMD των ανοικτών σμηνών αποτελείται από μια λεπτή Κύρια Ακολουθία, στο πάνω μέρος της οποία βρίσκεται το σημείο καμπής ή **σημείο εκτροπής** προς τον Κλάδο των Γιγάντων (**turnoff point**). Όσο πιο νεαρό είναι ένα σμήνος, τόσο μικρότερο ποσοστό των αστέρων του έχει προλάβει να εξελιχθεί προς τον RGB και άρα τόσο ψηλότερα στην MS βρίσκεται το turnoff point (Εικόνα 2.16). Αυτή σημαντική ιδιότητα χρησιμοποιείται ως κύριος δείκτης της ηλικίας των ανοικτών σμηνών. Μάλιστα τα πολύ νεαρά σμήνη δεν παρουσιάζουν σημείο εκτροπής, καθώς ούτε καν τα αστέρια μεγάλης μάζας δεν έχουν προλάβει να εξελιχθούν σε RG. Η MS στην περίπτωση αυτή λέγεται Zero Age Main Sequence (ZAMS). Ανάμεσα στο turnoff point και τον RGB υπάρχει το λεγόμενο **χάσμα Hertzsprung,** το οποίο είναι πιο εκτεταμένο στα νεαρά και πιο μικρό στα γηραιά σμήνη, όπου ο RGB μοιάζει περισσότερο με μια συνεχή προέκταση της MS. Η ύπαρξη του χάσματος Hertzsprung, οφείλεται στο γεγονός ότι το πέρασμα των αστεριών από την MS στον RGB είναι πολύ σύντομο σε σχέση με τον χρόνο ζωής τους και έτσι είναι σπάνιο να πετύχουμε αστέρια στην περιοχή αυτή. Καθώς όμως η ηλικία του σμήνους προχωρά, ολοένα και περισσότερα αστέρια μικρότερης μάζας περνούν στον RGB, με αποτέλεσμα να γίνεται μια σταδιακή μείωση της έκτασης του χάσματος Hertzsprung.



Εικόνα 2.16. Χρονική εξέλιξη του CMD ενός ανοικτού σμήνους.

- **<u>Το CMD σφαιρωτών σμηνών</u>**

Τα σφαιρωτά σμήνη έχουν πολύ μεγαλύτερες εξελικτικές ηλικίες από τα ανοικτά. Επομένως τα CMD τους παρουσιάζουν αρκετές διαφορές (Εικόνα 2.17). Το turnoff point που είναι ένας βασικός δείκτης της εξελικτικής ηλικίας έχει μεταφερθεί αρκετά χαμηλά στην ΚΑ, που σημαίνει ότι ακόμη και αστέρια μετρίων και μικρότερων μαζών είχαν τον χρόνο να εξελιχθούν προς τον ΚΓ. Ακόμη, το CMD ενός σφαιρωτού σμήνους αποτελείται από σαφώς περισσότερα σημεία, λόγω του πολύ μεγαλύτερου αριθμού αστέρων που αυτό περιλαμβάνει.

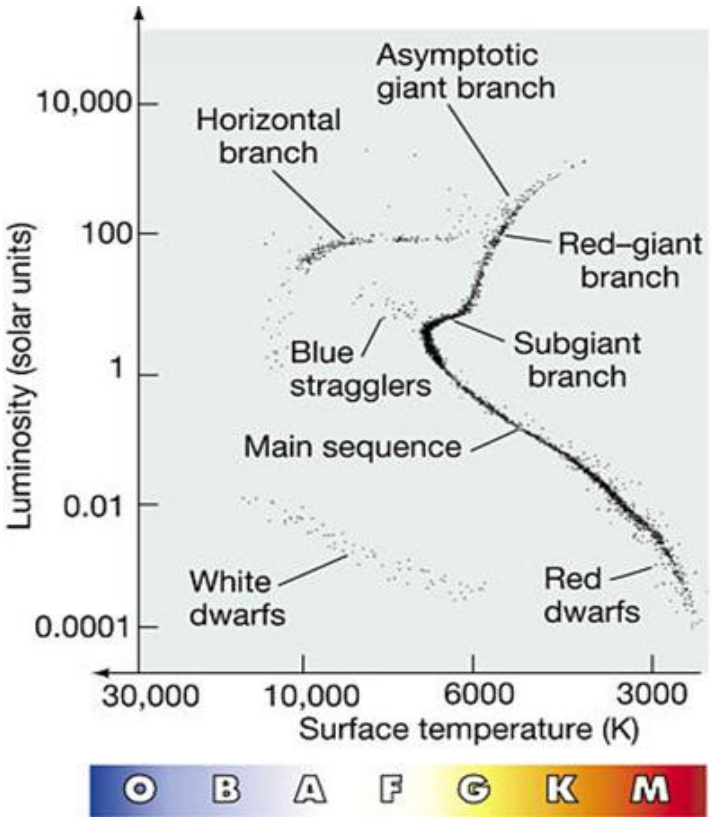


Εικόνα 2.17. Σύγκριση των CMD ενός ανοικτού σμήνους (M67) και ενός σφαιρωτού (M4).

Στα σφαιρωτά σμήνη, ο **Κλάδος των Ερυθρών Γιγάντων** (RGB είναι ευδιάκριτος και εκτεταμένος, ενώ έχει σχηματιστεί επίσης και ο **Οριζόντιος Κλάδος** (HB). Αυτό οφείλεται στη μεγάλη εξελικτική ηλικία των σφαιρωτών σμηνών, που έχει ως αποτέλεσμα αρκετά από τα αστέρια να έχουν εξελιχθεί και πέρα από τον RGB. Η μορφολογία του HB, στα σφαιρωτά σμήνη, επηρεάζεται πολύ από τη μεταλλικότητα του σμήνους. Ωστόσο, οι αστρονόμοι παρατήρησαν πως στα εξωτερικά τμήματα της Γαλαξιακής άλω, τα σφαιρωτά σμήνη παρουσιάζουν πιο ερυθρούς HB, για μια συγκεκριμένη τιμή της μεταλλικότητας, σε σχέση με τα ευρήματα για τις περιοχές πιο κοντά στο ηλιακό μας σύστημα. Έτσι, διαπιστώθηκε πως πρέπει να υπάρχει τουλάχιστον άλλη μία παράμετρος η οποία καθορίζει τη μορφολογία των HB (**second parameter phenomenon**). Ο van den Berg (1965) πρότεινε πως οι διακυμάνσεις του ΟΚ θα μπορούσαν να εξηγηθούν αν θεωρήσουμε ως δεύτερη παράμετρο την ηλικία ή την αφθονία σε He (He enrichment). Και οι δύο υποθέσεις είναι σενάρια τα οποία θεωρούνται αξιόπιστα μέχρι σήμερα. Έκτοτε έχουν πραγματοποιηθεί πολλές έρευνες στην κατεύθυνση αυτή και δείχνουν πως υπάρχει μια σύνθετη εξάρτηση της μορφολογίας του HB από έναν συνδυασμό των παραμέτρων που αναφέραμε. Οι Dotter et al. (2009) μελέτησαν τους HB 66 σφαιρωτών σμηνών

του Γαλαξία, οι οποίοι χαρακτηρίζονται από μεγάλη έκταση στον δείκτη χρώματος V-I. Όπως ήταν αναμενόμενο, ο παράγοντας Δ(V-I) βρέθηκε να συσχετίζεται κυρίως με τη μεταλλικότητα. Στη συνέχεια, κρατώντας σταθερή τη μεταλλικότητα, βρήκαν πως η ισχυρότερη συσχέτιση ήταν με την ηλικία γι' αυτό και την θεώρησαν ως την ζητούμενη second parameter. Προχωρώντας την έρευνά τους ανακάλυψαν πως (για σταθερή μεταλλικότητα και ηλικία) η τρίτη παράμετρος που συσχετίζεται καλύτερα με την διακύμανση της μορφολογίας των ΟΚ είναι η κεντρική πυκνότητα λαμπρότητας (third parameter=central luminosity density ρ_0).

Η παρουσία των **RR Lyrae,** μέσα στα όρια του χάσματος Hertzsprung είναι αποκλειστικό χαρακτηριστικό των σφαιρωτών σμηνών, όπως θα δούμε και σε επόμενη ενότητα. Φυσικά, ένας πολύ σημαντικός παράγοντας που κάνει πιο περίπλοκα τα CMD των σφαιρωτών σμηνών είναι οι πολλαπλοί πληθυσμοί. Όπως περιγράψαμε αναλυτικά στο Κεφάλαιο 1, σχεδόν όλα τα σφαιρωτά σμήνη φιλοξενούν πολλαπλούς πληθυσμούς με διαφορετικές μεταλλικότητες και ηλικίες γι' αυτό και συχνά παρατηρούνται πολλαπλές MS και RGB.



Εικόνα 2.18. Οι βασικές συνιστώσες του CMD ενός σφαιρωτού σμήνους και οι ιδιόμορφοι Blue Stragglers.

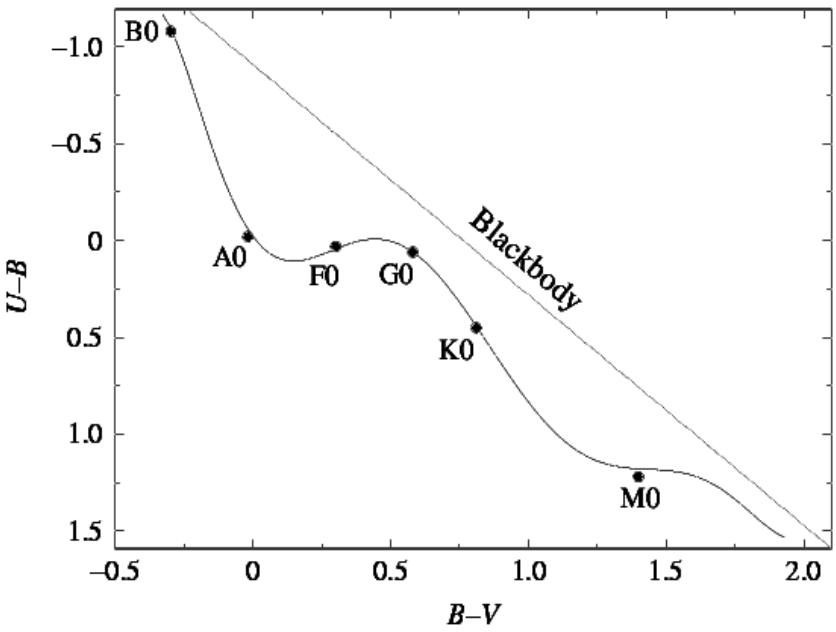
Τέλος, στα CMD των σφαιρωτών σμηνών (αλλά και σε γηραιά ανοικτά σμήνη) συχνά παρατηρούμε τους **Blue Stragglers** (BSs) (Εικόνα 2.18). Οι BSs βρίσκονται σε μια θεωρητικά «απαγορευμένη» περιοχή πάνω από το σημείο στροφής της ΚΑ. Με βάση τη θεωρία της αστρικής εξέλιξης, για μεμονωμένους αστέρες, τα άστρα αυτά θα έπρεπε να έχουν εξελιχθεί σε ερυθρούς γίγαντες προ πολλού. Αρχικά, δημιουργήθηκε η θεωρία (Sandage 1953) ότι οι BSs δημιουργήθηκαν όταν με κάποιο τρόπο προστέθηκε επιπλέον υδρογόνο σε πυρήνες αστέρων της ΚΑ με χαμηλές μάζες, με αποτέλεσμα να συμπεριφέρονται και να εμφανίζονται σαν αστέρες μεγαλύτερων μαζών της ΚΑ (πάνω από το turnoff point). Αυτό μπορεί να συμβεί με διάφορους

τρόπους, οι πιο πολλοί από τους οποίους περιλαμβάνουν συγχωνεύσεις αστέρων μικρής μάζας, της ΚΑ, μιας και απαιτείται ένα σημαντικό ποσό μάζας για να μπορέσουμε να αναπαράγουμε τα παρατηρησιακά δεδομένα για τη θέση των BSs στα CMD (Sills & Bailyn 1999). Τα αστέρια των στενών διπλών συστημάτων (close binaries) μπορεί να συγχωνευθούν αν χαθεί αρκετή από την τροχιακή στροφορμή του συστήματος (Gazeas & Niarchos 2006, Gazeas & Stępień 2008, Stępień & Gazeas 2012). Η απώλεια της στροφορμής μπορεί να οφείλεται σε πολλές αιτίες όπως οι δυναμικές αλληλεπιδράσεις με άλλα αστέρια του σμήνους, οι μαγνητισμένοι αστρικοί άνεμοι, η ύπαρξη παλιρροιακών πεδίων ή ακόμη και η ύπαρξη ενός τρίτου αστέρα-συνοδού στο σύστημα (Leonard & Linnell 1992, Li & Zhang 2006; Perets & Fabrisky 2009; Dervisoglu, Tout & Ibanoglu 2010). Η εναλλακτική θεωρία για την ύπαρξη των BSs, υποστηρίζει πως έχουν προκύψει από απευθείας συγκρούσεις μεταξύ αστέρων της ΚΑ (Leonard 1989; Fregeau et al. 2004; Leigh & Sills 2010). Τέλος, ενδέχεται οι BSs να έχουν σχηματιστεί από τη μεταφορά μάζας από μέλος σε μέλος ενός διπλού συστήματος, μέσω της «υπερχείλισης» του αντίστοιχου λοβού Roche (McCrea 1964). Όποιος κι αν είναι ο επικρατέστερος μηχανισμός, η δημιουργία των BSs φαίνεται να σχετίζεται με πυκνά αστρικά περιβάλλοντα. Μια τέτοια περίπτωση είναι και οι πυκνοί πυρήνες των σφαιρωτών σμηνών, όπου οι αστρικές αλληλεπιδράσεις και οι συγκρούσεις είναι συχνότερες (Davies, Piotto & De Angeli 2004). Μάλιστα οι Knigge et al. (2009) έδειξαν πως ο αριθμός των BSs συσχετίζεται με τις μάζες των πυρήνων των σμηνών. Παράλληλα, οι Mathieu & Geller (2009) έδειξαν πως τουλάχιστον το 76% των BSs στο γηραιό ανοικτό σμήνος NGC 188 έχουν συνοδούς και είναι μέλη διπλών συστημάτων. Αν και η φύση αυτών των συνοδών δεν είναι ακόμη γνωστή, γίνεται ωστόσο ξεκάθαρο πως τα binaries παίζουν έναν πολύ σημαντικό ρόλο στον σχηματισμό αυτών των BSs.

2.4.3. Διάγραμμα χρώματος-χρώματος (Color-Color Diagram)

Το διάγραμμα χρώματος-χρώματος (CCD) απεικονίζει τη σχέση ανάμεσα σε δύο δείκτες χρώματος. Από το CCD μπορούμε να υπολογίσουμε την μεσοαστρική ερύθρωση και απορρόφηση που υφίσταται το φως από την φωτεινή πηγή μέχρι να φθάσει στους γήινους παρατηρητές. Ανάλογα με τους δείκτες χρώματος, υπολογίζεται και η ερύθρωση για συγκεκριμένες φασματικές περιοχές του ΗΜ φάσματος.

Στην Εικόνα 2.19 βλέπουμε το θεωρητικό CCD (U-B) vs (B-V), όπως αυτό προκύπτει για τα αστέρια διαφόρων φασματικών τύπων. Η ευθεία στα δεξιά του διαγράμματος περιγράφει το ιδεατό μέλαν σώμα. Σε αντίθεση με το μέλαν σώμα, τα αστέρια των διαφόρων φασματικών τύπων σχηματίζουν μια καμπύλη. Αν τα άστρα ήταν τέλεια μελανά σώματα τότε θα συνέπιπταν οι θέσεις τους με την ευθεία. Η διαφορά αυτή, οφείλεται στις αποκλίσεις που παρουσιάζει η φωτόσφαιρά των αστεριών από την θερμοδυναμική ισορροπία, που συχνά παραδεχόμαστε ότι ισχύει, χάριν απλούστευσης. Φυσικά αν δεν ισχύει η θερμοδυναμική ισορροπία τότε δεν ισχύει και ο Νόμος του Planck, που περιγράφει την ακτινοβολία του μελανού σώματος. Επιπλέον, η ακτινοβολία δεν προέρχεται από μια σαφώς καθορισμένη επιφάνεια αλλά από τμήματα των αστρικών ατμοσφαιρών, με διαφορετικές θερμοκρασίες, οπτικά βάθη και ιδιότητες. Στις ιδιότητες συμπεριλαμβάνονται και οι γραμμές απορρόφησης και εκπομπής που παρατηρούμε στα φάσματα, οι οποίες επηρεάζουν τα εκάστοτε φωτομετρικά μεγέθη και τους δείκτες χρώματος.



Εικόνα 2.19. Θεωρητικό διάγραμμα χρώματος-χρώματος για αστέρες διαφόρων φασματικών τύπων. Δεξιά δίνεται αντίστοιχο διάγραμμα για το ιδεατό μέλαν σώμα.

Συνηθίζεται στο CCD να σχεδιάζουμε και το **διάνυσμα χρώσης** ή αλλιώς η γραμμή μεσοαστρικής απορρόφησης **A** (Εικόνα 2.20). Εξαιτίας της μεσοαστρικής απορρόφησης, το CCD των παρατηρησιακών μας σημείων είναι μετατοπισμένο. Το διάνυσμα **A** δείχνει την κατεύθυνση προς την οποία πρέπει να κάνουμε την παράλληλη μετατόπιση όλων των σημείων, προκειμένου να διορθώσουμε τις τιμές των παρατηρούμενων χρωμάτων.

Η διαφορά του διορθωμένου χρώματος από το παρατηρούμενο λέγεται **υπεροχή χρώματος** ή κοινώς **ερύθρωση.** Στη σχέση 2.2 δίνεται η υπεροχή χρώματος για το (B-V), με (B-V)o, τον διορθωμένο δείκτη χρώματος.

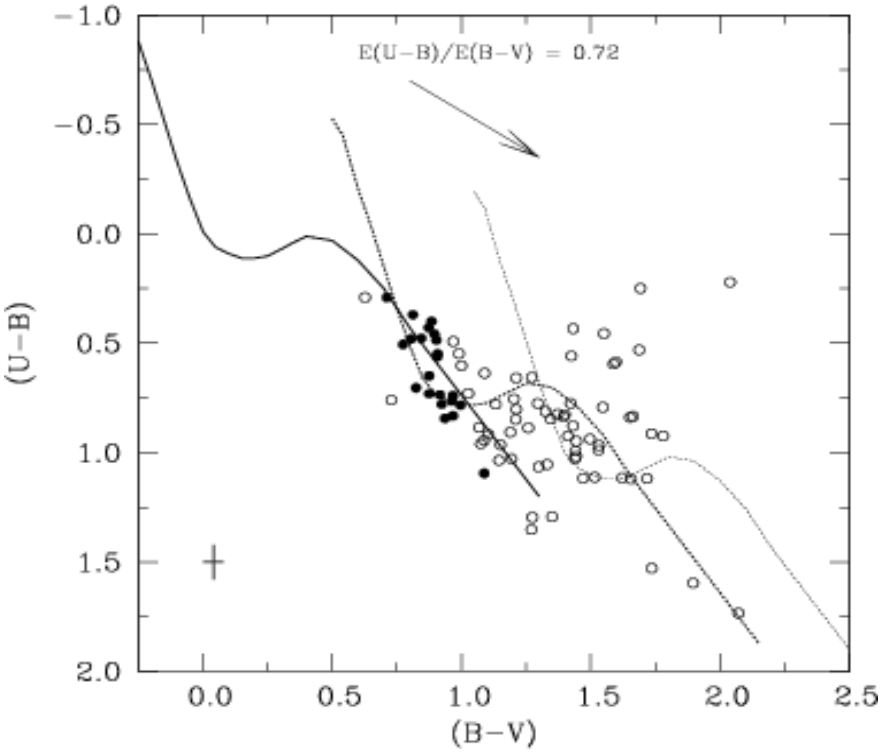
$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_O \qquad \textbf{(2.2)}$$

Η αντίστοιχη τιμή για την **μεσοαστρική απορρόφηση** δίνεται από την σχέση 2.3:

$$A_V = 3.1 \cdot E(B-V) \qquad \textbf{(2.3)}$$

Το άνυσμα **A,** έχει υπολογιστεί για διάφορες περιοχές του ουρανού και έχει βρεθεί πως η μέση τιμή του δίνεται από την εμπειρική σχέση 2.4:

$$< A >= \frac{E(U-B)}{E(B-V)} = 0.72(\pm 0.005) \cdot E(B-V) \qquad \textbf{(2.4)}$$



Εικόνα 2.20. Διόρθωση της μεσοαστρικής απορρόφησης, για τα αστέρια δύο διαφορετικών MS, χρησιμοποιώντας το διάγραμμα χρώματος-χρώματος

2.4.4. Εκτίμηση απόστασης και ηλικίας σμήνους από παρατηρησιακά δεδομένα

Η γνώση των αποστάσεων στο Σύμπαν και η χρονολόγηση των κοσμικών αντικειμένων είναι πολύ σημαντικές πληροφορίες για τους αστροφυσικούς. Η χωρική κλίμακα σε συνδυασμό με τον χρόνο, συνεισφέρουν στη κατανόηση τόσο της χρονικής όσο και της δυναμικής εξέλιξής τους. Έτσι, από πολύ νωρίς, προσπάθησαν να βρουν τρόπους με τους οποίους θα μπορούσαν να εξάγουν τέτοιες πληροφορίες μελετώντας, στην ουσία, μόνο τις θέσεις και την Η/Μ ακτινοβολία των διαφόρων αστρονομικών αντικειμένων. Στην ενότητα αυτή θα αναφέρουμε μόνο κάποιες από τις συνηθέστερες μεθόδους που βρίσκουν εφαρμογή στο πεδίο των αστρικών σμηνών.

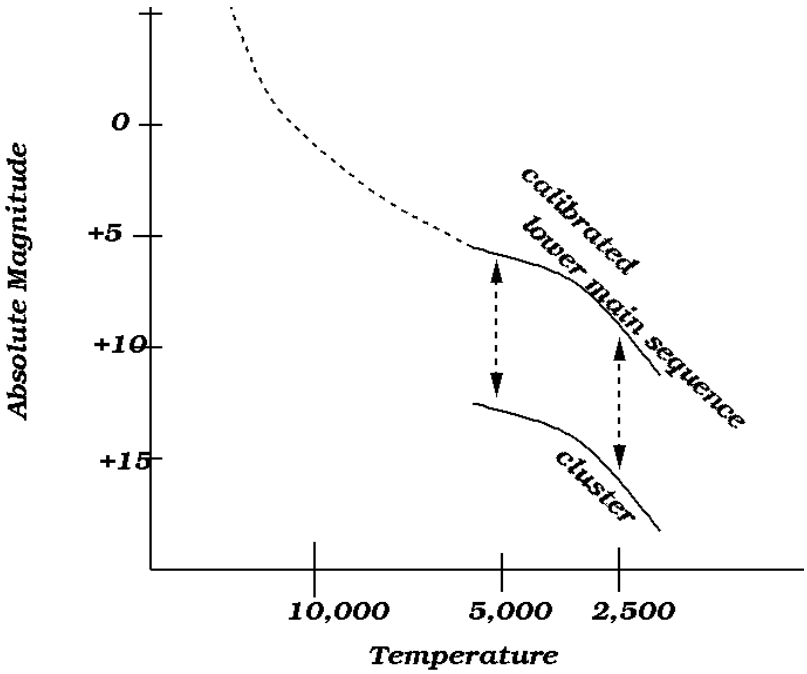
i.<u>Εκτίμηση απόστασης σμήνους</u>

Η απόσταση ενός ανοικτού σμήνους μπορεί να προσδιοριστεί με πολλές μεθόδους ανάλογα με την θέση και τις ιδιότητές του. Για παράδειγμα, για σμήνη που βρίσκονται σχετικά κοντά στο ηλιακό μας σύστημα, μπορούμε να εφαρμόσουμε με πολύ καλή ακρίβεια τη μέθοδο των **τριγωνομετρικών παραλλάξεων** ή τη μέθοδο του **κινούμενου σμήνους,** μια ακόμη τριγωνομετρική μέθοδο, που έχει εφαρμοστεί στο ανοικτό σμήνος των Υάδων. Ακόμη, είναι γνωστή η μέθοδος των **φασματοσκοπικών παραλλάξεων** που στηρίζεται στη σχετική ένταση ορισμένων φασματικών γραμμών καθώς καθώς και η μέθοδος των **δυναμικών παραλλάξεων.** Στην τελευταία, η εκτίμηση των αποστάσεων γίνεται με βάση τις δυναμικές παραλλάξεις διπλών αστέρων σε σμήνη, χωρίς όμως να πετυχαίνουμε ικανοποιητική ακρίβεια.

Οι παραπάνω μέθοδοι εφαρμόζονται μόνο κάτω από προϋποθέσεις. Μερικές από τις συνηθέστερες και πιο «παγκόσμιες» μεθόδους εκτίμησης αποστάσεων αστρικών, είναι αυτές που αναφέρουμε στη συνέχεια.

- **Προσδιορισμός απόστασης σμήνους με προσαρμογή MS**

Η απόσταση ενός ανοικτού σμήνους μπορεί να εκτιμηθεί με προσαρμογή της παρατηρούμενης MS του επάνω στην MS ενός σωστά βαθμονομημένου διαγράμματος H-R (Εικόνα 2.21). Συνήθως, κάνουμε προσαρμογή στην MS του ανοικτού σμήνους των Υάδων.



Εικόνα 2.21. Εκτίμηση απόστασης ανοικτού σμήνους με προσαρμογή MS.

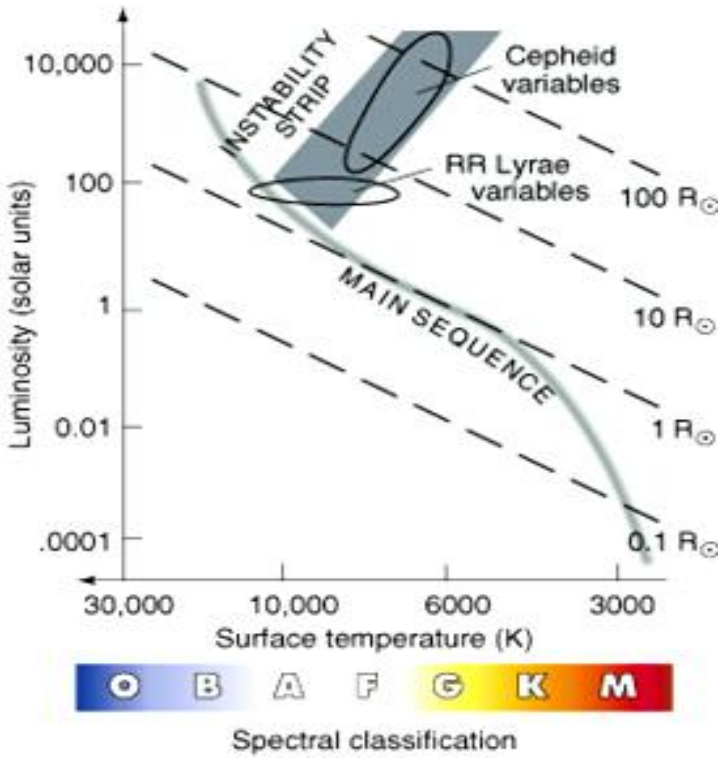
Όπως γνωρίζουμε, στο H-R τα μεγέθη είναι απόλυτα ενώ τα παρατηρησιακά μας δεδομένα αναφέρονται σε φαινόμενα μεγέθη. Αρχικά, λοιπόν, θα πρέπει να εξαλείψουμε από τα παρατηρούμενα μεγέθη την επίδραση της μεσοαστρικής απορρόφησης A_v στην κατεύθυνση του σμήνους. Μετά την διόρθωση αυτή, μια παράλληλη κατακόρυφη μετατόπιση της παρατηρησιακής MS ως προς την βαθμονομημένη, αρκεί για να υπολογίσουμε το μέτρο απόστασης m-M και τελικά την απόσταση του σμήνους, μέσω της γνωστής σχέσης 2.5.

$$m - M = 5\log r - 5 + A_V \qquad \textbf{(2.5)}$$

Έτσι, υπολογίζεται η απόσταση του σμήνους, r, σε parsec.

- **Προσδιορισμός απόστασης σμήνους με τη μέθοδο του Οριζοντίου Κλάδου και τη χρήση παλλόμενων αστέρων**

Η ύπαρξη παλλόμενων μεταβλητών αστέρων είναι αρκετά κοινή στα αστρικά σμήνη. Στο H-R διάγραμμα των σφαιρωτών σμηνών υπάρχει η λεγόμενη **ζώνη αστάθειας** (instability strip) του οριζόντιου κλάδου (horizontal branch), μέσα στα όρια της οποίας εμπίπτουν οι παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες **RR Lyrae** (Εικόνα 2.22). Οι RR Lyrae είναι πολύ γηραιοί αστέρες Πληθυσμού II και φασματικού τύπου A-F. Έχουν περίοδο ανάπαλσης μικρότερη από 1 d ενώ η μεταβολή στη λαμπρότητά τους δεν ξεπερνά (συνήθως) το 1 mag.

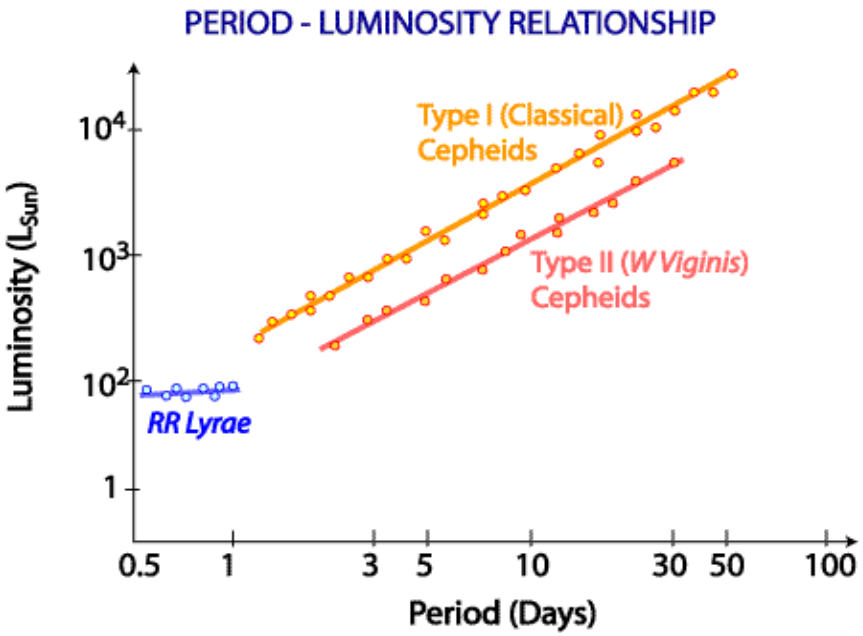


Εικόνα 2.22. Οι θέσεις των παλλόμενων Κηφείδων και RR Lyrae πάνω στο H-R διάγραμμα.

Αυτό που κάνει τους RR Lyrae πολύτιμους στον προσδιορισμό κοσμικών αποστάσεων είναι σχετικά σταθερή μέση απόλυτη λαμπρότητά τους, η οποία παίρνει την τιμή $M_V \approx 0.6$ mag. Η τιμή αυτή, έχει υπολογιστεί κυρίως με βάση κοντινούς RR Lyrae για τους οποίους είχαμε γνώση της απόστασης από τριγωνομετρικές παραλλάξεις. Ωστόσο, θα πρέπει να αναφέρουμε πως η μέση τιμή της απόλυτης λαμπρότητας παρουσιάζει εξάρτηση και από τον λόγο [Fe/H] κάθε σμήνους. Για τα οπτικά μήκη κύματος ισχύει η σχέση 2.6 των Demarque et al. 2000. Οπότε, γνωρίζοντας την μεταλλικότητα ενός σφαιρωτού σμήνους, μπορούμε να υπολογίσουμε το μέσο απόλυτο μέγεθος των RR Lyrae. Συγκρίνοντας την τιμή αυτή με το μέσο φαινόμενο μέγεθος στο οποίο βρίσκονται οι RR Lyrae πάνω στο παρατηρούμενο CMD, υπολογίζουμε το μέτρο απόστασης m-M. Έχοντας την παραπάνω πληροφορία και με δεδομένη την μεσοαστρική απορρόφηση, υπολογίζουμε την απόσταση του σμήνους σε pc, από τη γνωστή σχέση του μέτρου απόστασης.

$$M_V = 0.21 \cdot \left[\frac{Fe}{H} \right] + 0.89 \qquad \textbf{(2.6)}$$

Στα ανοικτά σμήνη οι παλλόμενοι μεταβλητοί αστέρες που συναντούμε στην ζώνη αστάθειας είναι οι **Κηφείδες** οι οποίοι καταλαμβάνουν μια στενή, σαφώς καθορισμένη, λωρίδα του H-R (Εικόνα 2.22). Οι Κηφείδες είναι λαμπροί παλλόμενοι υπεργίγαντες που ανήκουν στην τάξη λαμπρότητας Ib και έχουν φασματικούς τύπους F-K. Η αυξημένη λαμπρότητά τους έχει πολύ μεγάλη χρησιμότητα καθώς τους χρησιμοποιούμε και για τη μέτρηση εξωγαλαξιακών αποστάσεων. Η μεταβολή της λαμπρότητάς τους κυμαίνεται μεταξύ 0.5 και 2.5 mag και έχουν περίοδο ανάπαλσης από 1 έως 50 d. Τους διακρίνουμε σε δύο βασικές κατηγορίες. Τους κλασικούς Κηφείδες τύπου I που αποτελούνται από αστέρες Πληθυσμού I και τους Κηφείδες τύπου II που αποτελούνται από αστέρες Πληθυσμού II. Την πρώτη κατηγορία την συναντούμε κυρίως σε ανοικτά ενώ τη δεύτερη σε κάποια σφαιρωτά. Οι Κηφείδες τύπου II έχουν 4 φορές μικρότερη μέση λαμπρότητα από τους Κηφείδες τύπου I αλλά και οι δύο κατηγορίες ακολουθούν σχέσεις περιόδου-λαμπρότητας (Εικόνα 2.23).



Εικόνα 2.23. Σχέση περιόδου-λαμπρότητας Κηφείδων (τύπου I και II) και RR Lyrae.

Η σχέση περιόδου-λαμπρότητας για τους Κηφείδες τύπου I (σχέση 2.7) είναι:

$$Log\frac{<L>}{<L_o>} = 1.5 \cdot \log P - 1.43 \qquad \textbf{(2.7)}$$

όπου <L> η μέση λαμπρότητα του αστέρα και P η περίοδος αναπάλσεως σε d.

Η αντίστοιχη σχέση για το μέσο απόλυτο μέγεθος στο ορατό, στο οποίο βρίσκονται οι Κηφείδες τύπου I είναι (σχέση 2.8):

$$< M_V > = -2.80 \cdot \log P - 1.43 \qquad \textbf{(2.8)}$$

Ανάλογες σχέσεις ισχύουν και για τους Κηφείδες τύπου ΙΙ. Τελικά, μετρώντας την περίοδο ανάπαλσης των Κηφείδων σε σμήνη, βρίσκουμε από τις σχέσεις περιόδου-λαμπρότητας την μέση λαμπρότητά τους άρα και το απόλυτο μέγεθός τους. Στη συνέχεια, υπολογίζουμε το μέτρο απόστασης αφαιρώντας φαινόμενα από απόλυτα μεγέθη και τελικά προσδιορίζουμε την απόσταση από τη γνωστή σχέση του μέτρου απόστασης.

- **Προσδιορισμός απόστασης σμήνους με δείκτη το Red Clump**

Το **Red Clump** είναι μια χαρακτηριστική συγκέντρωση αστέρων του RGB, για τα αστρικά σμήνη ενδιάμεσων και μεγάλων εξελικτικών ηλικιών. Σύμφωνα με τους Bilir et al.2013 ("A New Absolute Magnitude Calibration for Red Clump Stars") μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε το Red Clump στον προσδιορισμό της απόστασης αστρικών σμηνών. Η εμπειρική σχέση των Bilir et al, που δίνει το απόλυτο μέγεθος του Red Clump για τα οπτικά μήκη κύματος είναι (σχέση 2.9).

$$M_V = 0.627(\pm 0.104)\cdot(B-V)_O + 0.046(\pm 0.043)\cdot\left[\frac{Fe}{H}\right] + 0.262(\pm 0.111) \qquad \textbf{(2.9)}$$

Τα όρια (δείκτη χρώματος $(B\text{-}V)_O$, μεταλλικότητας και απολύτου μεγέθους) μέσα στα οποία παίρνουμε αξιόπιστα αποτελέσματα από την παραπάνω εξίσωση είναι (σχέσεις 2.10, 2.11 και 2.12):

$$0.42 < (B-V)_O < 1.20 mag \qquad \textbf{(2.10)}$$

$$-1.55 < \left[\frac{Fe}{H}\right] < +0.40 dex \qquad \textbf{(2.11)}$$

$$+\ 0.43 < M_V < 1.03 mag \qquad \textbf{(2.12)}$$

Επομένως, γνωρίζοντας την μεταλλικότητα και τον διορθωμένο, από την μεσοαστρική ερύθρωση, δείκτη χρώματος υπολογίζουμε το απόλυτο μέγεθος των ερυθρών γιγάντων του Red Clump. Η διαφορά της τιμής αυτής από την παρατηρούμενη τιμή λαμπρότητας τους Red Clump,μας επιτρέπει να υπολογίσουμε το μέτρο απόστασης και τελικά την απόσταση του σμήνους.

Όπως περιγράφουν στην έρευνά τους οι Bilir et al. (2013) η μέθοδός τους χαρακτηρίζεται από μεγάλη αξιοπιστία καθώς έγινε εφαρμογή αυτής σε ένα μεγάλο δείγμα σμηνών. Τα αποτελέσματά τους, στη συνέχεια, συγκρίθηκαν με άλλες έρευνες στις οποίες οι αποστάσεις των ίδιων σμηνών υπολογίστηκαν με τριγωνομετρικές παραλλάξεις και κλασικές φασματοφωτομετρικές μεθόδους και βρέθηκε μια πολύ καλή συσχέτιση (σχεδόν ταύτιση) μεταξύ των αποτελεσμάτων όλων των ερευνών.

Τέλος, ένα από τα πλεονεκτήματα της μεθόδου του Red Clump είναι ότι, ακριβώς επειδή βασίζεται σε αστέρες του Red Clump, δεν απαιτεί βαθιά φωτομετρία μέχρι το turnoff point και την ΚΑ. Επομένως, μπορούμε να εκτιμήσουμε τις αποστάσεις ακόμη και πιο αμυδρών σμηνών με παρατηρήσεις από μικρότερα τηλεσκόπια.

ii. Εκτίμηση ηλικίας σμήνους

Γνωρίζοντας την θερμοκρασία και την λαμπρότητα ενός μεμονωμένου αστέρα δεν μπορούμε να βγάλουμε συμπέρασμα για την ηλικία του. Τα αστέρια παραμένουν το 90% του χρόνου ζωής τους πάνω στην ΚΑ του διαγράμματος HR. Επομένως παρατηρώντας έναν μεμονωμένο νάνο αστέρα της ΚΑ δεν θα μπορούσαμε να πούμε αν είναι πολύ νεαρός ή πολύ γηραιός, καθώς δεν παρουσιάζει ουσιαστικές διαφορές όσο βρίσκεται στην ΚΑ. Ωστόσο, τα αστρικά σμήνη (και άλλοι αστρικοί πληθυσμοί) που σχηματίστηκαν σχεδόν ταυτόχρονα από το ίδιο μοριακό νέφος, είναι στιγμιότυπα που μας δείχνουν πώς μοιάζουν τα αστέρια διαφόρων μαζών, όταν αυτά έχουν κοινή ηλικία και χημική σύσταση. Άρα γνωρίζοντας την ηλικία ενός αστέρα του σμήνους, γνωρίζουμε παράλληλα και την ηλικία ολόκληρου του σμήνους.

- **Προσδιορισμός ηλικίας σμήνους με δείκτη το turnoff point της ΚΑ**

Ο χρόνος ζωής ενός αστέρα της ΚΑ δίνεται από τη σχέση 2.13, που ουσιαστικά περιγράφει το πηλίκο της διαθέσιμης ενέργειας προς τον ρυθμό με τον οποίο δαπανάται η ενέργεια αυτή.

$$T_{ms} = \frac{M_{star}\ f_{core}\ f_H\ f_{masslost}\ c^2}{L_{star}} \qquad \textbf{(2.13)}$$

όπου

M_{star} = η μάζα του αστέρα (δοσμένη σε ηλιακές μάζες)

f_{core} = το ποσοστό της αστρικής μάζας που βρίσκεται στον πυρήνα, δλδ που μετατρέπεται από Η σε He μέσω θερμοπυρηνικών αντιδράσεων κατά την παραμονή του αστέρα στην ΚΑ =0.15

f_H = το αρχικό ποσοστό του αστέρα που είναι καύσιμο Η = 0.75

$f_{mass\ lost}$ = το ποσό της μάζας που χάνεται σε μια πυρηνική αντίδραση καύσης Η σε He = 0.007

L_{star} = η λαμπρότητα του αστέρα (ρυθμός με τον οποίο ακτινοβολείται η ενέργεια) δοσμένη σε ηλιακές μονάδες λαμπρότητας

Η προσεγγιστική σχέση που συνδέει τη λαμπρότητα με τη μάζα των αστέρων τις ΚΑ είναι (σχέση 2.14):

$$L_{star} = M_{star}{}^4 \qquad \textbf{(2.14)}$$

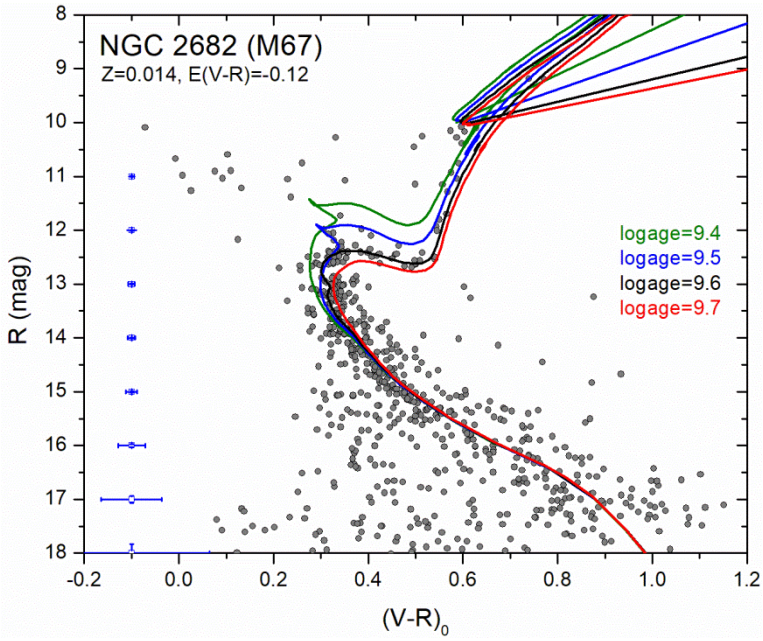
Συνδυάζοντας τις δύο προηγούμενες σχέσεις μπορούμε να κάνουμε μια εκτίμηση για την ηλικία ενός αστέρα της ΚΑ (σχέση 2.15).

$$T_{ms} = \frac{10^{10}}{M_{star}3}\, yrs \qquad \textbf{(2.15)}$$

Καθώς αυξάνει η εξελικτική ηλικία του σμήνους το turnoff point της ΚΑ «χαμηλώνει», που σημαίνει ότι ολοένα και λιγότερο μαζικά αστέρια εξελίσσονται προς τον Κλάδο των Γιγάντων. Οπότε, για να υπολογίσουμε την ηλικία ενός αστρικού σμήνους χρησιμοποιούμε το CMD για να βρούμε τον δείκτη χρώματος των αστέρων του turnoff point. Στη συνέχεια χρησιμοποιούμε πίνακες αστρικών παραμέτρων (από εκεί προέρχονται οι τροχιές εξέλιξης και οι θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες) οι οποίοι αντιστοιχίζουν τον δείκτη χρώματος στη μάζα των αστέρων αυτών. Εφόσον γνωρίζουμε τη μάζα, γνωρίζουμε και την ηλικία τους (σχέση 2.15) άρα τελικά και την ηλικία του σμήνους.

Η χρήση των θεωρητικών ισόχρονων καμπυλών (βλ. Κεφάλαιο 1) παίζει καθοριστικό ρόλο στον προσδιορισμό της σχετικής ηλικίας των αστρικών πληθυσμών. Λαμβάνοντας υπόψη την ερύθρωση και την απόσταση του σμήνους κατασκευάζουμε ένα CMD απαλλαγμένο από τους δύο αυτούς παράγοντες. Ακόμη, φροντίζουμε τα μεγέθη μας να είναι δοσμένα στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα. Για δεδομένη τιμή της μεταλλικότητας του σμήνους, επιλέγουμε μια αλληλουχία από θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες διαφόρων ηλικιών. Επάνω στο διορθωμένο CMD κάνουμε προσαρμογή τις θεωρητικές καμπύλες (Εικόνα 2.24) και εκτιμούμε την ηλικία του σμήνους, επιλέγοντας την ισόχρονη που διέρχεται καλύτερα από τα παρατηρησιακά μας σημεία. Φυσικά θα πρέπει πάντα να αναφέρουμε το εξελικτικό κώδικα με βάση τον οποίο έγινε η εκτίμηση της ηλικίας, καθώς παρουσιάζονται διαφορές μεταξύ των εξελικτικών μοντέλων ανάλογα με τις παραδοχές που αυτά κάνουν.

Ο κύριος δείκτης για την επιλογή της κατάλληλης ισόχρονης είναι το turnoff point. Φυσικά, χρησιμοποιούμε και άλλους δευτερεύοντες δείκτες (εφόσον υπάρχουν στα CMD) όπως το Red Clump, ο Οριζόντιος Κλάδος και η ΚΑ. Θα πρέπει δηλαδή, ισόχρονη καμπύλη να περιγράφει καλά όλες τις περιοχές του παρατηρησιακού CMD. Σε σμήνη που έχουμε, τουλάχιστον δύο, πολύ ευδιάκριτα σημεία αναφοράς (πχ turnoff point και Red Clump) μπορούμε να εκτιμήσουμε την ηλικία με τη χρήση θεωρητικών ισόχρονων και χωρίς να γνωρίζουμε την απόσταση και την μεσοαστρική ερύθρωση.



Εικόνα 2.24. Εκτίμηση της σχετικής ηλικίας του ανοικτού σμήνους M67, με τη χρήση θεωρητικών ισόχρονων καμπυλών για διαφορετικές ηλικίες.

- **Προσδιορισμός ηλικίας σμήνους με άλλους δείκτες**

Ο προσδιορισμός της ηλικίας με τη χρήση θεωρητικών ισόχρονων καμπυλών και κύριο δείκτη το turnoff point είναι η πιο συνηθισμένη μέθοδος που χρησιμοποιείται ευρέως από τους αστρονόμους. Ωστόσο, έχουν προταθεί και εναλλακτικοί τρόποι εκτίμησης ηλικιών (και μεταλλικοτήτων) σε αστρικούς πληθυσμούς, χρησιμοποιώντας τις μορφολογίες και ειδικά χαρακτηριστικά των CMD. Ενδεικτικά αναφέρουμε κάποιες από αυτές τις έρευνες. Οι Cristian & Janes (1979) πρότειναν σαν δείκτη της ηλικίας την διαφορά χρώματος μεταξύ του RGB και του turnoff point. Οι Sarajedini & Demarque (1990) και Vandenberg, Bolte & Stetson (1990), σε δύο ανεξάρτητες έρευνες που πραγματοποιήθηκαν την ίδια χρονιά, πρότειναν σαν δείκτη της ηλικίας τη διαφορά του φαινόμενου μεγέθους μεταξύ του turnoff της MS και το σημείο στροφής του SubGB. Όλες οι έρευνες που χρησιμοποίησαν τις σχετικές διαφορές μεταξύ δύο περιοχών του CMD είναι απαλλαγμένες από τον παράγοντα της απόστασης. Στις τελευταίες δύο μάλιστα δεν υπάρχει εξάρτηση ούτε από την μεταλλικότητα του σμήνους. Σε αντίστοιχη έρευνα της Hatzidimitriou (1991) προτάθηκε σαν δείκτης της ηλικίας η διαφορά δεικτών χρώματος μεταξύ του μέσου χρώματος του RHB και του RGB. Η συγκεκριμένη μέθοδος είναι απαλλαγμένη από τους παράγοντες της απόστασης και της ερύθρωσης, ενώ παρουσιάζει πολύ μικρή εξάρτηση από τη μεταλλικότητα. Κύριος περιορισμός είναι η απαραίτητη παρουσία RHB στα CMD. Δηλαδή, δεν μπορεί να γίνει εφαρμογή σε οποιασδήποτε μορφολογίας HB λόγω της ύπαρξης του “second parameter phenomenon”. Οι Vandenberg et al. (2013) εφάρμοσαν μια παρόμοια μέθοδο για το προσδιορισμό της ηλικίας σε 55 σφαιρωτά σμήνη. Όλες οι μέθοδοι που αναφέραμε χαρακτηρίζονται από το πλεονέκτημα ότι δεν απαιτείται βαθιά φωτομετρία καθώς χρησιμοποιούνται οι πιο λαμπρές περιοχές των CMD. Ωστόσο, θα πρέπει οπωσδήποτε να διαθέτουν μεγάλους αριθμούς αστέρων στις χαρακτηριστικές αυτές περιοχές.

Κεφάλαιο 3

Αστρονομική παρατήρηση και συλλογή δεδομένων

3.1. Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο

Η αστρονομική παρατήρηση, για τις ανάγκες της παρούσας διπλωματικής εργασίας, πραγματοποιήθηκε στο Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο. Το Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο βρίσκεται στους πρόποδες του όρους Υμηττού και συγκεκριμένα στην οροφή του Τμήματος Φυσικής ΕΚΠΑ, στην Πανεπιστημιούπολη Ζωγράφου (Εικόνα 3.1). Εντός ενός θόλου διαμέτρου 5 m, της εταιρείας OBSERVADOME, στεγάζεται το κατοπτρικό τηλεσκόπιο 0.4 m, τύπου Cassegrain, του Αστεροσκοπείου.

Εικόνα 3.1. Το Τμήμα Φυσικής ΕΚΠΑ και ο θόλος του Γεροσταθοπούλειου Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου από ψηλά (πηγή: Google Earth).

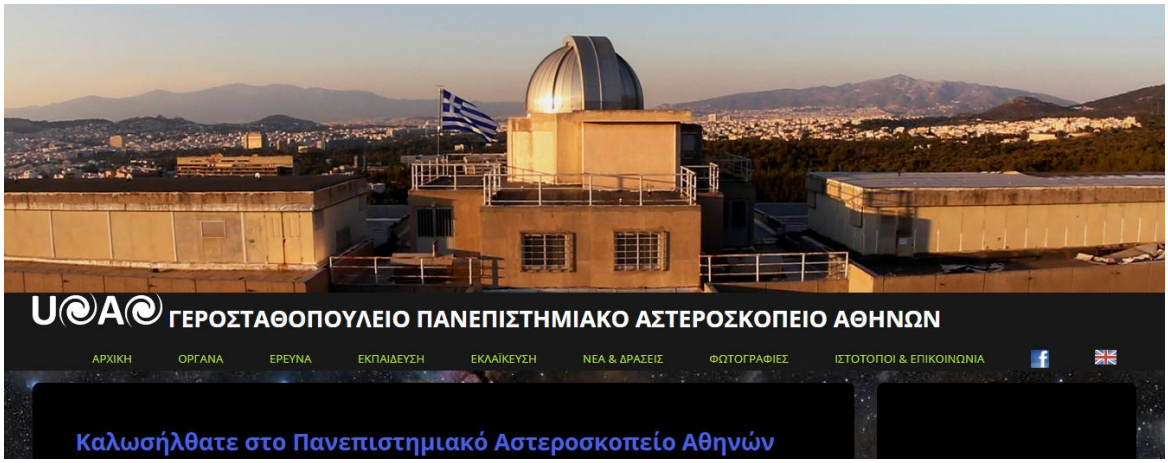
Το Αστεροσκοπείο διαθέτει επίσης μία αίθουσα ελέγχου-control room (Εικόνα 3.2) εξοπλισμένη με υπολογιστές, που ελέγχουν το τηλεσκόπιο και διαθέτουν αστρονομικά λογισμικά για τη λειτουργία του, αλλά και σχετικά με την επεξεργασία και την ανάλυση των αστρονομικών δεδομένων.

Αξίζει να σημειώσουμε ότι το Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο έχει έντονη ερευνητική δράση, απαριθμώντας έναν μεγάλο αριθμό δημοσιεύσεων σε διεθνή επιστημονικά περιοδικά και συνέδρια αστροφυσικής. Ακόμη, συμμετέχει ενεργά σε διακρατικές συνεργασίες και ερευνητικά προγράμματα.

Εικόνα 3.2. Η αίθουσα ελέγχου (control room) του Αστεροσκοπείου
(πηγή: http://observatory.phys.uoa.gr/)

Εξίσου σημαντική είναι και η εκπαιδευτική του δράση, η οποία απαρτίζεται από δύο συνιστώσες: την εκπαίδευση φοιτητών του Τομέα Αστροφυσικής και την διάδοση της αστρονομίας στο ευρύ κοινό μέσα από εκδηλώσεις και βραδιές κοινού που οργανώνονται τακτικά.

Αναλυτικές πληροφορίες σχετικά με το Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο και τις δράσεις του, παρέχονται στην επίσημη ιστοσελίδα (Εικόνα 3.3) του Αστεροσκοπείου: http://observatory.phys.uoa.gr/ .



Εικόνα 3.3. Η επίσημη ιστοσελίδα του Γεροσταθοπούλειου Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου.

3.2. Όργανα συλλογής των αστρονομικών δεδομένων

3.2.1. Τηλεσκόπιο

Το τηλεσκόπιο (Εικόνα 3.4) είναι μια δωρεά του Λουκά Γεροσταθόπουλου στη μνήμη της μητέρας του, Ασημίνας. Εγκαταστάθηκε στον ειδικά διαμορφωμένο θόλο τον Απρίλιο του 1999 ενώ η πρώτη αστρονομική παρατήρηση ("first light") πραγματοποιήθηκε τον Νοέμβριο του ίδιου έτους. Κατασκευάστρια εταιρεία είναι η DFM Engineering INC, USA και τα κύρια χαρακτηριστικά των οργάνων του συνοψίζονται στα εξής:

ΟΠΤΙΚΑ ΧΑΡΑΚΤΗΡΙΣΤΙΚΆ

- ✓ Κατοπτρικό τηλεσκόπιο τύπου Cassegrain (CCT-16, DFM Engineering INC., USA).
- ✓ Πρωτεύον κάτοπτρο διαμέτρου 0.4-m με εστιακό λόγο για το πρωτεύον κάτοπτρο f/3 και ενεργό εστιακό λόγο f/8. Το πρωτεύον και δευτερεύον κάτοπτρο είναι κατασκευασμένα από pyrex και έχουν επαλουμινιωθεί και προστατευθεί με στρώμα μονοξειδίου του πυριτίου.
- ✓ Το τηλεσκόπιο μπορεί να λειτουργεί σε θερμοκρασία μέχρι -40 °C.
- ✓ Παράλληλα στο τηλεσκόπιο είναι στερεωμένος ένας ερευνητής 9 × 60.
- ✓ Το ανιχνευτικό όριο του τηλεσκοπίου, δηλαδή το φαινόμενο μέγεθος του αμυδρότερου αστέρα που παρατηρείται οπτικά διά γυμνού οφθαλμού είναι :

$$m_{\max} = 7.1 + 5\log D = 7.1 + 5\log(40) = 15.1 mag \qquad \textbf{(3.1)}$$

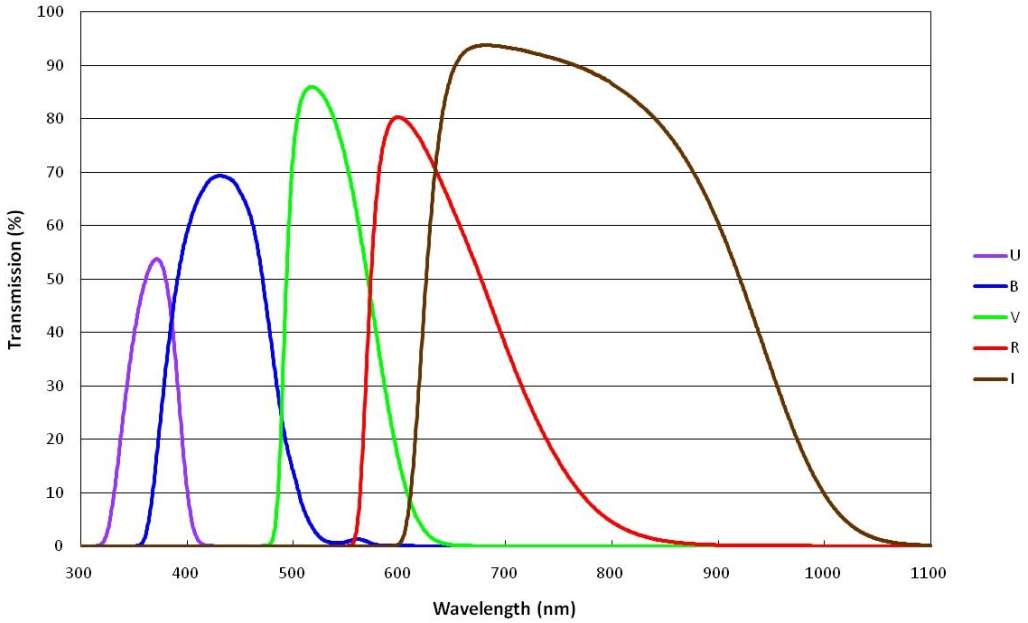
Εικόνα 3.4. Το ρομποτικό κατοπτρικό τηλεσκόπιο 0.4-m, τύπου Cassegrain, του Γεροσταθοπούλειου Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου (copyright: Μαρία Πετροπούλου).

ΣΤΗΡΙΞΗ ΤΟΥ ΤΗΛΕΣΚΟΠΙΟΥ

- ✓ Η στήριξη του τηλεσκοπίου είναι ισημερινή διχαλωτού τύπου (ο ένας άξονας είναι παράλληλος στον άξονα περιστροφής της Γης, ΠΠ', και ο δεύτερος άξονας είναι κάθετος στον πρώτο)
- ✓ Η ακρίβεια οδήγησης του τηλεσκοπίου είναι: ±2'' σε 2 λεπτά, ή ±20'' για 1 ώρα.
- ✓ Η ακρίβεια σκόπευσης είναι καλύτερη από 1'' RMS.
- ✓ Ειδική βάση επιτρέπει μικροκινήσεις για την πολική ευθυγράμμιση του τηλεσκοπίου.
- ✓ Βοηθητικά όργανα παρατήρησης βάρους μέχρι 20 kg μπορούν να προσαρμοστούν στο τηλεσκόπιο.

ΣΥΣΤΗΜΑ ΕΛΕΓΧΟΥ

- ✓ Υπάρχει σύστημα ελέγχου του τηλεσκοπίου από απόσταση. Το σύστημα ελέγχου (Telescope Control System - TCS) είναι φιλικό προς τον χρήστη και με τη βοήθεια ενός Η/Υ μπορούμε να έχουμε συνεχή ενημέρωση για την κατάσταση του τηλεσκοπίου και δυνατότητα επιλογών.
- ✓ Υπάρχει ενσωματωμένη βιβλιοθήκη αστρονομικών αντικειμένων.
- ✓ Υπάρχει σύστημα αυτοπροστασίας του συστήματος μέσω Η/Υ για τη μη υπέρβαση ορισμένων ορίων.
- ✓ Υπάρχει σύστημα αυτόματης κίνησης του θόλου για να ακολουθεί το τηλεσκόπιο με τη βοήθεια ειδικού μοτέρ.



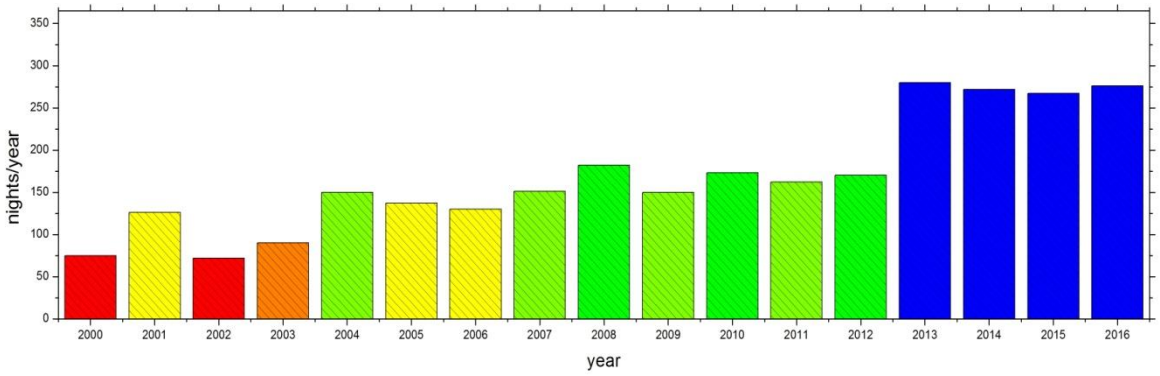
Εικόνα 3.5. Διαπερατότητα και φασματική απόκριση των φωτομετρικών φίλτρων UBVRI των Bessell/Johnson (Πηγή: University of Texas-Austin)

ΒΟΗΘΗΤΙΚΑ ΟΡΓΑΝΑ

- ✓ Μονοκαναλικό αστρικό φωτόμετρο τύπου SPP3.
- ✓ Αστρικό φωτόμετρο καταμέτρησης παλμών (πλήρως αυτοματοποιημένο).
- ✓ CCD camera ST-8 (SBIG).
- ✓ CCD camera ST-8 XMEI (SBIG).
- ✓ CCD camera ST-10 XME (SBIG)
- ✓ Τροχός φίλτρων Bessel-Johnson UBVRI (Εικόνα 3.5) για αστρική φωτομετρία και επιπλέον φίλτρα μεθανίου (CH_4) και υδρογόνου (H_α)
- ✓ Αστρικός φασματογράφος φράγματος με διασπορά 61 Å/mm και διακριτική ικανότητα 10000 (Το όργανο αυτό κατασκευάστηκε από τον Επίκ. Καθηγητή Δ. Παπαθανάσογλου και τον Λέκτορα Κ. Γαζέα στο Εργαστήριο Αστρονομίας του Τομέα Αστροφυσικής, Αστρονομίας και Μηχανικής του Τμήματος Φυσικής του Παν/μίου Αθηνών).
- ✓ Ειδικά φίλτρα για ηλιακές παρατηρήσεις.
- ✓ Μειωτές εστιακής απόστασης (focal reducers) f/6.3 και f/3.3.
- ✓ Κονσόλα ελέγχου του αστρικού φασματογράφου (κατασκευή Κ. Γαζέας 2015)
- ✓ Διάφορα τηλεσκόπια μικρότερης διαμέτρου (διοπτρικά και κατοπτρικά).

Αναβάθμιση του τηλεσκοπίου

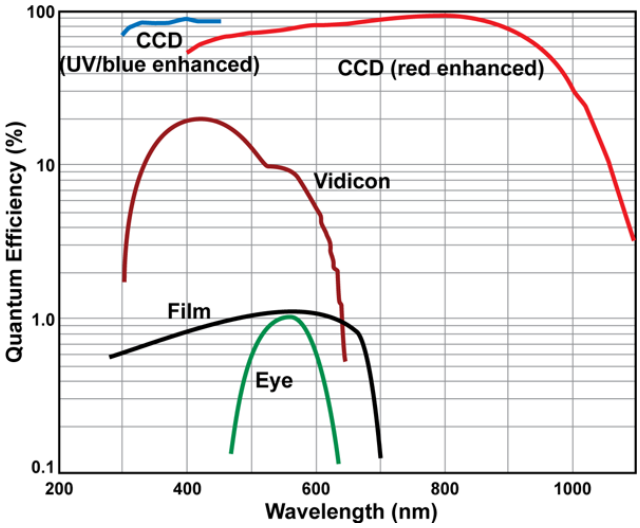
Μία από τις σημαντικότερες χρονιές για το τηλεσκόπιο του Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου ήταν το 2012, λόγω της αναβάθμισής του σε ρομποτικό και πλήρως τηλεχειριζόμενο. Έλαβε μάλιστα την πρωτιά στην κατηγορία του μεταξύ των τηλεσκοπίων άλλων Ελληνικών ιδρυμάτων. Χάρη στις μηχανικές και ηλεκτρονικές τροποποιήσεις που έγιναν από τον Δρ. Κοσμά Γαζέα, τόσο το τηλεσκόπιο όσο και ο θόλος μπορούν πλέον να λειτουργούν με τηλεχειρισμό μέσω διαδικτύου. Φυσικά όλη αυτή η αυτοματοποίηση έφερε μία εμφανή αύξηση στην αξιοποίηση των νυκτών παρατήρησης, όπως φαίνεται χαρακτηριστικά στην Εικόνα 3.6, κάτι το οποίο έχει αυξήσει παράλληλα και το παραχθέν ερευνητικό έργο.



Εικόνα 3.6. Στο παραπάνω ιστόγραμμα βλέπουμε την απότομη αύξηση της χρήσης του τηλεσκοπίου μετά το 2012, που αναβαθμίστηκε σε ρομποτικό. Διαπιστώνουμε ότι έχει αγγίξει το 75% της ετήσιας χρήσης δηλαδή ~280 νύχτες παρατήρησης σε ετήσια βάση.
(Πηγή: http://users.uoa.gr/~kgaze)

3.2.2. CCD camera

Ένα από τα σημαντικότερα τεχνολογικά επιτεύγματα με τεράστιο αντίκτυπο στην Παρατηρησιακή Αστρονομία έλαβε χώρα το 1969 στα Bell Laboratories, από τους W.Boyle και G.Smith. Πρόκειται για την εφεύρεση των CCD (Charge Coupled Devices) η οποία τους χάρισε αρκετά χρόνια αργότερα το Nobel Φυσικής. Οι CCD είναι ανιχνευτές ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας, οι οποίοι απαριθμούν ένα μεγάλο αριθμό πλεονεκτημάτων έναντι των άλλων ανιχνευτών (Εικόνα 3.7) και αυτή ακριβώς η υπεροχή τους τις καθιέρωσε ως ανιχνευτικά όργανα στα περισσότερα επίγεια και διαστημικά παρατηρητήρια.

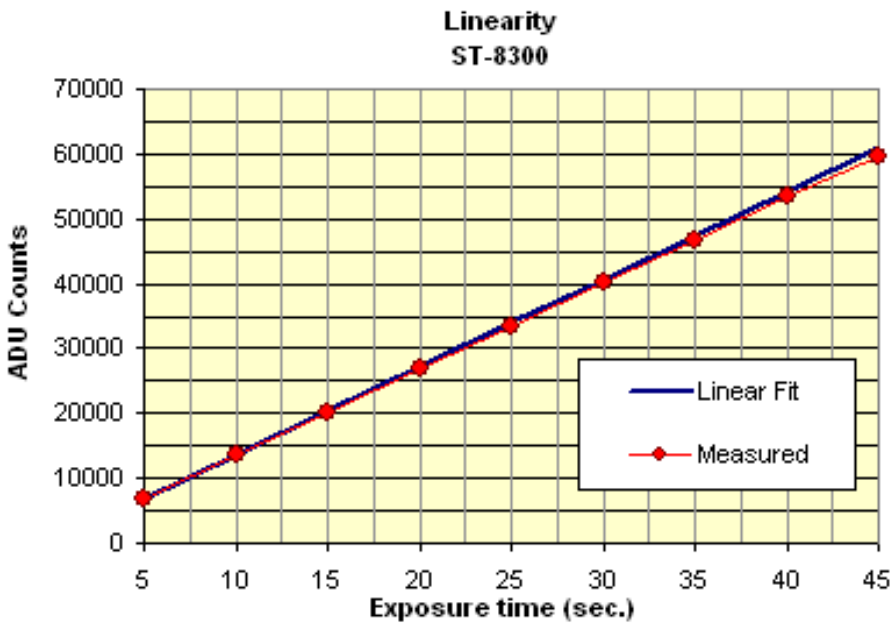


Εικόνα 3.7. Σύγκριση της κβαντικής απόδοσης της CCD με άλλους ανιχνευτές σαν συνάρτηση του μήκους κύματος (πηγή: MIT, Lincoln Laboratory).

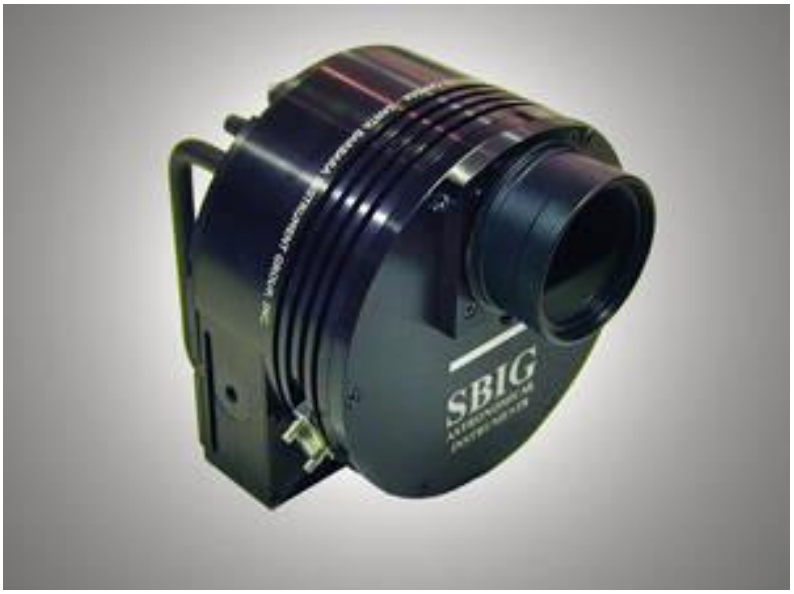
<u>Πλεονεκτήματα της CCD</u>

- **Μεγάλη κβαντική απόδοση,** η οποία κυμαίνεται στο 90% και είναι σημαντικά ανώτερη σε σχέση με άλλους ανιχνευτές κυρίως στα υπέρυθρα και οπτικά μήκη κύματος.
- **Μεγάλη διακριτική ικανότητα,** η οποία οφείλεται στις διαστάσεις των pixels που διαθέτει το chip της CCD. Λόγω του μικρού μεγέθους των pixels πετυχαίνουμε καλή ανάλυση της πληροφορίας που καταγράφεται.
- **Γραμμικότητα απόκρισης** (Εικόνα 3.8)
- **Υψηλή φωτομετρική ακρίβεια**
- **Χαμηλός ηλεκτρονικός θόρυβος** (όσο μικρότερη είναι η θερμοκρασία στη οποία ψύχουμε την camera τόσο μικρότερος είναι και ο ηλεκτρονικός και θερμικός θόρυβος).
- **Ευρεία περιοχή φασματικής απόκρισης,** που εκτείνεται από 2.000 έως 12.000 Angstrom.
- **Μεγάλη δυναμική περιοχή,** της τάξης των 2^{16} counts (16-bit).

Για την παρούσα διπλωματική εργασία χρησιμοποιήθηκε η SBIG ST10-XME CCD camera (Εικόνα 3.9) μαζί με ένα σετ φίλτρων Bessell (UBVRI). Οι ψηφιακές εικόνες κάθε στόχου σε διάφορες περιοχές του ΗΜ φάσματος, στα ορατά μήκη κύματος (BVRI bands) μας παρέχουν την πολυχρωματική πληροφορία που χρειαζόμαστε για τη μελέτη των αστρικών σμηνών.



Εικόνα 3.8. Παράδειγμα γραμμικότητας απόκρισης της SBIG ST-8300 CCD camera.



Εικόνα 3.9. Η SBIG ST10XME CCD camera που χρησιμοποιήσαμε για τη λήψη των φωτομετρικών μας δεδομένων.

Στον Πίνακα 3.1 φαίνονται τα χαρακτηριστικά της CCD camera που χρησιμοποιούμε, όπως δίνονται από τους κατασκευαστές.

Πίνακας 3.1. Χαρακτηριστικά της SBIG ST10-XME CCD camera

SBIG ST10XME CCD camera	
CCD	Kodak KAF-3200ME + TI TC-237
Pixel Array	2184 × 1472 pixels
CCD Size	14.9 × 10 mm
Total Pixels	3.2 million
Pixel Size	6.8 × 6.8 μm
Full Well Capacity	~77,000 e-
Dark Current	0.5e-/pixel/sec at 0 degrees C
Antiblooming	n/a
Shutter	Electromechanical
Exposure	0.12 to 3600 seconds, 10ms resolution
Correlated Double Sampling	Yes
A/D Converter	16 bits
A/D Gain	1.3e-/ADU
Read Noise	8.8e^- RMS
Binning Modes	1 × 1, 2 × 2, 3 × 3
Pixel Digitization Rate	Up to 420.000 pixels per sec
Full Frame Download	~8.7 seconds
Cooling - standard	Single Stage Thermoelectric, Active Fan, Water Assist -45 C from Ambient Typical with water, -35 C w/air only

3.3. Κλίμακα ειδώλου και FoV

Η **κλίμακα ειδώλου**, K, είναι μία ποσότητα-κλίμακα που μας υποδεικνύει τη γωνιώδη απόσταση του ουρανού (dθ) η οποία αντιστοιχεί σε κάθε χιλιοστό dy (ή pixel) της εικόνας που λαμβάνεται από ένα συγκεκριμένο σύστημα τηλεσκοπίου-CCD ανιχνευτή. Για τα δικά μας όργανα παρατήρησης, η κλίμακα ειδώλου υπολογίζεται από τη σχέση 3.2 :

$$K = \frac{d\theta}{dy} = \frac{1}{F} = \frac{206265}{3200} = 64.458\ \frac{arcsec}{mm} \qquad \textbf{(3.2)}$$

όπου F=3200 mm η εστιακή απόσταση του τηλεσκοπίου.

Λαμβάνοντας υπόψη ότι η φυσική διάσταση κάθε pixel είναι 6.8 μm, η κλίμακα ειδώλου εκφρασμένη σε arcsec/pixel (σχέση 3.3) είναι:

$$K = 64.458 \cdot \frac{10^3}{6.8} = 0.440\ \frac{arcsec}{pixel} \qquad \textbf{(3.3)}$$

Θα πρέπει επίσης να λάβουμε υπόψη στους υπολογισμούς μας το ότι η εστιακή απόσταση του τηλεσκοπίου μετά την προσαρμογή του focal reducer είναι F=2016mm καθώς και το γεγονός ότι χρησιμοποιήσαμε 2 × 2 binning (δηλαδή 1pixel=(2×6.8)μm=13.6μm=0.0136mm). Οπότε η κλίμακα ειδώλου τελικά διαμορφώνεται σε (σχέση 3.4) :

$$K = \frac{206265}{2016} = 102.3149\ \frac{arcsec}{mm} \qquad \textbf{(3.4)}$$

και εκφρασμένη σε arcsec/pixel (σχέση 3.5) είναι:

$$K = 102.3140 \times 0.0136 \cong 1.3915\ \frac{arcsec}{pixel} \qquad \textbf{(3.5)}$$

Το **οπτικό πεδίο** (Field of View-FoV) του κατοπτρικού τηλεσκοπίου, 0.4-m, του Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου με την χρήση της SBIG ST10-XME CCD camera υπολογίζεται σε (11×16) arcmin. Παρακάτω εξηγούμε πώς προκύπτει η τιμή αυτή.

Το οπτικό πεδίο του τηλεσκοπίου, για την δεδομένη κλίμακα ειδώλου που έχουμε, θα το υπολογίσουμε από τη σχέση 3.6:

$$\theta = \frac{d}{F} \qquad \textbf{(3.6)}$$

όπου d οι φυσικές διαστάσεις του ανιχνευτή (CCD) και F η εστιακή απόσταση του τηλεσκοπίου.

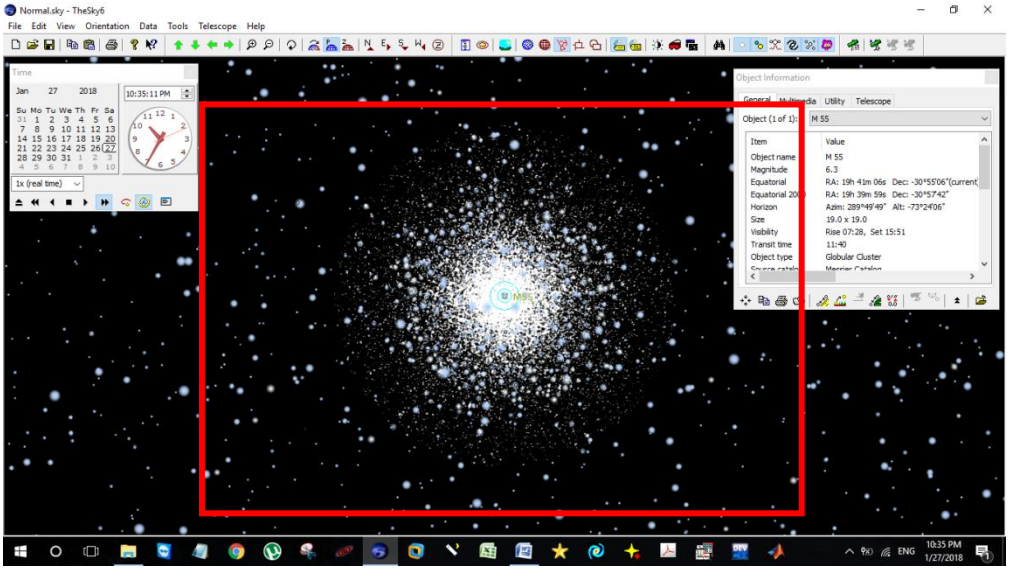
Για τη μία διάσταση του chip της CCD camera είναι (σχέση 3.7):

$$\theta 1 = \left(\frac{10mm}{3200\ mm}\right) \cdot \left(\frac{206.265}{60}\right) \cong 11 arcmin \qquad \textbf{(3.7)}$$

Για την άλλη διάσταση του παραλληλογράμμου του chip είναι (σχέση 3.8):

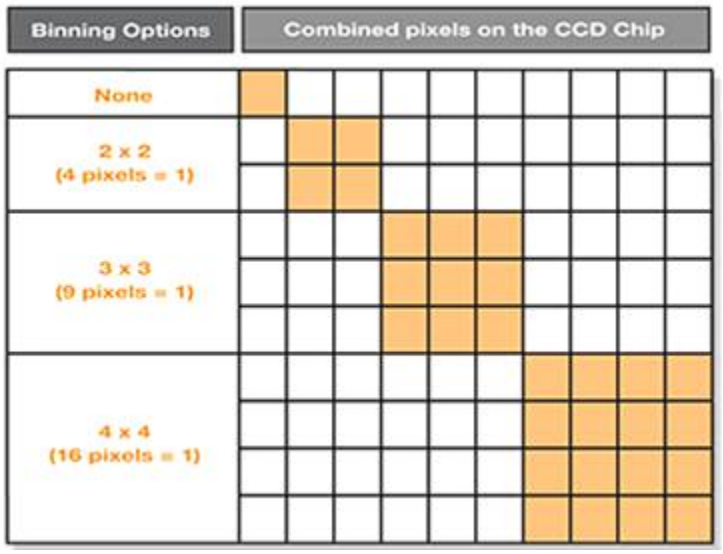
$$\theta 2 = \left(\frac{14.9mm}{3200mm}\right) \cdot \left(\frac{206.265}{60}\right) = 16\ arcmin \qquad \textbf{(3.8)}$$

Επομένως το **FoV** του τηλεσκοπίου είναι τελικά **(11×16) arcmin**. Χρησιμοποιώντας ένα focal reducer f/6.3 αυξάνουμε το FoV σε (17 × 26) arcmin (Εικόνα 3.10), κάτι το οποίο είναι πολύ χρήσιμο στις παρατηρήσεις αστρικών σμηνών του Γαλαξία, επειδή είναι αρκετά εκτεταμένα αντικείμενα.



Εικόνα 3.10. Οι διαστάσεις του FoV (κόκκινο πλαίσιο) για το σύστημα τηλεσκοπίου-CCD που διαθέτουμε.

Στις παρατηρήσεις μας, όπως αναφέραμε και πιο πάνω, χρησιμοποιήσαμε binning 2×2. Ο όρος binning (Εικόνα 3.11) αναφέρεται στην συγχώνευση pixels σε ένα superpixel. Ο λόγος, για τον οποίο εφαρμόζουμε τη μέθοδο αυτή, είναι η αύξηση του λόγου σήματος προς θόρυβο (S/N ratio), εφόσον τα φωτόνια που θα έπεφταν στα επιμέρους pixels, πλέον προσπίπτουν στο ένα μεγαλύτερο. Θα πρέπει, ωστόσο, να είμαστε προσεκτικοί στην εφαρμογή του κατάλληλου binning ανά περίπτωση, καθώς όσο αυτό αυξάνεται ναι μεν παίρνουμε μεγαλύτερη ποσότητα φωτοηλεκτρονίων για δεδομένο χρόνο έκθεσης, αλλά παράλληλα έχουμε μείωση της διακριτικής ικανότητας. Φυσικά λάβαμε υπόψη την κλίμακα ειδώλου και το seeing έτσι ώστε να έχουμε ευκρινείς εικόνες ακόμη και μετά την εφαρμογή του binning. Ο λόγος σήματος προς θόρυβο (Signal to Noise Ratio ή S/N) κρατήθηκε όσο το δυνατό σε υψηλότερα επίπεδα, αποφεύγοντας τον κορεσμό των λαμπρότερων αστέρων του πεδίου.



Εικόνα 3.11. Σχηματική αναπαράσταση της μεθόδου συγχώνευσης pixels (binning).

3.4. Παρουσίαση των παρατηρηθέντων στόχων

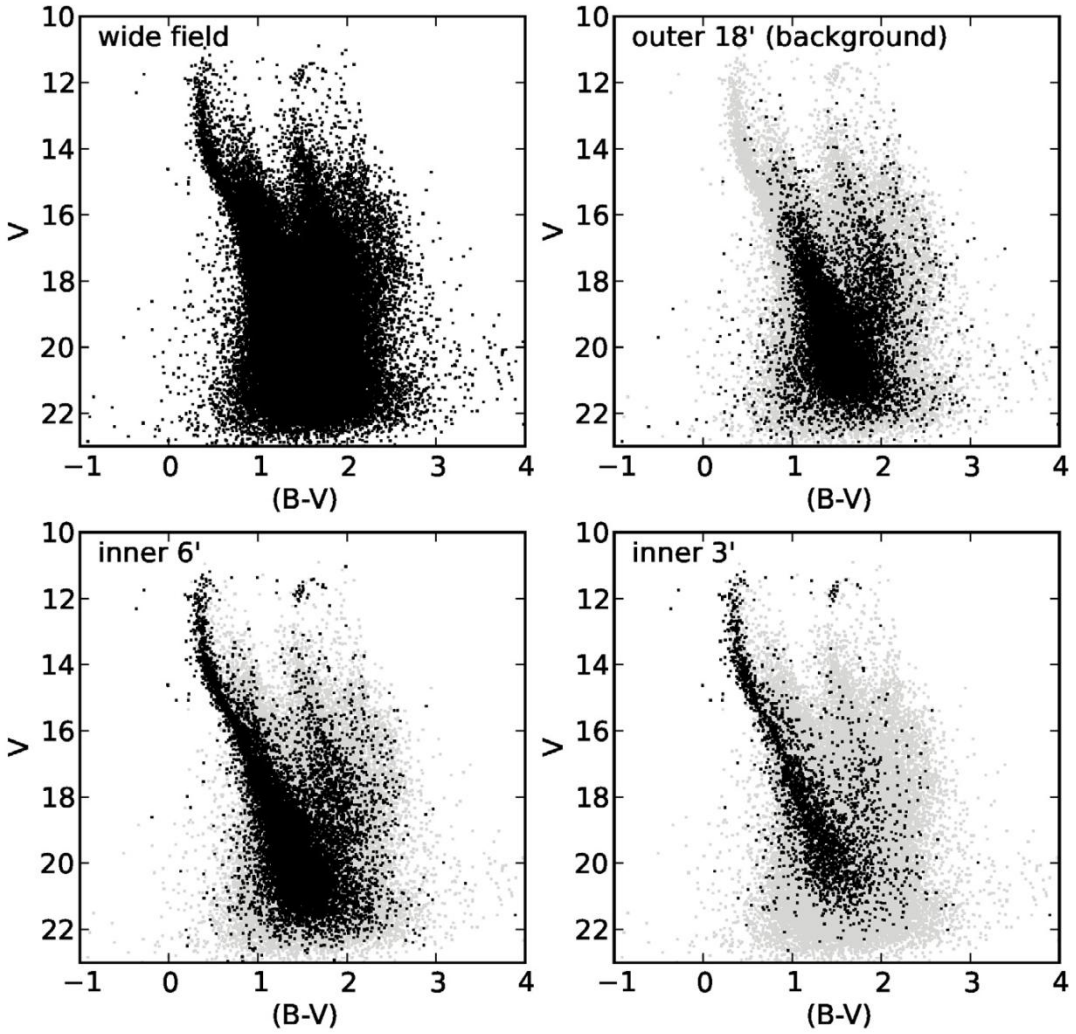
Κριτήρια επιλογής των στόχων

Η επιλογή των αστρικών σμηνών που μελετούμε στην συγκεκριμένη διπλωματική εργασία, έγινε με βάση κάποια κριτήρια. Σε κάθε αστρονομική παρατήρηση πρέπει να λαμβάνονται υπόψη η τοποθεσία, τα χαρακτηριστικά του συστήματος τηλεσκοπίου-ανιχνευτή που διαθέτουμε, η εποχή, η ώρα παρατήρησης και οι καιρικές συνθήκες. Αρχικά λοιπόν δημιουργήσαμε έναν κατάλογο μερικών δεκάδων υποψηφίων στόχων που ήταν ορατοί την εποχή που θέλαμε, από την τοποθεσία του Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου, κατά το μεγαλύτερο μέρος της νύκτας. Για την δημιουργία του καταλόγου μας βασιστήκαμε στους γνωστούς καταλόγους Messier και NGC. Από τα επιλεχθέντα σμήνη κρατήσαμε εκείνα με τις μικρές ζενίθιες αποστάσεις. Παρατηρώντας κοντά στο ζενίθ έχουμε μικρότερη αέρια μάζα, καλύτερο seeing και λιγότερο έντονη την φωτορρύπανση της Αθήνας. Φυσικά ελέγξαμε και τη φάση και τη θέση της Σελήνης, ώστε να μην δημιουργεί, ούτε εκείνη, φωτορρύπανση στα παρατηρησιακά μας δεδομένα. Ο κατάλογός μας περιορίστηκε ακόμη περισσότερο όταν θέσαμε το κριτήριο της φαινόμενης λαμπρότητας. Επιπλέον, θέλαμε τα σμήνη που θα παρατηρήσουμε να καλύπτονται όσο το δυνατό περισσότερο από το διαθέσιμο FoV (17x26 arcmin). Τέλος, θέλαμε να παρατηρήσουμε τόσο ανοικτά όσο και σφαιρωτά σμήνη ώστε να μελετήσουμε και τα δύο είδη, εντοπίζοντας ομοιότητες και διαφορές μεταξύ τους. Τα ανοικτά σμήνη θέλαμε να μην είναι πολύ αραιά ώστε να έχουμε έναν μεγάλο αριθμό αστέρων που θα μας επέτρεπε να κάνουμε με μεγαλύτερη αξιοπιστία τις αναλύσεις μας. Επίσης, αναζητήσαμε ανοικτά σμήνη ενδιάμεσων και μεγάλων ηλικιών ώστε να είναι εμφανής η εξέλιξή τους τόσο δυναμικά όσο και από άποψη αστρικής εξέλιξης. Στα σφαιρωτά σμήνη, ψάξαμε για στόχους που δεν είχαν πολύ συμπαγή πυρήνα ώστε να μπορούμε να διακρίνουμε και να φωτομετρήσουμε όσο το δυνατόν καλύτερα και ακριβέστερα τα αστέρια που τα αποτελούν. Βασιζόμενοι λοιπόν στα παραπάνω κριτήρια καταλήξαμε στην παρατήρηση οκτώ αστρικών σμηνών (τεσσάρων ανοικτών και τεσσάρων σφαιρωτών) τα οποία και μελετήσαμε. Τα τρία από αυτά αποτελούν το αντικείμενο της διπλωματικής αυτής εργασίας και είναι: το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11) και τα σφαιρωτά σμήνη NGC 6809 (M55) και NGC 6838 (M71).

3.4.1. Το ανοικτό αστρικό σμήνος NGC 6705 (M11)

Το NGC 6705 (M11, Mel 213, Cr 391, OCl 76), γνωστό και ως Wild Duck Cluster, προβάλλεται στον αστερισμό της Ασπίδας και είναι ένα ανοικτό σμήνος ενδιάμεσης ηλικίας που εκτιμάται στα 0.30±0.05 Gyr (Cantat-Gaudin et al. 2014). Ανακαλύφθηκε το 1681 από τον Gottfried Kirch, ενώ ο Charles Messier το πρόσθεσε στον περίφημο κατάλογό του το 1764. Το NGC 6705 είναι ένα από τα πιο πολυπληθή και συμπαγή ανοικτά σμήνη με συνολική μάζα αρκετές χιλιάδες ηλιακές μάζες (McNamara & Sanders 1977; Santos et al. 2005, Cantat-Gaudin et al. 2014). Κατατάσσεται στο όριο μεταξύ των πιο συμπαγών ανοικτών σμηνών και των λιγότερο μαζικών σφαιρωτών (Bragaglia et al. 2012). Γι' αυτό και οι Cantat-Caudin et al. (2014) συνδύασαν φωτομετρικές και φασματοσκοπικές παρατηρησεις με σκοπό να δουν αν παρουσιάζει χαρακτηριστικά που απαντώνται σε σφαιρωτά σμήνη, όπως για παράδειγμα η ύπαρξη πολλαπλών πληθυσμών. Ψάχνοντας για χαρακτηριστικές αντι-συσχετίσεις (πχ Na-O) που υποδεικνύουν την ύπαρξη διακριτών πληθυσμών, βρήκαν πως τελικά το σμήνος αποτελείται από έναν χημικά ομοιογενή πληθυσμό. Ακόμη, χρησιμοποιώντας τα φωτομετρικά δεδομένα,

υπολόγισαν την μάζα του σμήνους και βρέθηκε πως είναι κάτω από το κατώφλι των $4x10^4$ $M_\odot$ (Carreta et al. 2010), που απαιτείται για την δημιουργία πολλαπλών πληθυσμών. Βρίσκεται στο πρώτο γαλαξιακό τεταρτημόριο (Messina et al. 2010; Santos et al. 2005) σε γαλαξιακές συντεταγμένες (l=7.3°, b=−2.8°). Οι ουρανογραφικές του συντεταγμένες, σύμφωνα με τη βάση αστρονομικών δεδομένων WEBDA (Mermilliod 1996), είναι (RA_{J2000}=18^h 51^m 0.5^s, Dec_{J2000}=-16° 06' 12**").** Λόγω της θέσης που κατέχει κοντά στα κεντρικά τμήματα του γαλαξιακού δίσκου, προβάλλεται σε ένα ιδιαίτερα πυκνό αστρικό υπόβαθρο. Παρόλα αυτά, το μεγάλο πλήθος αστέρων που το αποτελούν, αποκαλύπτουν μια πλούσια Κύρια Ακολουθία και ένα αρκετά σαφές Red Clump στο παρατηρησιακό CMD (Εικόνα 3.12).



Εικόνα 3.12. CMD του ανοικτού αστρικού σμήνους NGC 6705 για τα αστέρια που περιέχονται σε διάφορες ακτινικές αποστάσεις από το κέντρο του σμήνους.
(Cantat-Caudin et al. 2014)

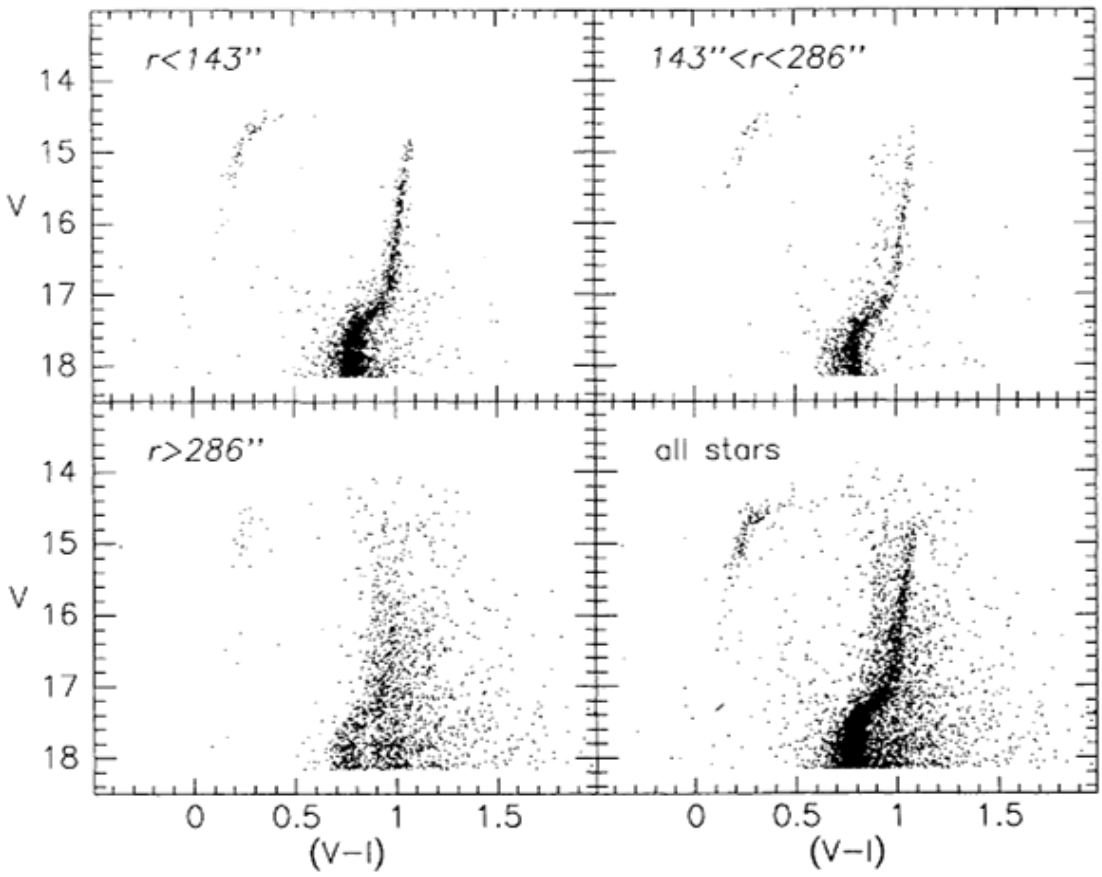
Αν και προς την κατεύθυνση του NGC 6705 υπάρχουν αρκετά μεσοαστρικά νέφη λόγω του μικρού γαλαξιακού πλάτους, ωστόσο αυτό τυχαίνει να βρίσκεται σε μια περιοχή σχετικά χαμηλής μεσοαστρικής απορρόφησης, κοντά στον βραχίονα του Τοξότη (Sagittarius Arm). Τα παλιρροιακά φαινόμενα, λόγω των γαλαξιακών παλιρροιακών δυνάμεων καθώς και οι συχνές αλληλεπιδράσεις με μοριακά νέφη έχουν αρκετά ισχυρή επίδραση πάνω στο NGC 6705. Η μεγάλη συνολική μάζα του σμήνους έχει σαν αποτέλεσμα ο χρόνος χαλάρωσης να είναι μεγάλος (σχέση 1.18) άρα πιο αργή η δυναμική του εξέλιξη. Ωστόσο, οι έντονες παλιρροιακές δυνάμεις

είναι ένας παράγοντας επιτάχυνσης της δυναμικής εξέλιξης και έτσι το σμήνος είχε τα περιθώρια να υποστεί μια αρκετά έντονη δυναμική εξέλιξη, στον μέχρι τώρα χρόνο ζωής του. Οι Zhao et al. (1998) και Sung et al. (1999) ήταν από τους πρώτους που διεξήγαγαν φωτομετρικές μελέτες οι οποίες αποκάλυψαν πως το σμήνος έχει υποστεί ήδη διαχωρισμό μάζας. Οι Bonatto & Bica (2005), Bonatto et al. (2003), Bica et al. (2004) και Bonatto & Bica (2005) πραγματοποίησαν μια συστηματική έρευνα για τον προσδιορισμό αρκετών φυσικών και δομικών παραμέτρων των ανοικτών σμηνών, με φωτομετρικά δεδομένα του 2MASS, επιβεβαιώνοντας τον αρκετά προχωρημένο διαχωρισμό μάζας στο σμήνος. Στο ίδιο συμπέρασμα κατέληξαν και οι Santos et al. (2005) και Cantat-Caudin et al. (2014), εφαρμόζοντας ελαφρώς διαφορετικές μεθόδους. Οι Nilakshi et al. (2002) χρησιμοποίησαν φωτομετρικά δεδομένα του DSS για να μελετήσουν την χωρική κατανομή σε ένα μεγάλο δείγμα ανοικτών σμηνών. Βρήκαν, λοιπόν, πως το NGC 6705 έχει μια ακτίνα πυρήνα της τάξης r_{core}=0.72 ± 0.10 pc, συμφωνώντας με την τιμή που είχε εξάγει ο Mathieu (1984). Σύμφωνα με τη βάση δεδομένων WEBDA το σμήνος βρίσκεται σε απόσταση *d*=1877 pc από τον Ήλιο, έχει ερύθρωση E(B−V)=0.426, φαινόμενο μέτρο απόστασης $(m-M)_V$=12.69 mag και μεταλλικότητα [Fe/H]=0.13 dex. Φυσικά στη βιβλιογραφία υπάρχουν και μικρές διακυμάνσεις στις παραπάνω τιμές, ανάλογα με την ακρίβεια και τις μεθόδους που χρησιμοποιήθηκαν σε κάθε έρευνα. Για παράδειγμα, οι Beaver et al. (2013) εφάρμοσαν για πρώτη φορά φωτομετρία Strömgren-Hβ στο NGC 6705 και προσδιόρισαν τις βασικές παραμέτρους του σμήνους με ελαφρώς διαφορές τιμές. Ακόμη, η μεταλλικότητα σύμφωνα με μια σχετικά πρόσφατη έρευνα βρέθηκε να είναι [Fe/H]=+0.00±0.05 dex (Tautvaisiene et al. 2014) δηλαδή ίση με την ηλιακή. Τέλος, να αναφέρουμε πως και στην εκτίμηση της ηλικίας υπάρχουν διαφωνίες στην βιβλιογραφία, καθώς η ηλικία του σμήνους παίρνει τιμές από 100 έως 310 Myr.

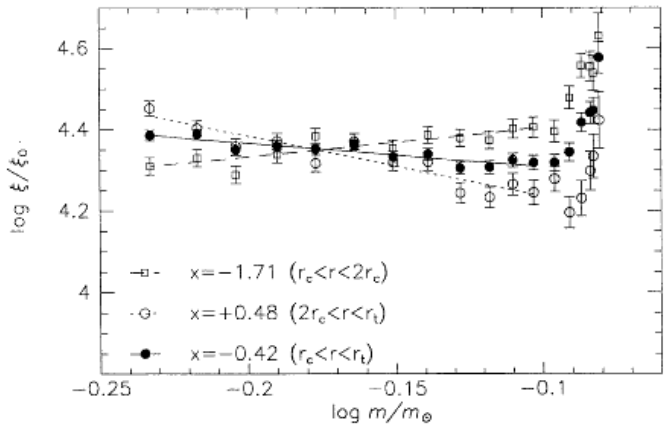
3.4.2. Το σφαιρωτό αστρικό σμήνος NGC 6809 (M55)

Το NGC 6809 (M55), είναι ένα σφαιρωτό σμήνος στον αστερισμό του Τοξότη. Ανακαλύφθηκε στις 16 Ιουνίου 1752 από τον Γάλλο αστρονόμο Nicolas Louis de Lacaille, ενώ ο Charles Messier ύστερα από πολλές ανεπιτυχείς προσπάθειες, τελικά το παρατήρησε και το πρόσθεσε στον κατάλογό του το 1778. Το M55 είναι ένα χαλαρό σφαιρωτό σμήνος που αριθμεί έναν σχετικά μικρό αριθμό μεταβλητών αστέρων (∼70) (Olech et al. 1999; Pych et al. 2001; Kaluzny et al. 2005; Kaluzny et al. 2010). Η σχετική εξελικτική ηλικία του, που εκτιμάται ότι είναι 13.00±0.25 Gyr (Vandenberg et al. 2013), το κατατάσσει σε ένα από τα γηραιότερα αντικείμενα στο Σύμπαν. Η ασυνήθιστα χαμηλή κεντρική αστρική συγκέντρωση για σφαιρωτό σμήνος (c=0.76; Harris 1996) σε συνδυασμό με την κοντινή του απόσταση, $(m-M)_V$=13.89 mag (Piotto et al. 2014) και τη μικρή μεσοαστρική ερύθρωση E(B-V)=0.08 mag (Piotto et al. 2014), το καθιστούν ιδανικό στόχο για λεπτομερείς παρατηρήσεις ακόμη και στην περιοχή του πυρήνα. Η μεταλλικότητά του είναι [Fe/H]=-1.93±0.02 (Nataf et al. 2013). Οι Vargas Alvarez & Sandquist (2007) μελέτησαν τους πιο εξελιγμένους αστέρες του σμήνους (RB, AGB και HB). Βρήκαν πως η αναλογία $R_1=N_{AGB}/N_{RGB}$=0.272±0.047 είναι η μεγαλύτερη καταγεγραμμένη μεταξύ των μαζικών σφαιρωτών σμηνών, ενώ ο λόγος $R_2=N_{AGB}/N_{HB}$=0.156±0.023 είναι ασυνήθιστα υψηλός για σφαιρωτό σμήνος, απέχοντας σχεδόν 2σ από τις προβλεπόμενες θεωρητικές τιμές. Με βάση τη δεδομένη μορφολογία (Εικόνα 3.13) και μεταλλικότητα του HB, συμπέραναν ότι παρήχθησαν μακρόβιοι αστέρες στον HB, οι οποίοι δεν είναι αρκετά μπλε και είχαν σαν αποτέλεσμα να παραχθεί αυτός ο μεγάλος πληθυσμός αστέρων στον AGB. Η ιδιαιτερότητα του συγκεκριμένου σμήνους αναμένεται να ρίξει φως στην εξέλιξη του HB και στην καλύτερη κατανόηση του second parameter phenomenon. Ακόμη, εξέτασαν τα ακτινικά προφίλ κατανομής του HB και δεν βρήκαν μεγάλες διακυμάνσεις της μορφολογίας του HB με την απόσταση από το κέντρο του σμήνους. Όμως, τα ακτινικά προφίλ ξεχωριστά για τα κόκκινα και τα μπλε αστέρια του HB αποκάλυψαν μια σημαντική διαφορά στη συγκέντρωση, με τα μπλε να είναι σαφώς πιο συγκεντρωμένα από τα κόκκινα. Ωστόσο, χρειάζεται συστηματικότερη μελέτη ώστε να εξηγηθεί

η ακτινική κατανομή των δύο χρωματικών ομάδων στα αστέρια του HB. Το M55 έχει μελετηθεί και από άλλες ερευνητικές ομάδες τις τελευταίες δεκαετίες (πχ Irwin et al. 1984; Alcaino et al. 1992; Zaggia et al. 1994) με σκοπό τον προσδιορισμό των φυσικών του παραμέτρων και τη δυναμική του μελέτη. Παρόλο που έχει σημαντικά αραιό πυρήνα, βρέθηκε πως έχει υποστεί, σε αρκετά σημαντικό βαθμό, διαχωρισμό μάζας όπως φαίνεται από την συνάρτηση μάζας του (Εικόνα 3.14). Τέλος, όπως όλα σχεδόν τα αστρικά σμήνη, έτσι και το M55 φαίνεται να παρουσιάζει πολλαπλούς αστρικούς πληθυσμούς (Carreta et al. 2010; Piotto et al. 2014).



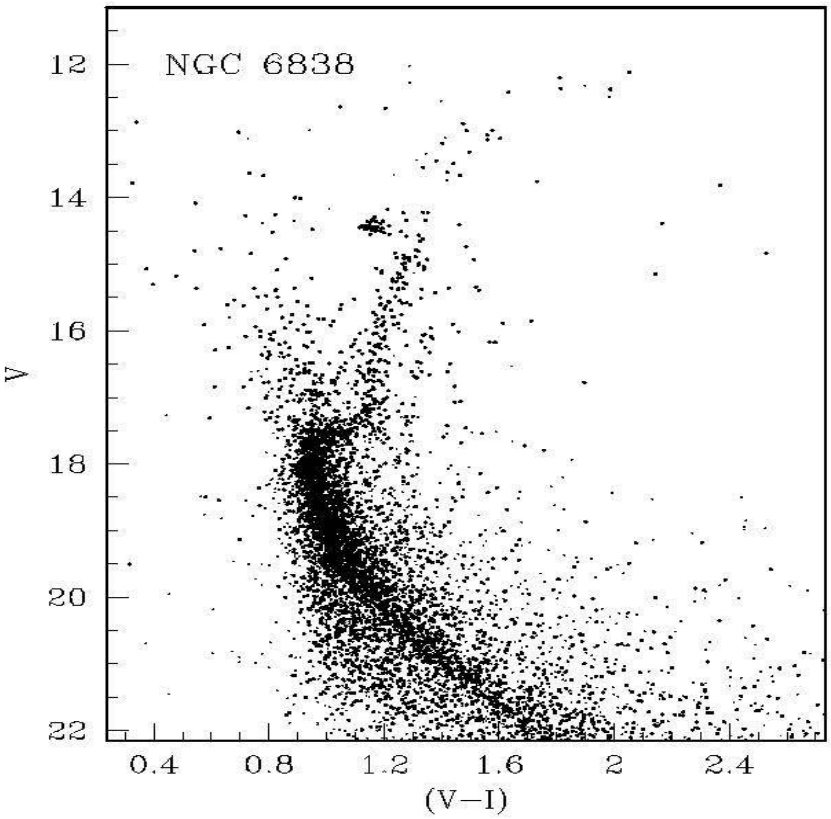
Εικόνα 3.13. CMD του NGC 6809 για τα αστέρια που περιέχονται σε διάφορες ακτινικές αποστάσεις από το κέντρο του σμήνους (Zaggia et al. 1994).



Εικόνα 3.14. Η συνάρτηση μάζας για διάφορες περιοχές του M55 αποκαλύπτει τον πολύ έντονο διαχωρισμό μάζας στο σμήνος. Όπου x ο συντελεστής που αντιστοιχεί στον δείκτη του νόμου δύναμης της $\xi=\xi_o m^{-(1+x)}$ (Zaggia et al. 1994).

3.4.3. Το σφαιρωτό αστρικό σμήνος NGC 6838 (M71)

Το NGC 6838 (M71), είναι ένα μικρό σφαιρωτό σμήνος που προβάλλεται στον αστερισμό του Βέλους και βρίσκεται σε σχετικά κοντινή απόσταση, έχοντας ένα μέτρο απόστασης $(m-M)_V$=13.80 mag (Piotto et al. 2014). Ανακαλύφθηκε το 1745 από τον Γάλλο αστρονόμο Philippe Loys de Chéseaux, ενώ προστέθηκε στον κατάλογο του Messier το 1780. Ο πρώτος που το ανέλυσε σε επιμέρους αστέρες ήταν ο Ουίλιαμ Χέρσελ το 1783. Το M71 είναι αρκετά χαλαρά συγκεντρωμένο για σφαιρωτό σμήνος γι' αυτό και αρχικά θεωρήθηκε από τους αστρονόμους πως επρόκειτο για συμπαγές ανοικτό. Εκτός αυτού, το M71 χαρακτηρίζεται από αυξημένη μεταλλικότητα και έλλειψη σε μεταβλητούς αστέρες RR Lyrae, οι οποίοι απαντώνται κατά κόρον σε γηραιά σφαιρωτά σμήνη. Σε πιο πρόσφατες, σχετικά, έρευνες εντοπίστηκε ένας κοντός Οριζόντιος Κλάδος, η μικρή έκταση του οποίου εξηγεί την απουσία RR Lyrae (Εικόνα 3.15). Η αυξημένη μεταλλικότητα του σμήνους (Cohen 1983; Bessell 1983, Burstein 1986) είναι πιθανόν να συνδέεται με τα χαρακτηριστικά αυτά. Σήμερα η τιμή της υπολογίζεται ότι είναι -0.82±0.02 dex (Nataf et al. 2013), πολύ κοντά στο άνω όριο της μεταλλικότητας για τα σφαιρωτά σμήνη (ανάλογα ισχύουν και για το σφαιρωτό σμήνος 47 Tuc). Η ερύθρωση του M71 είναι και αυτή αυξημένη. Αν και η τιμή της κυμαινόταν από έρευνα σε έρευνα για αρκετές δεκαετίες, πάντα, ωστόσο, λάμβανε υψηλές τιμές. Ενδεικτικά αναφέρουμε πως οι Bustein et al. (1983) την υπολόγισαν E(B-V)=0.56±0.09 mag, ενώ η σημερινή της τιμή είναι μεταξύ 0.24 και 0.25 mag (Vandenberg et al. 2013; Nataf et al. 2013; Piotto et al. 2014). Η σχετική ηλικία του σμήνους, σύμφωνα με τους Vandenberg et al. (2013) είναι (11.00±0.38) Gyr.



Εικόνα 3.15. CMD του σφαιρωτού σμήνους NGC 6838 (M71). Διακρίνονται η MS, το turnoff point, ο RGB και ένας μικρός σε έκταση HB, ενώ απουσιάζουν οι μεταβλητοί RR Lyrae.

Το M71 είναι γνωστό πως φιλοξενεί πολλαπλούς αστρικούς πληθυσμούς (Carreta et al. 2009a, Carreta et al. 2010, Pioto et al. 2014) παρόλο που δεν παρουσιάζει την χαρακτηριστική αντι-συσχέτιση Na-O, όπως έχει βρεθεί και για άλλα σμήνη με ιδιαίτερα αυξημένη μεταλλικότητα σαν το M71 ((Johnson & Pilachowski 2010; Cordero et al. 2014). Τα τελευταία χρόνια διεξάγονται αρκετές φασματοσκοπικές μελέτες (Cordero et al. 2015; Gerber et al. 2018) σε γίγαντες αστέρες του σμήνους προκειμένου να κατανοήσουμε καλύτερα τον μηχανισμό με τον οποίο οι γίγαντες αστέρες των σφαιρωτών σμηνών εμπλουτίζουν την μεσοαστρική ύλη του σμήνους με βαρύτερα στοιχεία, τα οποία ανιχνεύονται στα φάσματα των επόμενων αστρικών γενεών.

Ορισμένες γενικές πληροφορίες για τα τρία σμήνη, που μελετήθηκαν εκτενώς στην παρούσα εργασία, δίνονται στον Πίνακα 3.2.

Πίνακας 3.2. Πληροφορίες για τα τρία σμήνη, που μελετήθηκαν εκτενώς στην παρούσα εργασία, από την πρόσφατη βιβλιογραφία.

Cluster ID	**NGC 6705 (M11)**	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
Type	Open	Globular	Globular
Constellation	Scutum	Sagittarius	Sagitta
RA (J2000)	$18^h\ 51^m\ 0.5^s$ WEBDA	$19^h\ 39^m\ 59.71^s$ Goldsbury et al. 2010	$19^h\ 53^m\ 46.49^s$ Goldsbury et al. 2010
Dec (J2000)	-16° 06' 12" WEBDA	-30° 57' 53.1" Goldsbury et al. 2010	+18° 46' 45.1" Goldsbury et al. 2010
Apparent diameter	14 arcmin	19 arcmin	7.2 arcmin
Apparent magnitude m_V	6.3 mag SIMBAD	7.26 mag SIMBAD	6.1 mag SIMBAD
Age (Gyr)	0.30±0.05 Cantat-Gaudin et al. 2014	13.00±0.25 Vandenberg et al. 2013	11.00±0.38 Vandenberg et al. 2013
Logage (age/yr)	8.302 WEBDA	10.114 Vandenberg et al. 2013	10.051 Vandenberg et al. 2013
$(m-M)_v$ (mag)	12.69 WEBDA	13.89 Piotto et al. 2014	13.69 Vandenberg et al. 2013
E(B-V) (mag)	0.426 WEBDA	0.13 Vandenberg et al. 2013	0.25 Piotto et al. 2014
[Fe/H] (dex)	+0.00±0.05 Tautvaisiene et al. 2014	-1.93±0.02 Nataf et al. 2013	-0.82±0.02 Nataf et al. 2013

3.5. Λήψη παρατηρησιακών δεδομένων

Μελετώντας τις προγνώσεις για τον καιρό ώστε να έχουμε καλό seeing, δηλαδή ασθενείς ανέμους και ανέφελο ουρανό επιλέξαμε κάποιες καλές νύχτες για παρατήρηση των σμηνών και φυσικά σε εποχές που τα σμήνη ήταν σε καλή θέση για παρατήρηση πάνω στον ουράνιο θόλο την άνοιξη του 2015. Η διαδικασία της παρατήρησης, ξεκινάει αργά το απόγευμα με προετοιμασία του τηλεσκοπίου και όλου του εξοπλισμού παρατήρησης. Ανοίγουμε το θόλο αρκετή ώρα πριν την έναρξη της παρατήρησης προκειμένου το τηλεσκόπιο και ο θόλος να έρθουν σε θερμική ισορροπία με το περιβάλλον. Αυτό είναι απαραίτητο καθώς η διαφορά θερμοκρασίας, μπορεί να καταλήξει στην κακή ποιότητα παρατηρησιακών δεδομένων, λόγω της τυρβώδους ροής αέρα από μεταφορές αερίων μαζών.

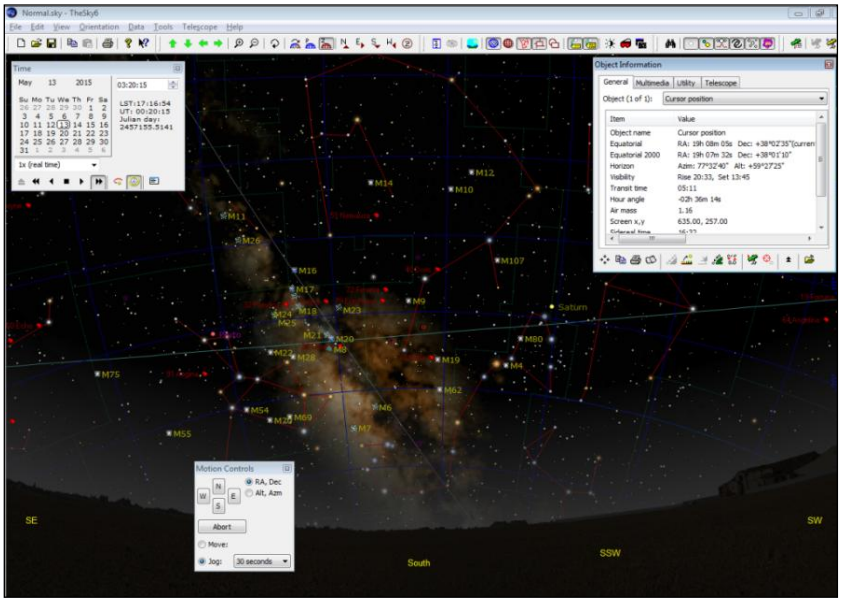
Πριν ξεκινήσει η παρατήρηση, λαμβάνουμε τις εικόνες αναγωγής, που απαιτούνται για την διόρθωση των εικόνων του πεδίου, όπως θα δούμε στην § 4.1. Επιγραμματικά, οι εικόνες αναγωγής είναι:

Το αρχείο **bias frame** το οποίο εμπεριέχει το προϋπάρχον φορτίο του CCD, το οποίο είναι σχετικά σταθερό και ανεξάρτητο από τον χρόνο έκθεσης. Οι εικόνες διόρθωσης bias frames λαμβάνονται σε πλήρες σκοτάδι, με μηδενικό χρόνο έκθεσης και στην ίδια θερμοκρασία, που εφαρμόζεται κατά την παρατήρηση. Ο παράγοντας του bias υπεισέρχεται σε όλες τις εικόνες (στο πεδίο και στις εικόνες αναγωγής).

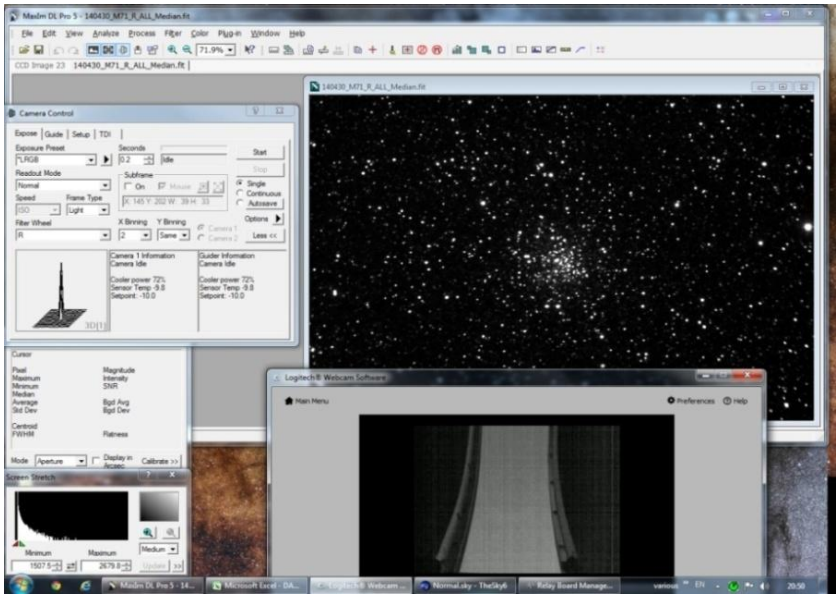
Το **flat frame** είναι μια εικόνα που λαμβάνεται σε σύντομο χρόνο σε μια ομοιόμορφα φωτισμένη επιφάνεια, συνήθως σε λευκό φόντο εντός του θόλου ή στον ουρανό κατά το λυκόφως ή το λυκαυγές, σε μικρές ζενίθιες αποστάσεις και μακριά από τη Σελήνη. Στην περίπτωση της λήψης των flat frames στον ουρανό, θα πρέπει να είμαστε ιδιαίτερα προσεκτικοί στο σωστό timing. Ο ουρανός απαιτείται να μην είναι ιδιαίτερα λαμπρός γιατί έτσι θα «καίγαμε» τις εικόνες αλλά ούτε και αρκετά σκοτεινός γιατί υπάρχει ο κίνδυνος να υπάρχουν στο πεδίο μας αστρικές πηγές. Ο χρόνος έκθεσης πρέπει να είναι μικρός. Το flat frame χρησιμοποιείται για τον «καθαρισμό» των εικόνων από σκουπίδια και κόκκους σκόνης, που προβάλλονται πάνω στην εικόνα, αλλά και να απαλείψουμε το φαινόμενο του vignetting στις άκρες του πεδίου, λόγω των γεωμετρικών χαρακτηριστικών του οπτικού σωλήνα. Ακόμη, στο flat field αποτυπώνεται ο παράγοντας απόκρισης του κάθε pixel, τον οποίο χρειάζεται να διορθώνουμε για λόγους ομοιογένειας στην τελική εικόνα.

Το αρχείο **dark frame** είναι μια εικόνα που λαμβάνεται για τη διόρθωση του ηλεκτρονικού θορύβου κατά την έκθεση, την αφαίρεση των καμένων pixels και του ρεύματος σκότους (dark current). Το ρεύμα σκότους είναι αποτέλεσμα θερμικού θορύβου στα ηλεκτρονικά του συστήματος της παρατήρησης. Για τον λόγο αυτό ψύχουμε την CCD camera σε χαμηλές θερμοκρασίες ώστε να ελαχιστοποιήσουμε όσο γίνεται τον θόρυβο αυτό, παρόλο που δεν γίνεται να τον εξαλείψουμε τελείως. Ακόμη και στην ιδεατή περίπτωση που η CCD είχε ψυχθεί στο απόλυτο μηδέν, θα υπήρχε και πάλι κάποια κινητικότητα σε μικροσκοπικά επίπεδα, λόγω των νόμων της κβαντικής φυσικής και της αρχής απροσδιοριστίας του Heisenberg. Η λήψη των dark frames γίνεται σε πλήρες σκοτάδι και πάντοτε στην ίδια θερμοκρασία και χρόνο έκθεσης με τις εικόνες του πεδίου στο εκάστοτε φίλτρο, έχοντας κλειστό τον φωτοφράκτη. Στην περίπτωση που έχουμε υψηλή θερμοκρασία ή μεγάλο χρόνο έκθεσης, κατά τη λήψη των flat frames, θα πρέπει να διορθώσουμε και τις εικόνες flat από τον παράγοντα dark. Δηλαδή, λαμβάνουμε dark frames ίδιας θερμοκρασίας και χρόνου έκθεσης με τα flat frames.

Επομένως, θέτουμε την CCD camera να ψύχεται σε όσο το δυνατόν χαμηλότερη θερμοκρασία ώστε να μειώσουμε το θερμικό θόρυβο. Λαμβάνουμε 10 flat και 10 dark frames, ώστε στην διαδικασία αναγωγής των εικόνων του αστρικού πεδίου να χρησιμοποιήσουμε τις συνδυασμένες εικόνες masterdark και masterflat. Λαμβάνοντας υπόψη την ευαισθησία της CCD ανά φασματική περιοχή και τα φαινόμενα μεγέθη των σμηνών επιλέγουμε ύστερα από μερικές δοκιμές τους κατάλληλους χρόνους έκθεσης σε κάθε φίλτρο. Η στόχευση του τηλεσκοπίου στους στόχους γίνεται με το αστρονομικό λογισμικό The Sky (Εικόνα 3.16) ενώ για τη λήψη των εικόνων χρησιμοποιούμε το MaxIm DL (Εικόνα 3.17).



Εικόνα 3.16. Το περιβάλλον του προγράμματος The Sky.



Εικόνα 3.17. Το περιβάλλον του MaxIm DL με τη χρήση του οποίου γίνεται η λήψη των εικόνων και ρυθμίζεται η θερμοκρασία της CCD camera. Στο κάτω μέρος φαίνεται και ένα παράθυρο με άποψη του θόλου σε πραγματικό χρόνο, μέσω webcam.

Το πρόγραμμα παρατήρησης των σμηνών διαμορφώθηκε ως εξής:

- Το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11) παρατηρήθηκε στις 24 και 25 Μαΐου του 2015. Η ψύξη της CCD camera είχε τεθεί στους -4°C και οι καιρικές συνθήκες ήταν πολύ καλές. Λάβαμε 78 φωτογραφίες σε κάθε φίλτρο. Ο συνολικός χρόνος παρατήρησης του σμήνους και τις δύο νύχτες σε όλα τα φίλτρα είναι 21.840 ks.

- Το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55) παρατηρήθηκε 8 νύκτες, στις 20, 22, 23, 24, 25, 29 Μαΐου και 8,10 Ιουνίου του 2015. Η ψύξη της CCD camera είχε τεθεί στους -12°C και οι καιρικές συνθήκες κατά τη διάρκεια των παρατηρήσεων ήταν από καλές έως πολύ καλές για όλες τις νύκτες συλλογής των αστρονομικών δεδομένων. Λάβαμε 143 φωτογραφίες σε κάθε φίλτρο με το συνολικό χρόνος παρατήρησης σε όλα τα φίλτρα να ανέρχεται τελικά σε 40.040 ks.

- Το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71) παρατηρήθηκε στις 14 και 17 Μαΐου του 2014. Η ψύξη της CCD camera είχε τεθεί στους -10°C. Οι καιρικές συνθήκες ήταν πολύ καλές και τις δύο νύκτες παρατήρησης. Λήφθηκαν 64 φωτογραφίες στα φίλτρα B,V και 76 φωτογραφίες στα φίλτρα R,I . Ο συνολικός χρόνος παρατήρησης του σμήνους, σε όλα τα φίλτρα και για τις δύο νύχτες, είναι 19.120 ks.

Στον Πίνακα 3.2, που ακολουθεί, παρουσιάζονται συγκεντρωτικά ο αριθμός των νυχτών παρατήρησης για κάθε σμήνος, ο αριθμός των φωτογραφιών (frames) που ελήφθησαν συνολικά σε κάθε φίλτρο, οι χρόνοι έκθεσης που χρησιμοποιήσαμε σε κάθε frame του κάθε φίλτρου, οι χρόνοι έκθεσης συνολικά σε κάθε φίλτρο, καθώς και ο συνολικός χρόνος παρατήρησης κάθε σμήνους για όλες τις νύχτες, όλα τα frames και όλα τα φίλτρα.

Πίνακας 3.2. Αριθμός νυκτών παρατήρησης (συνολικά για κάθε σμήνος), εικόνων και χρόνων έκθεσης στα φίλτρα BVRI.

Cluster ID	Nights	Frames	Exposure time (sec)				Total Exposure time (sec)				
			B	V	R	I	B	V	R	I	BVRI
NGC 6705 (M11)	2	78	120	60	20	40	15480	6880	3440	6880	21840
NGC 6809 (M55)	8	143	120	60	40	60	17160	8580	5720	8580	40040
NGC 6838 (M71)	2	64	120	60	-	-	7680	3840	-	-	19120
		76	-	-	40	60	-	-	3040	4560	

Κεφάλαιο 4

Επεξεργασία παρατηρησιακών δεδομένων

4.1. Διόρθωση των εικόνων (calibration of images)

Η διόρθωση των πρωτότυπων εικόνων (raw images) είναι μια διαδικασία απαραίτητη για την εξαγωγή αξιόπιστων αποτελεσμάτων σε κάθε αστρονομική έρευνα. Οι τρεις βασικές συνιστώσες που χρειάζεται να διορθώνουμε είναι η επίδραση των **bias**, **dark** και **flat field** στις εικόνες μας. Μία ακόμη συνιστώσα είναι ο θόρυβος αποφόρτισης, που δημιουργείται κατά την ανάγνωση των pixels αλλά είναι πολύ μικρός και έτσι θεωρείται πρακτικά αμελητέος σε σχέση με τους άλλους παράγοντες.

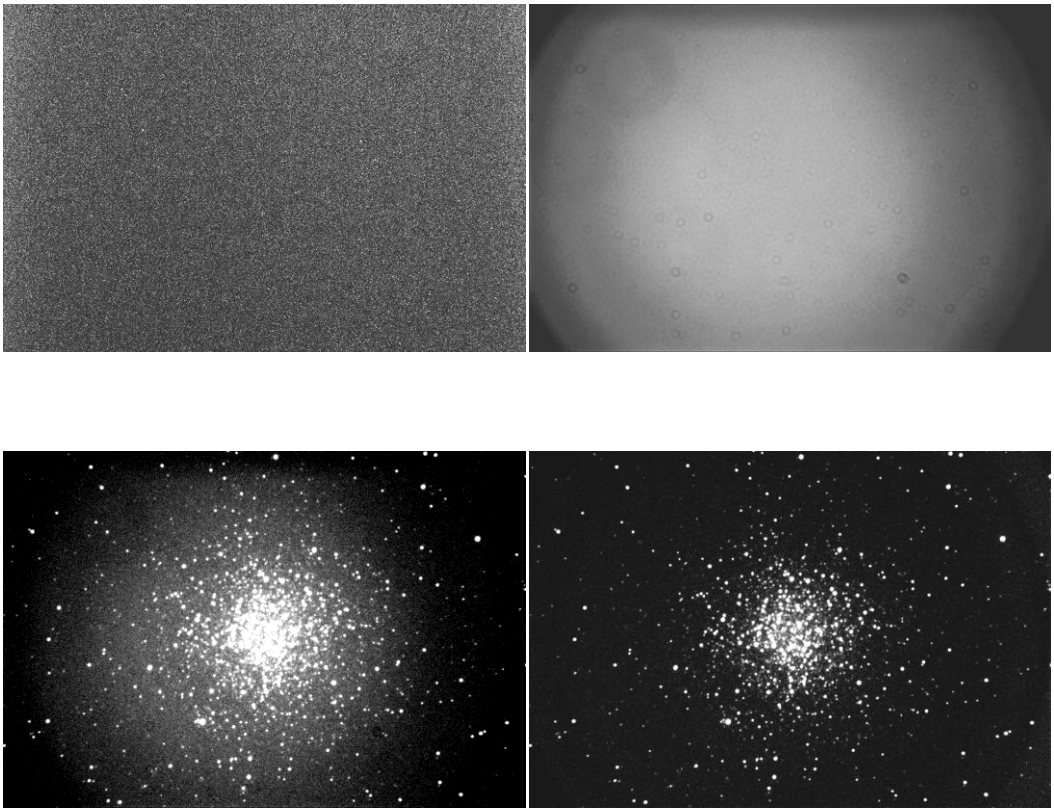
Ο αλγόριθμος που περιγράφει την διαδικασία αναγωγής είναι (σχέση 4.1):

$$\boldsymbol{\Delta\iota o\rho\theta\omega\mu\acute{\varepsilon}\nu\eta\ \varepsilon\iota\kappa\acute{o}\nu\alpha} = \frac{(\boldsymbol{raw}-\boldsymbol{bias})-(\mathbf{dark}-\mathbf{bias})}{\mathbf{flat}-\boldsymbol{darkflat}-\mathbf{bias}} \qquad \mathbf{(4.1)}$$

Βέβαια, ο αλγόριθμος αυτός μπορεί ενίοτε να απλοποιείται ανάλογα με τα ειδικά χαρακτηριστικά του κάθε συστήματος τηλεσκοπίου-ανιχνευτή αλλά και ανάλογα με τη μέθοδο λήψης δεδομένων. Στην δική μας περίπτωση, το bias είναι πολύ μικρό ενώ ο θερμικός θόρυβος, dark current, για την περίπτωση των flat fields δεν λαμβάνεται υπόψη λόγω του μικρού χρόνου έκθεσης. Οπότε η παραπάνω εξίσωση απλοποιείται στην σχέση 4.2 :

$$\boldsymbol{\Delta\iota o\rho\theta\omega\mu\acute{\varepsilon}\nu\eta\ \varepsilon\iota\kappa\acute{o}\nu\alpha} = \frac{\boldsymbol{raw}-\mathbf{dark}}{\mathbf{flat}} \qquad \mathbf{(4.2)}$$

Η διαδικασία διόρθωσης των εικόνων του πεδίου, πραγματοποιήθηκε με το πρόγραμμα MaxiIm DL. Εναλλακτικά, χρησιμοποιούμε το AIP4WIN, το IRAF ή το C-pack. Δημιουργούμε τις συνδυασμένες εικόνες masterdark και masterflat με την επιλογή “Set Calibration”. Στη συνέχεια αφαιρούμε την εικόνα masterdark από τις φωτογραφίες μας και τελικά διαιρούμε την εικόνα που προέκυψε με την εικόνα masterflat. Στην Εικόνα 4.1 παραθέτουμε την εικόνα του σφαιρωτού σμήνους NGC 6809 (M55) πριν και μετά τη διόρθωσή της καθώς και τις εικόνες αναγωγής που χρησιμοποιήθηκαν, στο ίδιο φίλτρο. Παρατηρούμε πως η ποιότητα του τελικού αποτελέσματος δικαιολογεί απόλυτα την αναγκαιότητα της διαδικασίας του calibration.



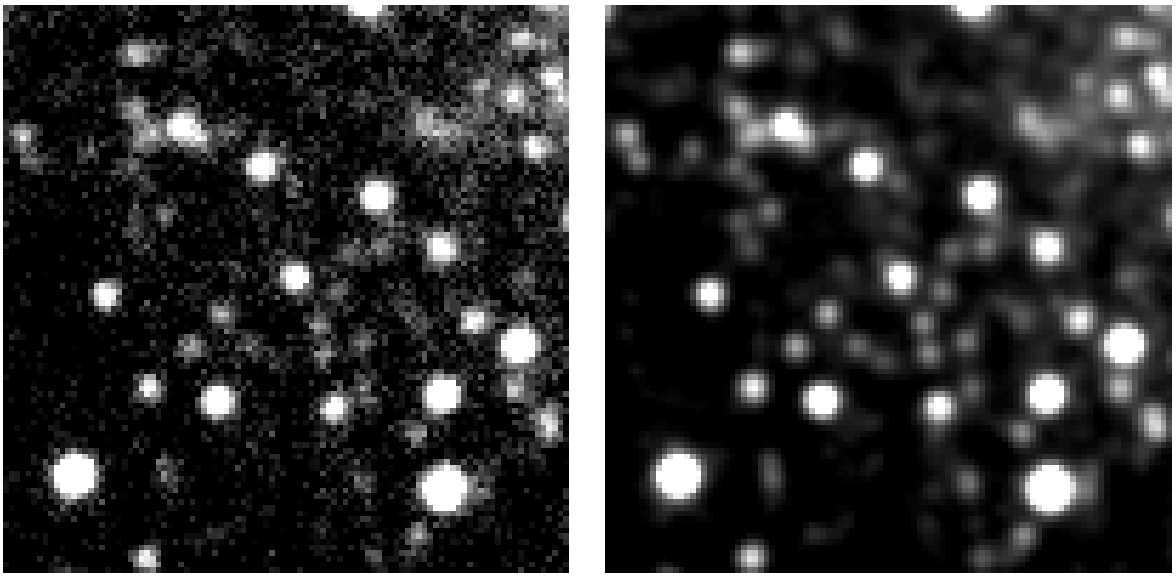
Εικόνα 4.1. Το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55) πριν (κάτω αριστερά) και μετά την διαδικασία διόρθωσης (κάτω δεξιά). Στην επάνω σειρά δίνονται οι εικόνες αναγωγής masterdark (πάνω αριστερά) και masterflat (πάνω δεξιά), που χρησιμοποιήθηκαν.

4.2. Ευθυγράμμιση και άθροιση των εικόνων (alignment & stacking)

Τα αστρικά σμήνη, που επιλέξαμε, αποτελούνται από μεγάλο αριθμό αστέρων διαφορετικών λαμπροτήτων. Σκοπός μας, λοιπόν, είναι να φθάσουμε σε όσο το δυνατόν αμυδρότερα μεγέθη, δηλαδή πιο «βαθιά» μέσα στο σμήνος, προσέχοντας παράλληλα να έχουμε ένα ικανοποιητικό S/N ratio. Είναι ιδιαίτερα σημαντικό, να πετύχουμε καλή φωτομετρική ακρίβεια ώστε τα διαγράμματα που θα κατασκευάσουμε κατά την ανάλυση των δεδομένων, στο Κεφάλαιο 5, να μας οδηγήσουν σε όσο το δυνατόν πιο αξιόπιστα αστροφυσικά συμπεράσματα. Έχουμε λάβει αρκετές εικόνες ανά φίλτρο τις οποίες διορθώσαμε και συνεχίζουμε με την ευθυγράμμιση και την άθροισή τους. Έτσι είμαστε σε θέση να φτάσουμε σε μεγέθη που δεν θα ήταν δυνατόν να φθάσουμε με το συγκεκριμένο σύστημα τηλεσκοπίου-CCD που διαθέτουμε, με μία μόνο μεγάλη έκθεση. Στην περίπτωση αυτή, οι τιμές των counts θα έφτασαν σε κορεσμό, για τα πιο λαμπρά αστέρια, ενώ θα ήταν και πολύ έντονη η παρουσία του θορύβου.

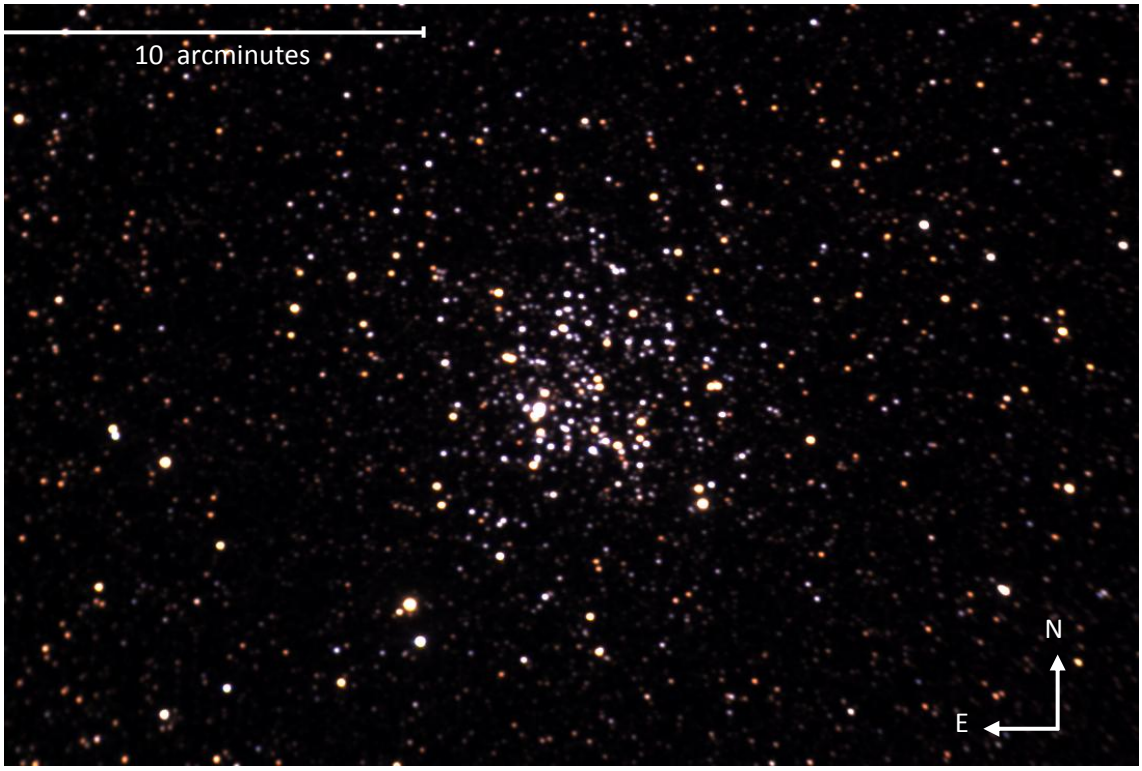
Επιλέγουμε την διαδικασία “stack” στο process menu του MaxIm DL. Εκεί εισάγουμε τις διορθωμένες εικόνες ανά φίλτρο, για κάθε σμήνος και επιλέγουμε να γίνει η άθροιση και ευθυγράμμισή τους, έχοντας σαν οδηγούς δύο ευδιάκριτα αστέρια. Η διαδικασία συνεχίζεται αυτόματα από το πρόγραμμα. Κάνουμε έναν έλεγχο μέσω της επιλογής “animate”, όπου εναλλάσσονται γρήγορα (ανά 0.2sec) οι συγχωνευμένες εικόνες στα φίλτρα B,V,R,I. Θα πρέπει

να μην παρατηρούμε καμία σχετική κίνηση μεταξύ των εικόνων, αλλιώς επαναλαμβάνουμε το βήμα της ευθυγράμμισης. Το αποτέλεσμα όλης της διαδικασίας που περιγράψαμε φαίνεται στην Εικόνα 4.2, για το σμήνος NGC 6809 (M55). Η πρώτη φωτογραφία είναι μία λήψη του σμήνους σε ένα φίλτρο, ενώ η δεύτερη είναι το αποτέλεσμα της άθροισης όλων των επιμέρους εικόνων για το ίδιο φίλτρο. Παρατηρούμε πως στην τελευταία περίπτωση, έχουμε φτάσει σε αμυδρότερα αστέρια με μεγαλύτερη ευκρίνεια, όπως φαίνεται ξεκάθαρα και στις μεγεθυμένες εικόνες.

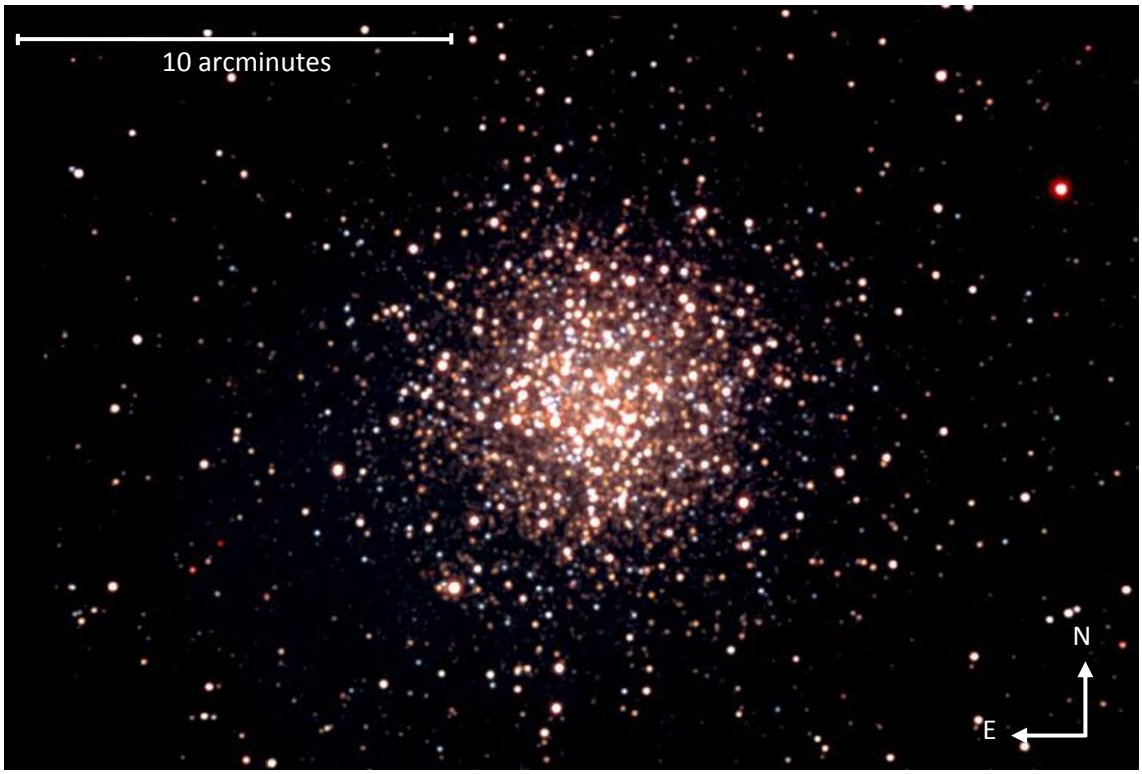


Εικόνα 4.2. Τμήμα της εικόνας του NGC 6809 (M55) όπως φαίνεται σε μία μεμονωμένη λήψη ενός φίλτρου (αριστερά) και στη συγχωνευμένη φωτογραφία όλων των εικόνων στο ίδιο φίλτρο (δεξιά).

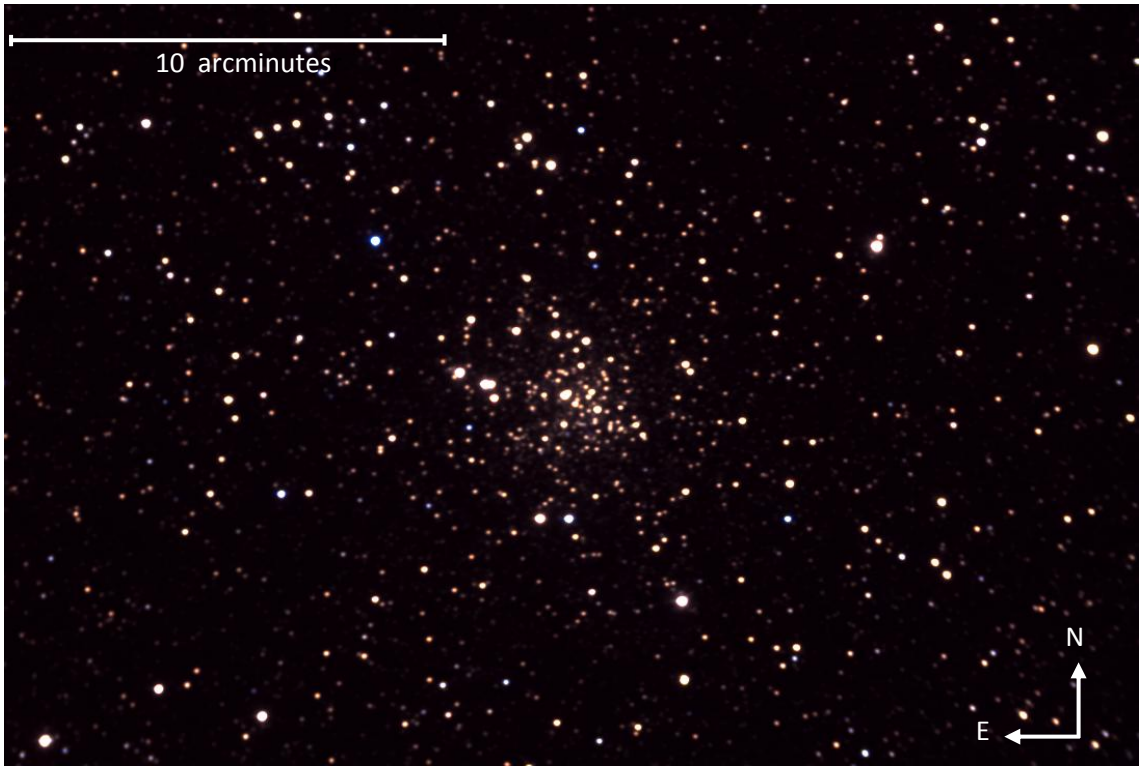
Επαναλαμβάνουμε την παραπάνω διαδικασία θέτοντας σαν εισαγόμενα αρχεία τις συγχωνευμένες εικόνες των τεσσάρων φίλτρων. Έτσι, δημιουργούμε μία έγχρωμη εικόνα για κάθε σμήνος (Εικόνες 4.3, 4.4, 4.5).



Εικόνα 4.3. Έγχρωμη εικόνα του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11)



Εικόνα 4.4. Έγχρωμη εικόνα του σφαιρωτού σμήνους NGC 6809 (M55)



Εικόνα 4.5. Έγχρωμη εικόνα του σφαιρωτού σμήνους NGC 6838 (M71)

4.3. PSF Φωτομετρία με το IRAF/DAOPHOT

Έχοντας πλέον στα χέρια μας τις διορθωμένες και αθροιστικές εικόνες κάθε φίλτρου για κάθε σμήνος, προχωρούμε στην φωτομετρία τους χρησιμοποιώντας το λογισμικό IRAF/DAOPHOT (Image Reduction and Analysis Facility) (Stetson,1987, 1990, 1992), σε περιβάλλον Linux. Όπως έχουμε ήδη περιγράψει στο Κεφάλαιο 2, η φωτομετρία PSF (Point Spread Function), που θα εφαρμόσουμε, είναι η πιο «αποδοτική» μέθοδος που μπορούμε να επιλέξουμε για την περίπτωση των πολυπληθών αστρικών σμηνών. Ο λόγος για τον οποίο υπερτερεί η φωτομετρία PSF στα πυκνά πεδία συνδέεται με το γεγονός ότι η ανίχνευση και φωτομετρία των αστεριών γίνεται με την επιλογή κατάλληλης συνάρτησης (Moffat, Gauss, Lorentz, Penny, Voigt κ.α.) η οποία περιγράφει καλύτερα τα αστρικά προφίλ των παρατηρησιακών δεδομένων και προσαρμόζεται με μεγαλύτερη ευελιξία στα δεδομένα μας.

<u>Υπολογισμός των παραμέτρων STDEV (sky background) και FWHM</u>

Ανοίγουμε την εικόνα του σμήνους, που μας ενδιαφέρει, στο SAO-ds9 ώστε να υπολογίσουμε κάποιες βασικές παραμέτρους που θα χρειαστούμε, μέσω της εντολής **imexam**. Επιλέγουμε ∼10 περιοχές φτωχές σε άστρα. Από αυτές τις περιοχές καταγράφουμε τις τιμές του **standard deviation sky background**. Έπειτα, υπολογίζουμε τη μέση τιμή και το σφάλμα της μέσης τιμής και κρατούμε τελικά το ακέραιο μέρος της μέσης τυπικής απόκλισης του αστρικού υποβάθρου, έτσι ώστε να το θέσουμε ως παράμετρο **STDEV** στα πακέτα που θα τρέξουμε στη συνέχεια. Η επόμενη παράμετρος που χρειαζόμαστε είναι το **FWHM (Full Width Half Maximum)**.

Επιλέγουμε κάποια λαμπρά και ευδιάκριτα αστέρια. Σε καθένα από αυτά αντιστοιχεί ένα διάγραμμα pixel value vs radius, από το οποίο μπορούμε να προσδιορίσουμε με καλή ακρίβεια το FWHM τους. Τέλος, υπολογίζουμε τη μέση τιμή των FWHM, την οποία θα χρησιμοποιήσουμε ως παράμετρο στα επόμενα πακέτα.

Σύντομη περιγραφή των πακέτων (tasks) του IRAF που χρησιμοποιούμε

Βρισκόμαστε στο terminal του IRAF. Εισερχόμαστε στα παρακάτω πακέτα:

```
> noao
> digiphot
> daophot

addstar daotest nstar pexamine psf
allstar datapars@ pcalc pfmerge psort
centerpars@ findpars@ pconcat phot pstselect
daoedit fitskypars@ pconvert photpars@ seepsf
daofind group pdump prenumber setimpars
daopars@ grpselect peak pselect substar
```

Τα πακέτα που έχουν στο τέλος το σύμβολο "@", είναι κρυφά πακέτα τα οποία τρέχουν παράλληλα με άλλα πακέτα, παρέχοντάς τους εσωτερικά πληροφορίες για κάποιες παραμέτρους που είναι απαραίτητες για τη διεξαγωγή της φωτομετρίας και της αστρομετρίας.
Το πρώτο πακέτο στο οποίο χρειάζεται να θέσουμε παραμέτρους είναι το **daopars.** Όπως ήδη αναφέραμε, στη μέθοδο PSF, η ανίχνευση και η φωτομετρία φωτεινών πηγών γίνεται με επιλογή κατάλληλης συνάρτησης (επιλογές μεταξύ Moffat, Gauss, Lorentz, Penny κ.α.) η οποία προσαρμόζεται στο προφίλ της φωτεινής πηγής. Επειδή όμως εμείς δεν γνωρίζουμε ακόμη ποια συνάρτηση ανιχνεύει και περιγράφει καλύτερα τα αστρικά προφίλ των αστέρων του πεδίου μας, επιλέγουμε να γίνει αυτόματα από το πρόγραμμα η διαδικασία προσδιορισμού του psf. Ακόμη, θέτουμε το psfrad=13 λόγω του ότι έχουμε αρκετά πυκνά πεδία.

```
> epar daopars
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = daopars

(functio= auto) Form of analytic component of psf model
(varorde= 2) Order of empirical component of psf model
(nclean = 0) Number of cleaning iterations for computing psf
(saturat= no) Use wings of saturated stars in psf model comput
(matchra= 3.) Object matching radius in scale units
(psfrad = 13.) Radius of psf model in scale units
(fitrad = 4.) Fitting radius in scale units
(recente= yes) Recenter stars during fit?
(fitsky = no) Recompute group sky value during fit?
(groupsk= yes) Use group rather than individual sky values?
(sannulu= 0.) Inner radius of sky fitting annulus in scale uni
(wsannul= 11.) Width of sky fitting annulus in scale units
(flaterr= 0.75) Flat field error in percent
(proferr= 5.) Profile error in percent
(maxiter= 50) Maximum number of fitting iterations
(clipexp= 6) Bad data clipping exponent
```

(clipran= 2.5) Bad data clipping range in sigma
(mergera= INDEF) Critical object merging radius in scale units
(critsnr= 1.) Critical S/N ratio for group membership
(maxnsta= 10000) Maximum number of stars to fit
(maxgrou= 60) Maximum number of stars to fit per group
(mode = ql)

Ανάλογα, ισχύουν και για το πακέτο **datapars**. Ενδεικτικά σημειώνουμε ότι όπου fwhmpsf θέτουμε την μέση τιμή FWHM που υπολογίσαμε, προηγουμένως, από το imexam. Επίσης, εισάγουμε παραμέτρους που έχουν να κάνουν με τα τεχνικά χαρακτηριστικά του τηλεσκοπίου και του CCD ανιχνευτή που χρησιμοποιήσαμε. Με γαλάζια γράμματα σημειώνουμε/αιτιολογούμε τις επιλογές που κάναμε σε κάποιες από τις παραμέτρους.

> epar datapars
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = datapars

(scale = 1.) Image scale in units per pixel
(fwhmpsf= 5.) FWHM of the PSF in scale units
(emissio= yes) Features are positive?
(sigma = 10.) Standard deviation of background in counts (θέτουμε την τιμή που βρήκαμε στο imexam)
(datamin= 0.) Minimum good data value (το θέτουμε ισο με 0 για να μπορέσουμε να ανιχνεύσουμε και πολύ αμυδρά άστρα)
(datamax= 65535.) Maximum good data value (το άνω όριο των counts ώστε να μην φτάσουμε σε κορεσμό των pixels)
(noise = poisson) Noise model
(ccdread=) CCD readout noise image header keyword
(gain =) CCD gain image header keyword
(readnoi= 8.8) CCD readout noise in electrons (χαρακτηριστικό της CCD)
(epadu = 1.3) Gain in electrons per count (χαρακτηριστικό της CCD)
(exposur=) Exposure time image header keyword
(airmass=) Airmass image header keyword
(filter =) Filter image header keyword
(obstime=) Time of observation image header keyword
(itime = 1.) Exposure time
(xairmas= INDEF) Airmass
(ifilter= INDEF) Filter
(otime = INDEF) Time of observation

Στο πακέτο **photpars** θέτουμε ένα zero point των instrumental magnitudes ίσο με 25. Ενώ στο **findpars** αρχικά επιλέγουμε threshold=4.

> epar photpars
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = photpars

(weighti= constant) Photometric weighting scheme
(apertur= 3.) List of aperture radii in scale units
(zmag = 25.) Zero point of magnitude scale
(mkapert= no) Draw apertures on the display
(mode= ql)

> epar findpars
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = daophot
TASK = findpars

(thresho= 4.) Threshold in sigma for feature detection (αν ανιχνευτεί κάτι με τιμή μέχρι 4 φορές πάνω από την τιμή του backgound τότε θεωρείται άστρο)
(nsigma = 1.5) Width of convolution kernel in sigma
(ratio = 1.) Ratio of minor to major axis of Gaussian kernel
(theta = 0.) Position angle of major axis of Gaussian kernel
(sharplo= 0.2) Lower bound on sharpness for feature detection
(sharphi= 1.) Upper bound on sharpness for feature detection
(roundlo= -1.) Lower bound on roundness for feature detection
(roundhi= 1.) Upper bound on roundness for feature detection
(mkdetec= no) Mark detections on the image display?
(mode = ql)

Μετά τον καθορισμό των παραμέτρων εκτελούμε τα tasks της φωτομετρίας. Πρώτα, τρέχουμε το **daofind** το οποίο εντοπίζει πηγές, και δημιουργεί έναν κατάλογο με τις φυσικές συντεταγμένες (x,y).

> epar daofind
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = daofind

image = M55_stack_median_B_ALL.fit Input image(s)
output = M55_stack_median_B_ALL.coo.1 Output coordinate file(s) (default: image.coo.?)
(starmap=) Output density enhancement image(s)
(skymap =) Output sky image(s)
(datapar=) Data dependent parameters
(findpar=) Object detection parameters
(boundar = nearest) Boundary extension (constant|nearest|reflect|wrap)
(constan= 0.) Constant for boundary extension
(interac= no) Interactive mode?
(icomman=) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman=) Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsout =)_.wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache =)_.cache) Cache the image pixels?
(verify =)_.verify) Verify critical daofind parameters?
(update =)_.update) Update critical daofind parameters?
(verbose=)_.verbose) Print daofind messages?
(graphic=)_.graphics) Graphics device
(display=)_.display) Display device

Το πακέτο **phot** κάνει μία, πρώτης τάξεως, φωτομετρία στις πηγές του καταλόγου που προέκυψε από το daofind. Πάνω σε κάθε αντικείμενο που ανιχνεύθηκε φιτάρεται μια γκαουσιανή συνάρτηση έτσι ώστε να γίνει μια αρχική εκκαθάριση. Δηλαδή, εξαιρούνται από τον εξαγόμενο κατάλογο πηγές που αποκλείεται να είναι αστρικής προέλευσης, καθώς οι πηγές αυτές έχουν συνήθως προφίλ που αποκλίνει αρκετά από την Gaussian.

> epar phot
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = phot

image = M55_stack_median_B_ALL.fit Input image(s)

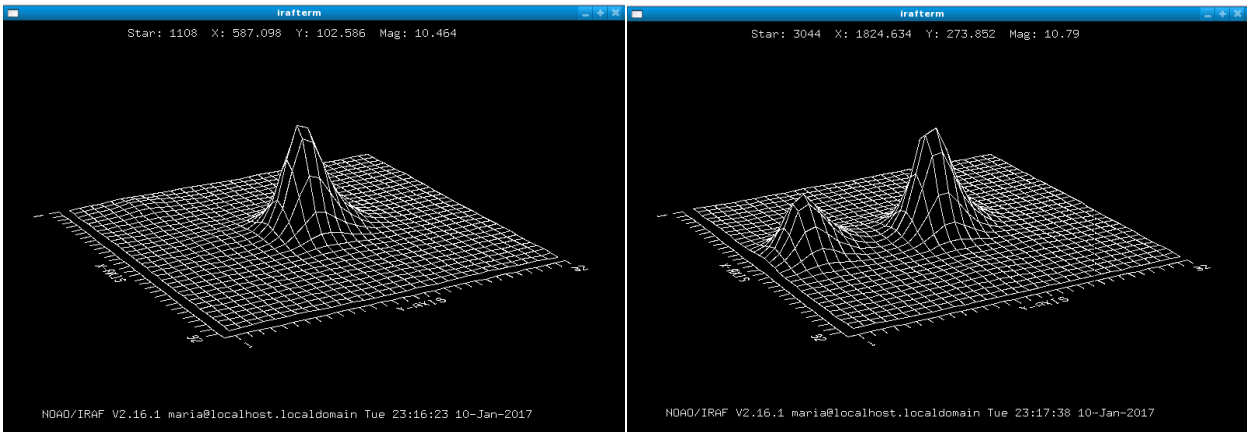
```
coords  = M55_stack_median_B_ALL.coo.1 Input coordinate list(s) (default: image.coo.?)
output  = M55_stack_median_B_ALL.mag.1 Output photometry file(s) (default: image.mag.?)
skyfile = ) Input sky value file(s)
(plotfil=  ) Output plot metacode file
(datapar=  ) Data dependent parameters
(centerp= ) Centering parameters
(fitskyp=  ) Sky fitting parameters
(photpar=  ) Photometry parameters
(interac=  no) Interactive mode?
(radplot=  no) Plot the radial profiles?
(icomman= ) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman= ) Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsin  = )_.wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world
(wcsout = )_.wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache  = )_.cache) Cache the input image pixels in memory?
(verify = )_.verify) Verify critical phot parameters?
(update = )_.update) Update critical phot parameters?
(verbose= )_.verbose) Print phot messages?
(graphic= )_.graphics) Graphics device
(display=  )_.display) Display device
(mode = ql)
```

Το πακέτο **pstselect** επιλέγει 100 λαμπρά άστρα (τον αριθμό των αστέρων τον θέτουμε εμείς ως παράμετρο). Τα καταλληλότερα από αυτά τα 100 αστέρια θα χρησιμοποιηθούν για τον προσδιορισμό του PSF, που θα εφαρμοστεί μετά σε όλα τα αστέρια του πεδίου.

```
> epar pstselect
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = pstselect

image   = M55_stack_median_B_ALL.fit  Image for which to build psf star list
photfile= M55_stack_median_B_ALL.mag.1 Photometry file (default: image.mag.?)
pstfile = M55_stack_median_B_ALL.pst.1 Output psf star list fil (default: image.pst.?)
maxnpsf = 100  Maximum number of psf stars
(mkstars=  no) Mark deleted and accepted psf stars
(plotfil= ) Output plot metacode file
(datapar= ) Data dependent parameters
(daopars= ) Psf fitting parameters
(interac=  no) Select psf stars interactively?
(plottyp=  mesh) Default plot type (mesh|contour|radial)
(icomman= ) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman=  ) Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsin  =  )_.wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world
(wcsout =  )_.wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache  = )_.cache) Cache the input image pixels in memory?
(verify = )_.verify) Verify critical pstselect parameters?
(update = )_.update) Update critical pstselect parameters?
(verbose= )_.verbose) Print pstselect messages?
(graphic= )_.graphics) Graphics device
(display=  )_.display) Image display device
 (mode = ql)
```

Μετά την επιλογή των 100 άστρων τρέχουμε το πακέτο **psf.** Ανοίγει αυτόματα ένα παράθυρο xgterm όπου εμφανίζονται ένα προς ένα τα αστρικά προφίλ των 100 αστεριών. Στο σημείο αυτό ο χρήστης διαλέγει διαδραστικά τα καταλληλότερα από αυτά (Εικόνα 4.6) για να αποτελέσουν, το τελικό δείγμα βάση του οποίου θα υπολογιστεί η βέλτιστη PSF. Ύστερα από δοκιμές όλων των διαθέσιμων συναρτήσεων, που γίνονται εσωτερικά από το IRAF, επιλέγεται η συνάρτηση με την καλύτερη προσαρμογή και το μικρότερο rms (Εικόνα 4.7).

```
> epar psf
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = psf

image   = M55_stack_median_B_ALL.fit Input image(s) for which to build PSF
photfile= M55_stack_median_B_ALL.mag.1 Input photometry file(s) (default: image.mag.?)
pstfile = M55_stack_median_B_ALL.pst.1 Input psf star list(s) (default: image.pst.?)
psfimage= M55_stack_median_B_ALL.psf.1.fits Outtput PSF image(s) (default: image.psf.?)
opstfile= M55_stack_median_B_ALL.pst.2 Output PSF star list(s) (default: image.pst.?)
groupfil= M55_stack_median_B_ALL.psg.1 Output PSF star group file(s) (default: image.psg.?)
(plotfil= ) Output plot metacode file
(datapar= ) Data dependent parameters
(daopars= ) Psf fitting parameters
(matchby=  yes) Match psf star list to photometry file(s) by id number
(interac=  yes) Compute the psf interactively?
(mkstars=  no) Mark deleted and accepted psf stars?
(showplo=  yes) Show plots of PSF stars?
(plottyp=  mesh) Default plot type (mesh|contour|radial)
(icomman= ) Image cursor: [x y wcs] key [cmd]
(gcomman= ) Graphics cursor: [x y wcs] key [cmd]
(wcsin  = )_.wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world
(wcsout = )_.wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(cache  = )_.cache) Cache the input image pixels in memory?
(verify = )_.verify) Verify critical psf parameters?
(update = )_.update) Update critical psf parameters?
(verbose= )_.verbose) Print psf messages?
(graphic= )_.graphics) Graphics device
(display= )_.display) Display device
   (mode = ql)
```



Εικόνα 4.6. Αστρικό προφίλ το οποίο επιλέγεται (αριστερά) και απορρίπτεται (δεξιά), για τον προσδιορισμό του psf.

```
Trying function gauss norm scatter = 0.03701233
Trying function lorentz norm scatter = 0.03951461
Trying function moffat15 norm scatter = 0.02791831
Trying function moffat25 norm scatter = 0.02347647
Trying function penny1 norm scatter = 0.02441794
Trying function penny2 norm scatter = 0.02435202
Best fitting function is moffat25

Analytic PSF fit
    Function: moffat25  X: 1022.5  Y: 1500.  Height: 76816.88  Psfmag: 10.609
    Par1: 1.401576  Par2: 1.346928  XYterm: 0.04542576  Moffat: 2.5

Computed 6 lookup table(s)
```

Εικόνα 4.7. Επιλογή του psf μετά από δοκιμές του fitting διαφόρων συναρτήσεων στα καταλληλότερα, από τα 100 αστέρια.

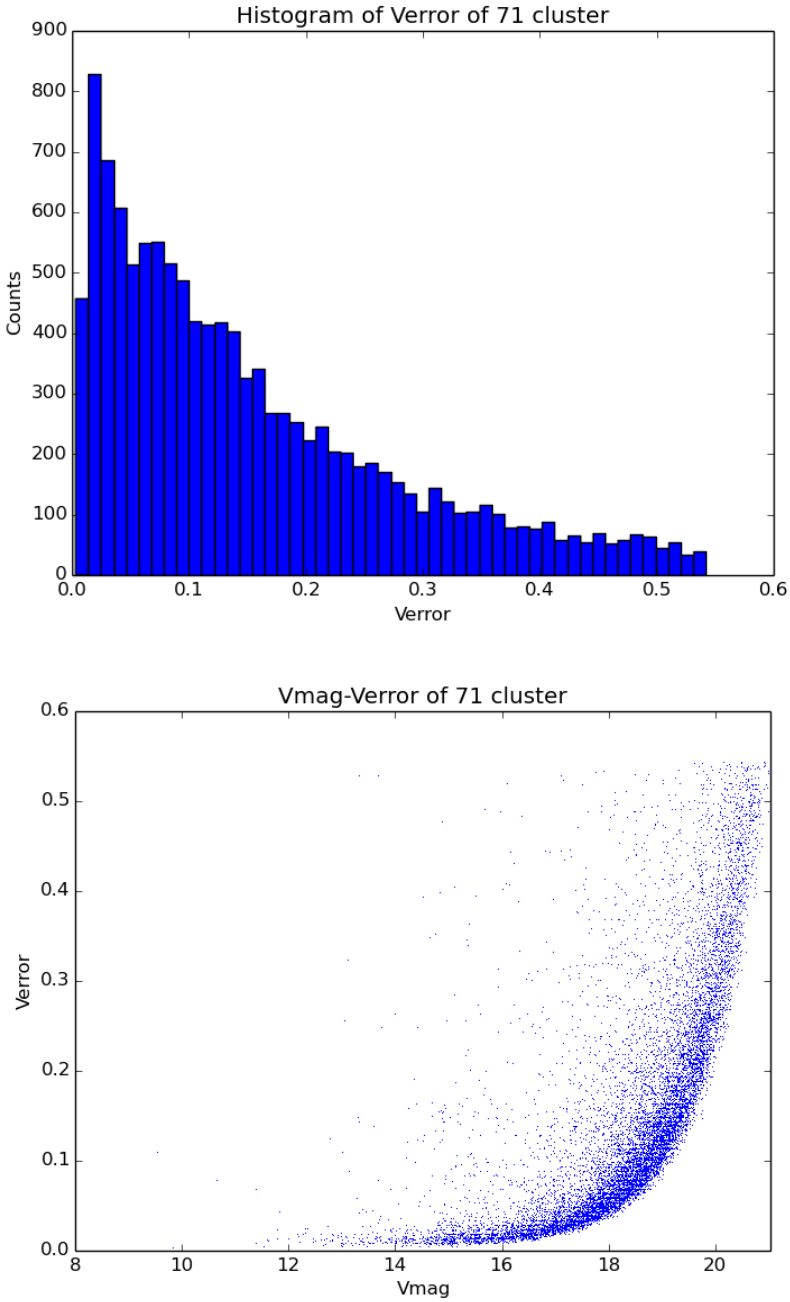
Η συνάρτηση που επιλέχθηκε θα χρησιμοποιηθεί για την ανίχνευση και καταγραφή όλων των αστεριών του πεδίου μας. Αυτό γίνεται με το task **allstar**.

> epar allstar
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = daophot
TASK = allstar

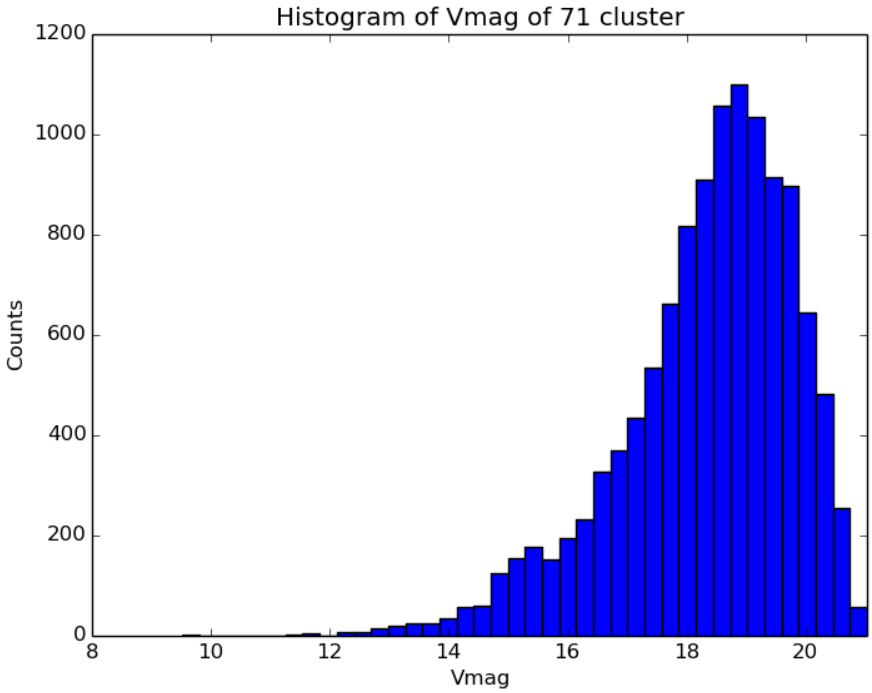
image = M55_stack_median_B_ALL.fit Image corresponding to photometry
photfile= M55_stack_median_B_ALL.mag.1 Input photometry file (default: image.mag.?)
psfimage= M55_stack_median_B_ALL. psf.1.fits PSF image (default: image.psf.?)
allstarf= M55_stack_median_B_ALL.als.1 Output photometry file (default: image.als.?)
rejfile = M55_stack_median_B_ALL.arj.1 Output rejections file (default: image.arj.?)
subimage= M55_stack_median_B_ALL.sub.1.fits Subtracted image (default: image.sub.?)
(datapar=) Data dependent parameters
(daopars=) Psf fitting parameters
(wcsin =)_.wcsin) The input coordinate system (logical,tv,physical,world
(wcsout =)_.wcsout) The output coordinate system (logical,tv,physical)
(wcspsf =)_.wcspsf) The psf coordinate system (logical,tv,physical)
(cache = yes) Cache the data in memory?
(verify =)_.verify) Verify critical allstar parameters?
(update =)_.update) Update critical allstar parameters?
(verbose=)_.verbose) Print allstar messages?
(version= 2) Version
 (mode = ql)

Η διαδικασία των **daofind**, **phot** και **allstar** επαναλαμβάνεται ακόμη 3 φορές, με σκοπό την ανίχνευση όσο το δυνατόν περισσότερων και αμυδρότερων αστρικών πηγών. Το δεύτερο πέρασμα γίνεται και πάλι με threshold=4, ενώ στα τελευταία δυο θέτουμε threshold=3 ώστε να πετύχουμε καλύτερη ακρίβεια στην ανίχνευση. Τέλος, συγχωνεύουμε τα αρχεία αρχεία coo.1 ,coo.2, coo.3, coo.4 σε ένα **coo.all** και επαναλαμβάνουμε την αρχική διαδικασία παραλείποντας τα πακέτα daofind, pstselect και psf (βλ. Παράρτημα). Από το τελικό πέρασμα προκύπτει το αρχείο **als.all** το οποίο θα επεξεργαστούμε. Το εξαγόμενο αυτό αρχείο περιλαμβάνει τις

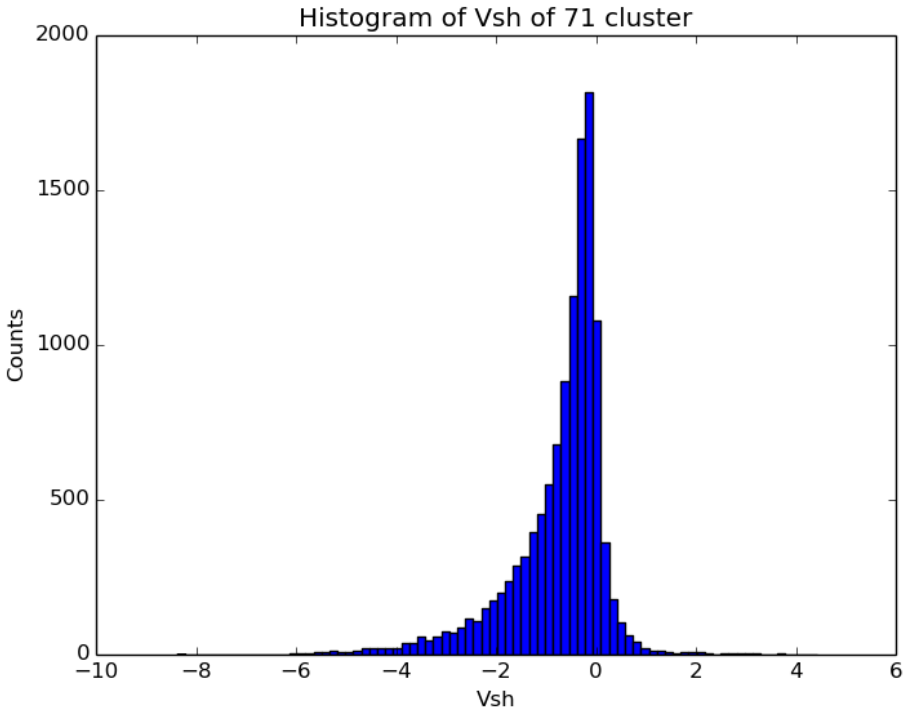
συντεταγμένες (x,y) και τα μεγέθη (instrumental magnitudes) των αστέρων που ανιχνεύθηκαν, μαζί με τα σφάλματά τους, καθώς και παραμέτρους της φωτομετρίας όπως τα residuals και το sharpness. Ενδεικτικά, στην Εικόνα 4.8 παραθέτουμε το διάγραμμα κατανομής των σφαλμάτων, για το σφαιρωτό σμήνος M71 στο V φίλτρο. το οποίο έχει την χαρακτηριστική εκθετική μορφή, καθώς αύξηση του μεγέθους (δηλαδή όσο πάμε σε πιο αμυδρά αστέρια) συνοδεύεται από ταυτόχρονη εκθετική αύξηση στην αβεβαιότητα. Στην Εικόνα 4.9 βλέπουμε την κατανομή των μεγεθών. Παρατηρούμε ότι έχουμε πετύχει μια αρκετά καλή ακρίβεια στον προσδιορισμό των μεγεθών ενώ παράλληλα έχει γίνει πολύ καλή προσαρμογή του PSF στα αστέρια μας κι αυτό φαίνεται από την κατανομή του sharpness (Εικόνα 4.10) που παρουσιάζει μια αρκετά εμφανή «αιχμή» γύρω από την τιμή 0.



Εικόνα 4.8. Κατανομή σφαλμάτων των μετρούμενων μεγεθών, στο φίλτρο V, για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71). Με μείωση των star counts και αύξηση του μετρούμενου μεγέθους έχουμε παράλληλη εκθετική αύξηση στο σφάλμα προσδιορισμού του μεγέθους.



Εικόνα 4.9. Ιστόγραμμα κατανομής των μετρούμενων μεγεθών, στο φίλτρο V, για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71).



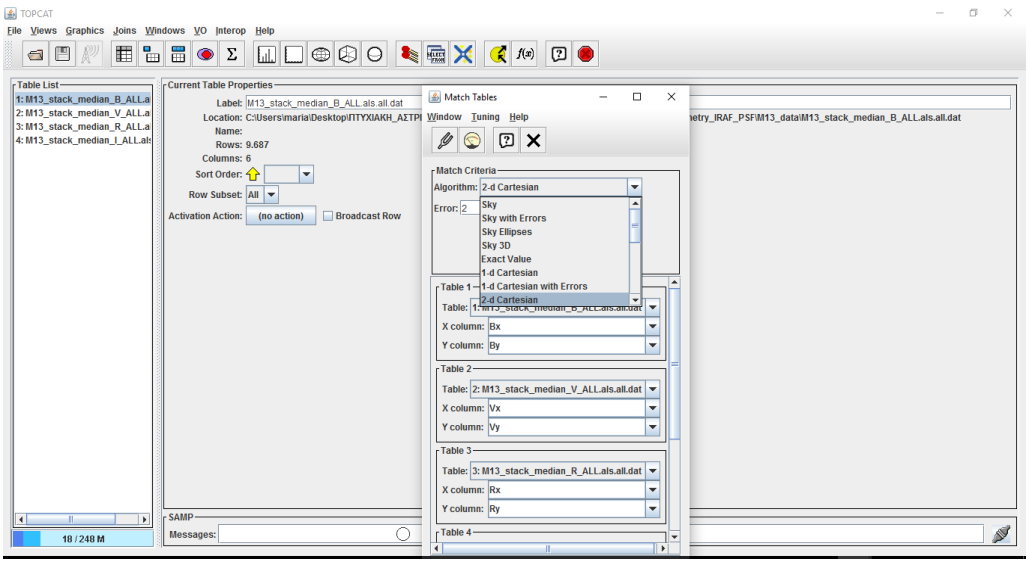
Εικόνα 4.10. Κατανομή του sharpness, στο φίλτρο V, για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71). Παρατηρούμε πως το sharpness παρουσιάζει, κατά προσέγγιση, μια αιχμή γύρω από την τιμή 0, όπως ήταν αναμενόμενο. Όσο αυξάνεται ο αριθμός των counts τόσο μικρότερη είναι η τιμή του sharpness και τόσο πιο αξιόπιστη η φωτομετρία των αστρικών πηγών.

4.4. Επεξεργασία φωτομετρικών και αστρομετρικών καταλόγων

Από τη στιγμή που τελειώνει η φωτομετρία με το IRAF/DAOPHOT έχουμε στα χέρια μας καταλόγους με τις συντεταγμένες (x,y), τα μετρούμενα μεγέθη, τα σφάλματα και παραμέτρους όπως το sharpness και τα residuals για κάθε αστέρι που ανιχνεύθηκε, ανά σμήνος και ανά φίλτρο. Προκειμένου να εξάγουμε αστροφυσικές πληροφορίες και συμπεράσματα, θα πρέπει πρώτα να επεξεργαστούμε τους καταλόγους. Αρχικά, θα κάνουμε τη συγχώνευση των καταλόγων κάθε σμήνους, ώστε να χρησιμοποιήσουμε τα αστέρια που αντιστοιχήθηκαν στις ίδιες θέσεις και στα 4 φίλτρα. Στη συνέχεια, θα ασχοληθούμε με την αστρομετρία και την μετατροπή των συντεταγμένων (x,y) σε $(RA, Dec)_{J2000}$, δηλαδή τη μετατροπή τους στο παγκόσμιο σύστημα συντεταγμένων (World Coordinate System ή WCS). Τέλος, θα γίνει η μετατροπή των μετρούμενων οργανικών (instrumental) μεγεθών στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα του Johnson.

4.4.1. Συγχώνευση καταλόγων

Η συγχώνευση (matching) καταλόγων, των 4 φίλτρων για κάθε σμήνος, πραγματοποιείται με το λογισμικό TOPCAT (Tool for OPerations on Catalogues And Tables). Επιλέγουμε να γίνει το τετραπλό 2D Cartesian matching (Εικόνα 4.11). Ουσιαστικά χρησιμοποιούμε, σαν γνώμονα στην αντιστοίχιση, τις συντεταγμένες (x,y) των αστεριών της κάθε εικόνας. Ως μέγιστο αποδεκτό σφάλμα μεταξύ των τιμών θέτουμε τα 2 pixels, ώστε να είναι συγκρίσιμο με το FWHM (Full Width Half Maximum) της συνάρτησης που περιγράφει τα αστρικά προφίλ, τα οποία προφανώς δεν είναι σημειακές πηγές λόγω της ύπαρξης του seeing.



Εικόνα 4.11. Παράδειγμα συγχώνευσης αστρικών καταλόγων χρησιμοποιώντας το λογισμικό TOPCAT.

Το τελικό αποτέλεσμα του matching με το TOPCAT είναι αρχεία ASCII τα οποία περιλαμβάνουν μόνο τα αστέρια που εντοπίστηκαν στις ίδιες θέσεις και στα τέσσερα φίλτρα, μαζί με τα μετρούμενα μεγέθη και τα σφάλματά τους. Στον Πίνακα 4.1 δίνεται ο εξαγόμενος αριθμός αστεριών που ανιχνεύθηκαν και φωτομετρήθηκαν από το IRAF, για τα 4 σμήνη. Στην τελευταία στήλη βλέπουμε τον αριθμό των αστεριών που ανιχνεύθηκαν και στα τέσσερα φωτομετρικά φίλτρα, ύστερα από τη διαδικασία της συγχώνευσης των καταλόγων με το TOPCAT.

Πίνακας 4.1. Αριθμός αστέρων που ανιχνεύθηκαν κατά τη φωτομετρία με το IRAF/DAOPHOT σε κάθε φίλτρο. Στην τελευταία στήλη είναι ο συνολικός αριθμός αστέρων που εντοπίστηκαν στις ίδιες συντεταγμένες (x.y) και στα τέσσερα φίλτρα (το matching έγινε με το λογισμικό TOPCAT).

Cluster ID	B	V	R	I	$BVRI_{match}$
NGC 6705 (M11)	11618	11974	11441	12103	7512
NGC 6809 (M55)	4903	5431	6632	7367	3489
NGC 6838 (M71)	11114	11801	12545	12130	8400

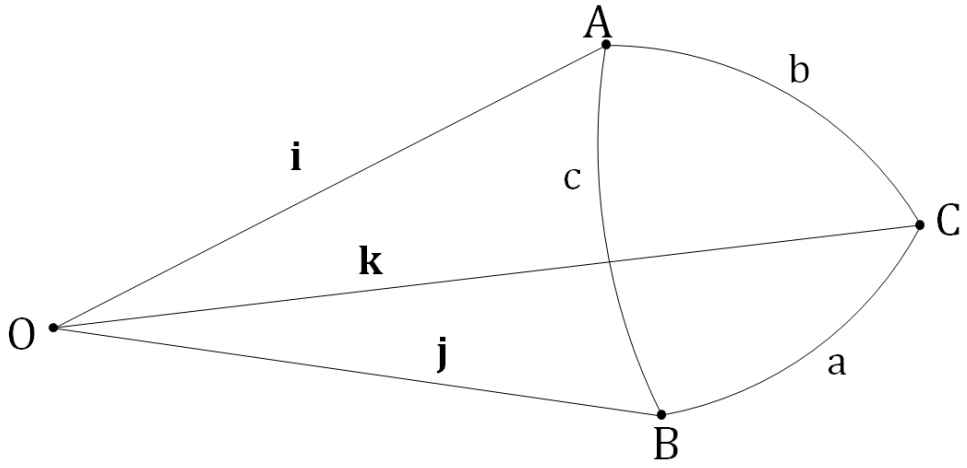
4.4.2. Αναγωγή στο παγκόσμιο σύστημα συντεταγμένων (WCS)

Η αστρομετρία, δηλαδή ο ακριβής προσδιορισμός θέσεων και τροχιών, είναι ένα πολύ σημαντικό κομμάτι της επεξεργασίας των παρατηρησιακών αστρονομικών δεδομένων. Έχει πολύ μεγάλη σημασία να μπορούμε να αναφερόμαστε στη θέση ενός αστέρα του πεδίου μας και να γίνεται άμεσα αντιληπτό σε ποιο αντικείμενο αναφερόμαστε, από οποιονδήποτε παρατηρητή/αστρονόμο σε οποιαδήποτε τοποθεσία. Δηλαδή, η αναγωγή που θα πραγματοποιήσουμε, από τις φυσικές συντεταγμένες των εικόνων μας σε ουρανογραφικές RA και Dec, μας δίνει τη δυνατότητα να μιλάμε σε μια «παγκόσμια» γλώσσα.

Πρώτα όμως, παραθέτουμε κάποια βασικά στοιχεία από τη σφαιρική τριγωνομετρία και τα συστήματα συντεταγμένων, τα οποία χρησιμοποιούμε παρακάτω. Όπως γνωρίζουμε, ο γήινος παρατηρητής βρίσκεται στο κέντρο της ουράνιας σφαίρας, δηλαδή μιας υποθετικής σφαίρας με κέντρο τον ίδιο και αυθαίρετη αλλά σταθερή ακτίνα, πάνω στην οποία προβάλλονται οι αστερισμοί και όλα τα ουράνια σώματα. Κάθε φορά, λοιπόν, που παρατηρούμε ένα ουράνιο αντικείμενο αυτό που πραγματικά βλέπουμε είναι η προβολή του πάνω σε ένα επίπεδο εφαπτόμενο στην ουράνια σφαίρα. Επομένως, θα πρέπει αναπόφευκτα να εφαρμόσουμε τις αρχές της σφαιρικής τριγωνομετρίας στην ανάλυση που θα κάνουμε ώστε να είναι σωστό το αποτέλεσμα της αστρομετρίας μας και η αναγωγή των φυσικών συντεταγμένων των εικόνων σε ουρανογραφικές (WCS).

<u>Σφαιρική τριγωνομετρία</u>

Θεωρούμε την επιφάνεια μιας σφαίρας με μοναδιαία ακτίνα και κέντρο Ο. Κάθε σφαιρικό τρίγωνο ΑΒC ορίζεται από τρία σημεία πάνω στην επιφάνεια της σφαίρας ενώ οι πλευρές του σφαιρικού τριγώνου αποτελούν τμήματα μεγίστων κύκλων. Στην Εικόνα 4.12 βλέπουμε ένα τέτοιο τρίγωνο με πλευρές τα τόξα (OB,OC)=a, (OA,OC)=b, (OA,OB)=c και γωνίες μεταξύ των επιπέδων τις (OAC,OAB)=A, (OBA,OBC)=B, (OCB,OCA)=C. Τα **i, j, k** είναι μοναδιαία διανύσματα κατά μήκος των ακτίνων της σφαίρας OA, OB, OC. Τα **i, j** και **k** δεν είναι αμοιβαία κάθετα μεταξύ τους, δεν σχηματίζουν δηλαδή ορθοκανονικό σύστημα αξόνων.



Εικόνα 4.12. Οι γωνίες και οι πλευρές ενός σφαιρικού τριγώνου.

Χρησιμοποιώντας γνωστές σχέσεις από την διανυσματική ανάλυση και την τριγωνομετρία, καταλήγουμε σε σχέσεις **τριών στοιχείων**. Οι συχνότερα χρησιμοποιούμενες είναι ο **νόμος των συνημίτονων** (σχέση 4.3) και ο **νόμος των ημιτόνων** (σχέση 4.4)**,** της **σφαιρικής τριγωνομετρίας.** Με τις κατάλληλες μεταθέσεις, προκύπτουν οι αντίστοιχες σχέσεις επίλυσης ως προς τα υπόλοιπα στοιχεία.

$$cosa = cosb\ cosc + sinb\ sinc\ cosA \qquad \textbf{(4.3)}$$

$$\frac{sinA}{sina} = \frac{sinB}{sinb} = \frac{sinC}{sinc} \qquad \textbf{(4.4)}$$

Ακόμη δύο πολύ σημαντικές σχέσεις της σφαιρικής τριγωνομετρίας είναι οι 4.5 και 4.6:

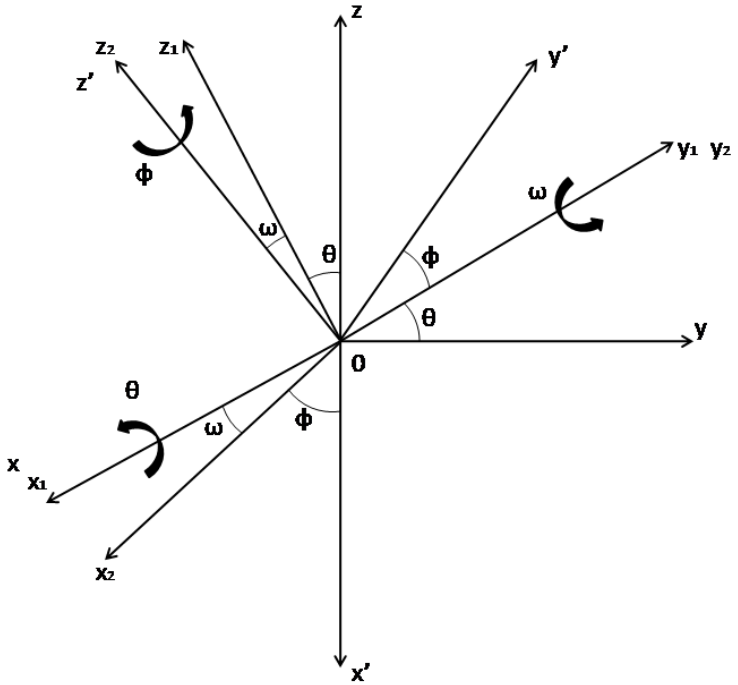
$$sinb\ cosA = cosa\ sinc - cosc\ sina\ cosB \qquad \textbf{(4.5)}$$

$$cosc\ cosB = sinc\ cotA - sinB\ cotA \qquad \textbf{(4.6)}$$

Συστήματα συντεταγμένων

Στο πέρασμα των αιώνων, οι αστρονόμοι εφυήραν και χρησιμοποίησαν πολλά συστήματα και μετασχηματισμούς αστρονομικών συντεταγμένων ανάλογα με τις παρατηρήσεις, τους σκοπούς και την ακρίβεια που ήθελαν να πετύχουν. Το επικρατέστερο πλαίσιο μέσα στο οποίο κινούνταν για πολλές δεκαετίες ήταν το δυναμικό σύστημα αναφοράς μια εποχής (epoch), το οποίο έχει άμεση εξάρτηση από δυναμικούς παράγοντες όπως είναι η θέση των ισημεριών για δεδομένο χρόνο. Τα τελευταία χρόνια, χρησιμοποιείται παράλληλα ένα νέο θεμελιώδες σύστημα αναφοράς απαλλαγμένο από την εποχή, με ακρίβεια καλύτερη του χιλιοστού του δευτερολέπτου του τόξου (sub-milliarcsecond accuracy). Το νέο αυτό σύστημα βασίζεται σε πολύ μακρινές ραδιοπηγές. Ωστόσο, οι κινήσεις της Γης εξακολουθούν να μας επηρεάζουν. Για το λόγο αυτό, οι μετασχηματισμοί μεταξύ των διαφόρων συστημάτων συντεταγμένων κρίνονται πολλές φορές αναγκαίοι. Ακόμη, σε πολλές περιπτώσεις είναι απαραίτητο να λάβουμε υπόψη και τις κατάλληλες σχετικιστικές διορθώσεις που πρέπει να γίνουν, όπως έχει γίνει για παράδειγμα στην διαστημική αποστολή του αστρομετρικού δορυφόρου GAIA, που είναι αφιερωμένη στην αστρομετρία ακριβείας ∼1δις αστέρων του Γαλαξία.

Η μετατροπή των συντεταγμένων από ένα σύστημα σε ένα άλλο απαιτεί είτε τη χρήση σχέσεων της σφαιρικής τριγωνομετρίας είτε κατάλληλους πίνακες και διανύσματα που εμπεριέχουν την αντίστοιχη πληροφορία. Θεωρούμε το standard σύστημα συντεταγμένων, που δεν είναι άλλο από το τρισορθογώνιο και ορθοκανονικό σύστημα αναφοράς Ozxy, με την κατεύθυνση των αξόνων του να δίνεται από τον κανόνα της δεξιάς χειρός. Χρησιμοποιώντας τις γωνίες Euler και τους κατάλληλους πίνακες στροφής (σχέση 4.7) μπορούμε να μεταβούμε σε ένα νέο τονούμενο σύστημα αναφοράς Oz'x'y' το οποίο έχει περιστραφεί ως προς το αρχικό.



Εικόνα 4.13. Διαδοχική στροφή ως προς τους άξονες Ox, Oy και Oz.

Οι τρεις δυνατές στροφές είναι (Εικόνα 4.13):

- Στροφή ως προς τον άξονα Ox κατά γωνία θ, οπότε ένα τυχαίο αρχικό σημείο P με συντεταγμένες (x,y,z) έχει νέες συντεταγμένες (x_1=x,y_1,z_1)
- Στροφή ως προς τον νέο άξονα Oy_1 κατά γωνία ω, που μετασχηματίζει τις συντεταγμένες (x_1,y_1,z_1) σε (x_2,y_2= y_1,z_2)
- Στροφή ως προς τον νέο άξονα Oz_2 κατά γωνία φ, που μετασχηματίζει τις συντεταγμένες του σημείου P από (x_2,y_2,z_2) σε (x',y',z'=z_2)

$$(x',y',z')=(x,y,z)\times\begin{pmatrix}1 & 0 & 0\\ 0 & \cos\theta & -\sin\theta\\ 0 & \sin\theta & \cos\theta\end{pmatrix}\times\begin{pmatrix}\cos\omega & 0 & \sin\omega\\ 0 & 1 & 0\\ -\sin\omega & 0 & \cos\omega\end{pmatrix}\times\begin{pmatrix}\cos\varphi & -\sin\varphi & 0\\ \sin\varphi & \cos\varphi & 0\\ 0 & 0 & 1\end{pmatrix} \quad \textbf{(4.7)}$$

Για την περίπτωση των παρατηρησιακών μας δεδομένων, θεωρούμε ότι το επίπεδο του chip της CCD camera είναι κάθετο στον οπτικό άξονα οπότε η μόνη παράμετρος που λαμβάνουμε υπόψη είναι η στροφή του οπτικού πεδίου «δεξιά-αριστερά» κατά τη γωνία φ. Περιορίζοντας, έτσι, τους βαθμούς ελευθερίας η εξίσωση που χρειαζόμαστε για την διόρθωση της στροφής του πεδίου είναι η εξίσωση 4.8, η οποία προκύπτει από απλοποίηση της σχέσης 4.7.

$$(x',y')=(x,y)\times\begin{pmatrix}\cos\varphi & -\sin\varphi\\ \sin\varphi & \cos\varphi\end{pmatrix} \quad \textbf{(4.8)}$$

Το νέο σύστημα στο οποίο μετατρέπουμε τις συντεταγμένες των εικόνων, έχει κέντρο το κέντρο του σμήνους (x_0,y_0) και είναι περιστρεμμένο κατά γωνία φ. Θεωρούμε (x',y') τις αρχικές συντεταγμένες της εικόνας και (x,y) τις νέες συντεταγμένες μετά από στροφή και μετάθεση. Λαμβάνοντας υπόψη τα παραπάνω, οι εξισώσεις μετατροπής που χρησιμοποιούμε οι 4.9 και 4.10.

$$x'-x_o=x\cdot\cos\varphi+y\cdot\sin\varphi$$

ή **(4.9)**

$$x=(x'-x_o)\cdot\cos\varphi-(y'-y_o)\cdot\sin\varphi$$

και

$$y'-y_o=-x\cdot\sin\varphi+y\cdot\cos\varphi$$

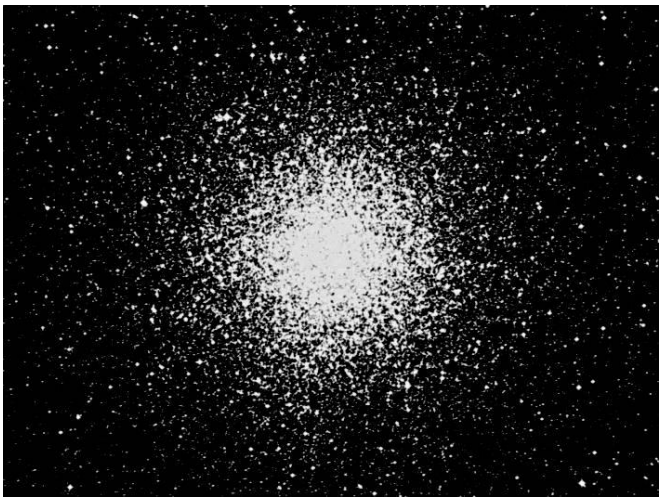
ή **(4.10)**

$$y=(x'-x_o)\cdot\sin\varphi-(y'-y_o)\cdot\cos\varphi$$

Στη συνέχεια ακολουθούν τα βήματα που ακολουθήσαμε για να πραγματοποιήσουμε την αστρομετρία των εικόνων και την αναγωγή των αστρικών συντεταγμένων στο WCS.

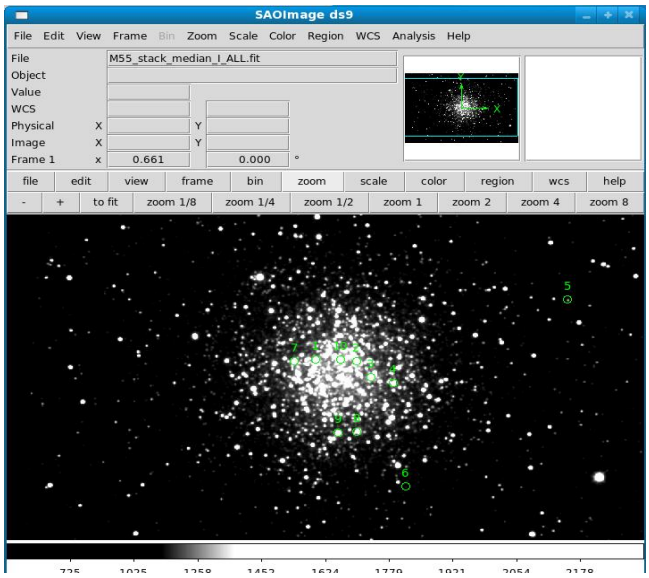
- **<u>ΒΗΜΑ 1ο: Εξαγωγή του WCS</u>**

Αρχικά κατεβάζουμε από τη βάση δεδομένων του ESO/DSS μια εικόνα του σμήνους η οποία περιέχει μέσα της την πληροφορία του WCS (Εικόνα 4.14).



Εικόνα 4.14. Εικόνα του αστρικού σμήνους NGC 6809 (M55) με WCS από το ESO/DSS.
(Πηγή: http://archive.eso.org/dss/dss)

Παράλληλα ανοίγουμε στο SAO-ds9 μια δική μας εικόνα του ίδιου σμήνους (Εικόνα 4.15). Επιλέγουμε 10 ευδιάκριτα αστέρια και κατασκευάζουμε ένα region file με τις συντεταγμένες τους (x,y). Μεγεθύνοντας και προσανατολίζοντας κατάλληλα τις δύο εικόνες, εντοπίζουμε τα ίδια ακριβώς αστέρια στην εικόνα του ESO και καταγράφουμε τις ουρανογραφικές τους συντεταγμένες $(RA,Dec)_{J2000}$. Δημιουργούμε, έτσι, ένα αρχείο με 4 στήλες (x, y, RA, Dec) για στα 10 άστρα με τα οποία θέλουμε να γίνει η αρχική αστρομετρία.



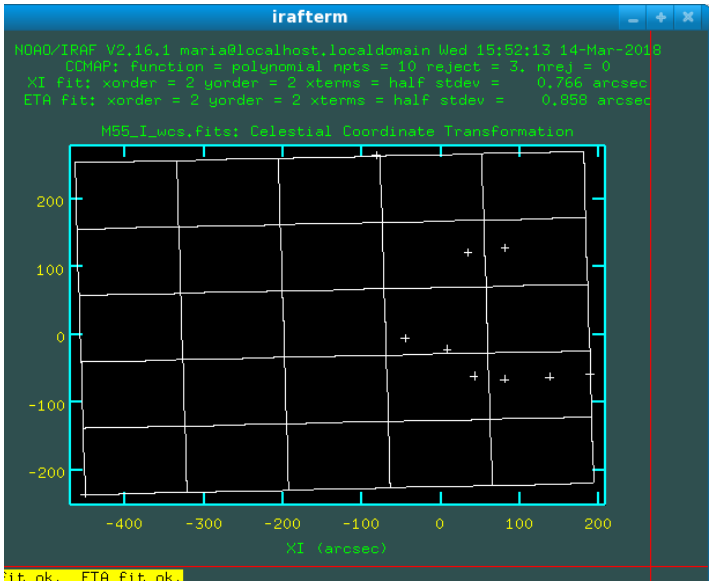
Εικόνα 4.15. Εικόνα του αστρικού σμήνους NGC 6809 (M55) στο φίλτρο I. Εντός των πράσινων κύκλων σημειώνουμε τα αστέρια για τα οποία καταγράφουμε τις συντεταγμένες (x,y) παράλληλα με τις αντίστοιχες ουρανογραφικές.

Τρέχουμε στο IRAF το πακέτο **ccmap**. Ως εισαγόμενο αρχείο βάζουμε το αρχείο που δημιουργήσαμε, με τις συντεταγμένες (x, y, RA, Dec) των 10 αστεριών. Προσέχουμε ώστε τα εισαγόμενα RA, Dec να δίνονται σε degrees και για την παράμετρο Sky projection geometry προσέχουμε να έχουμε θέσει την επιλογή tanx ώστε να αναφερόμαστε σε προβολή πάνω σε επίπεδο εφαπτόμενο στην ουράνια σφαίρα.

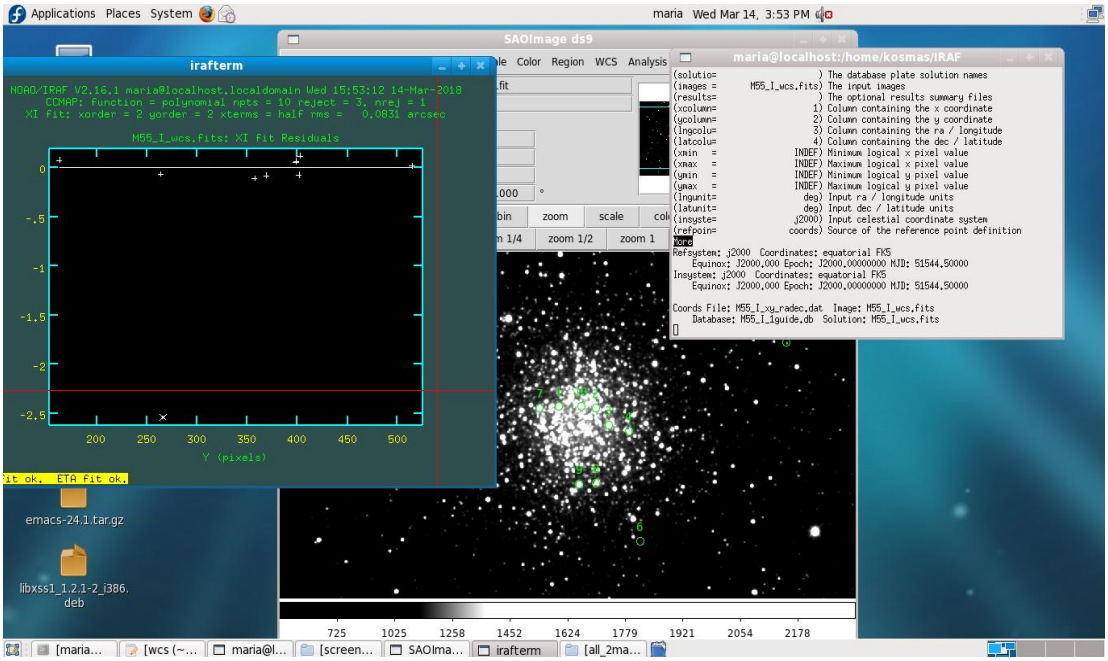
```
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = imcoords
TASK = ccmap

input = M55_stack_median_I_ALL_xy_radec.dat The input coordinate files
database= M55_stack_median_I_ALL_1guide.db The output database file
(solutio= ) The database plate solution names
(images = M55_stack_median_I_ALL_wcs.fits) The input images
(results= ) The optional results summary files
(xcolumn= 1) Column containing the x coordinate
(ycolumn= 2) Column containing the y coordinate
(lngcolu= 3) Column containing the ra / longitude
(latcolu= 4) Column containing the dec / latitude
(xmin = INDEF) Minimum logical x pixel value
(xmax = INDEF) Maximum logical x pixel value
(ymin = INDEF) Minimum logical y pixel value
(ymax = INDEF) Maximum logical y pixel value
(lngunit= deg) Input ra / longitude units
(latunit= deg) Input dec / latitude units
(insyste= j2000) Input celestial coordinate system
(refpoin= coords) Source of the reference point definition
(xref = INDEF) Reference point in x
(yref = INDEF) Reference point in y
(lngref = INDEF) Reference point ra / longitude telescope coordinate
(latref = INDEF) Reference point dec / latitude telescope coordinate
(refsyst= INDEF) Reference point telescope coordinate system
(lngrefu= ) Reference point ra / longitude units
(latrefu= ) Reference point dec / latitude units
(project= tan) Sky projection geometry
(fitgeom= general) Fitting geometry
(functio= polynomial) Surface type
(xxorder= 2) Order of xi fit in x
(xyorder= 2) Order of xi fit in y
(xxterms= half) Xi fit cross terms type
(yxorder= 2) Order of eta fit in x
(yyorder= 2) Order of eta fit in y
(yxterms= half) Eta fit cross terms type
(maxiter= 0) The maximum number of rejection iterations
(reject = 3.) Rejection limit in sigma units
(update = yes) Update the image world coordinate system ?
(pixsyst= logical) Input pixel coordinate system
(verbose= yes) Print messages about progress of task ?
(interac= yes) Fit the transformation interactively ?
(graphic= stdgraph) Default graphics device
(cursor = ) Graphics cursor
(mode = ql)
```

Τρέχοντας το ccmap ανοίγει ένα παράθυρο xgterm το οποίο δείχνει τα 10 σημεία ως προς το περιστρεμμένο σύστημα του επιπέδου της CCD (Εικόνα 4.16). Στα επόμενα παράθυρα εμφανίζονται τα υπόλοιπα (residuals) στα x, y, r. Εάν υπάρχει κάποιο σημείο που αποκλίνει

εμφανώς θεωρείται outlier και το διαγράφουμε προκειμένου να μειώσουμε το rms και να εξάγουμε ένα αρχικό WCS με όσο το δυνατόν μικρότερα σφάλματα (Εικόνα 4.17).



Εικόνα 4.16. Τα σημεία(αστέρια) που χρησιμοποιούνται για την εξαγωγή του αρχικού WCS, ως προς το ελαφρά περιστρεμμένο σύστημα της CCD.



Εικόνα 4.17. Παράδειγμα διαγραφής outlier για μείωση του rms στα y.

Μετά τη διαδικασία αυτή αναγράφεται, στο terminal του IRAF, το αρχικό WCS (Εικόνα 4.18). Σε αυτό, δίνονται το κέντρο της φωτογραφίας σε RA,Dec και σε x,y, οι αντίστοιχες τιμές του rms, η κλίμακα ειδώλου στους δύο άξονες αλλά και η στροφή του επιπέδου της φωτογραφίας ως προς αυτούς. Αυτό το WCS εισάγεται αυτόματα μέσα στην εικόνα του πεδίου.

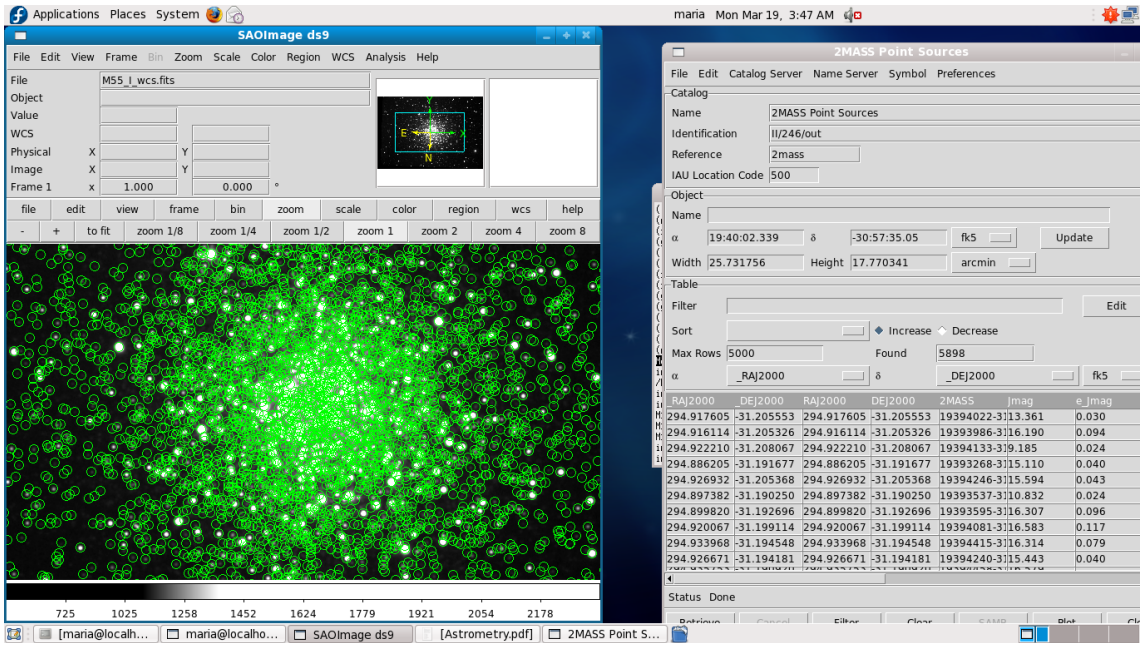
```
Ref. point Ra,Dec(degrees):294:59:55.42 -30:57:45.58
Ref point x, y (pixels):571.044 375.372
X and Y scale(arcsec/pixel):1.393 1.396
X and Y axis rotation(degrees):178.536 178.537
Ra/Dec wcs rms (arcsec):0.274
Long/Lat wcs rms (arcsec):0.279
```

Εικόνα 4.18. Το αρχικό wcs όπως αναγράφεται στο terminal του IRAF.

Στη συνέχεια χρησιμοποιούμε το SAO-ds9 ώστε να κατεβάσουμε έναν κατάλογο από το 2MASS για το ίδιο πεδίο επιλέγοντας:

Analysis → Catalogs → Infrared → 2mass point sources.

Ο κατάλογος αυτός φορτώνει ως region file πάνω στην εικόνα (Εικόνα 4.19). Ελέγχουμε αν τα αστέρια μας είναι καλά κεντραρισμένα εντός των κύκλων, ώστε να αποφανθούμε αν έγινε σωστά το πρώτο βήμα της αστρομετρίας.

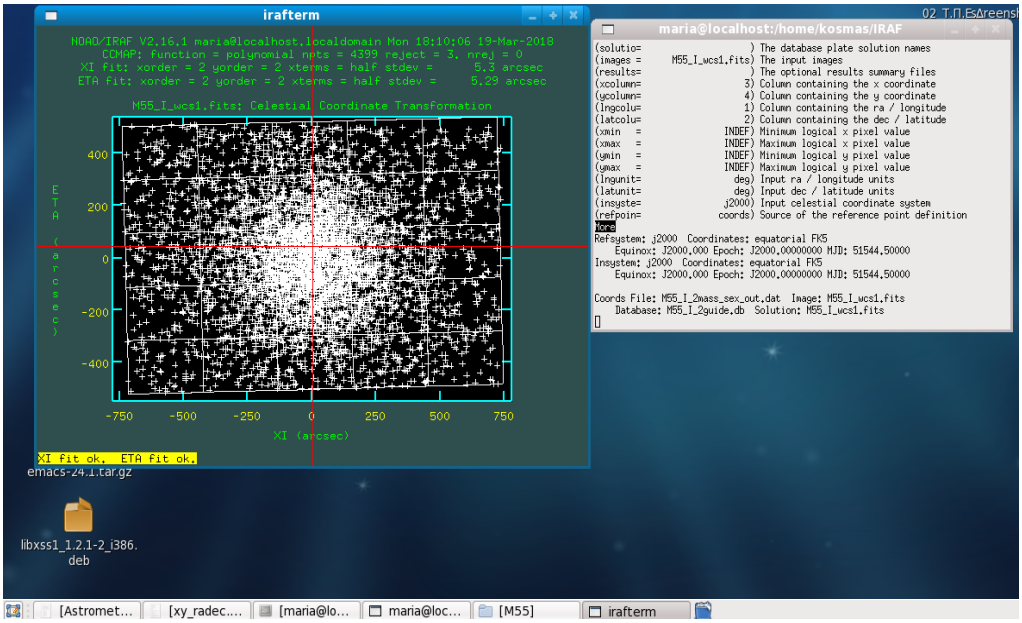


Εικόνα 4.19. Η πρώτη φάση της αστρομετρίας για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55), πραγματοποιήθηκε με επιτυχία. Τα αστέρια της εικόνας με το αρχικό WCS, εμπίπτουν εντός των κύκλων του αντίστοιχου αστρομετρικού καταλόγου του 2MASS

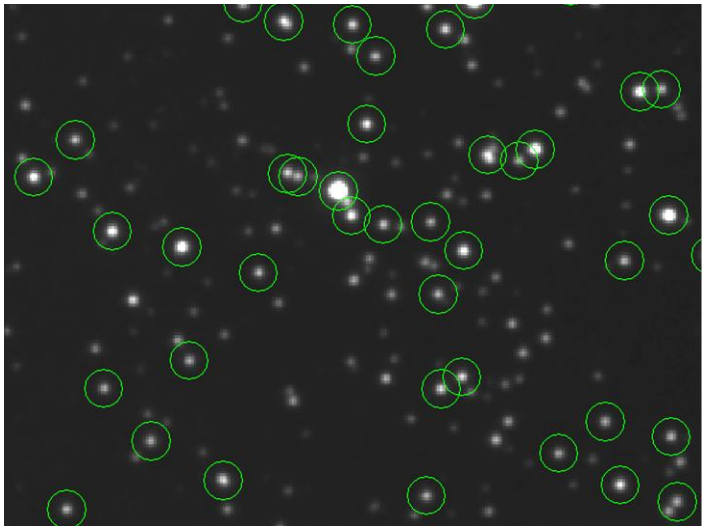
Τρέχουμε το task **ccfind**, ώστε να εντοπιστούν από τον κατάλογο και να καταγραφούν τα άστρα που βρίσκονται εντός των ορίων της δικής μας εικόνας. Αφήνουμε ένα περιθώριο ώστε να ανιχνευθούν και άστρα τα οποία ενδέχεται να μην είναι αρκετά καλά κεντραρισμένα (πχ στις άκρες του πεδίου). Το περιθώριο αυτό δίνεται μέσω των παραμέτρων Search box width in pixels=21 και Centering box width in pixels=9.

```
Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = imcoords
TASK = ccfind

input = M55_stack_median_I_ALL_sex.dat The list input celestial coordinate files
output = M55_stack_median_I_ALL_2mass_sex_out.dat The output matched coordinates files
images = M55 _I _wcs.fits The input images
(lngcolu= 1) Column containing the ra / longitude
(latcolu= 2) Column containing the dec / latitude
(lngunit= hours) Input ra / longitude units
(latunit= deg) Input dec / latitude units
(insyste= j2000) Input celestial coordinate system
(usewcs = yes) Locate objects using the existing image wcs ?
(xref = INDEF) The x reference pixel
(yref = INDEF) The y reference pixel
(xmag = INDEF) The x axis scale in arcsec / pixel
(ymag = INDEF) The y axis scale in arcsec / pixel
(xrotati= INDEF) The x rotation angle in degrees
(yrotati= INDEF) The y axis rotation angle in degrees
(lngref = INDEF) Reference point ra / longitude coordinate
(latref = INDEF) Reference point dec / latitude coordinate
(lngrefu= ) Reference point ra / longitude units
(latrefu= ) Reference point dec / latitude units
(refsyst= j2000) Reference point coordinate system
(project= tnx) Sky projection geometry
(center = yes) Center the pixel coordinates ?
(sbox = 21) Search box width in pixels
(cbox = 9) Centering box width in pixels
(datamin= INDEF) Minimum good data value
(datamax= INDEF) Maximum good data value
(backgro= INDEF) Background reference value
(maxiter= 5) Maximum number of iterations
(toleran= 0) Tolerance for convergence in pixels
(xformat= ) Output format for the x coordinate
(yformat= ) Output format for the y coordinate
(verbose= yes) Print messages about progress of task ?
(mode = ql)
```

Επαναλαμβάνουμε όλη την παραπάνω διαδικασία των **ccmap** και **ccfind,** χρησιμοποιώντας αυτή τη φορά **όλα** τα αστέρια του πεδίου μας (Εικόνα 4.20) και την εικόνα που φέρει το νέο WCS. Αυτή τη φορά περιορίζουμε την ακτίνα αναζήτησης του ccfind μέσω των παραμέτρων Search box width in pixels=16 και Centering box width in pixels=6, ώστε να αυξήσουμε την ακρίβεια της αστρομετρίας. Σκοπός μας είναι να εξάγουμε το τελικό WCS, το οποίο θα βασίζεται στα χιλιάδες αστέρια του σμήνους που φωτομετρήθηκαν, τα οποία θα πρέπει να είναι απόλυτα κεντραρισμένα με τα αστέρια των καταλόγων του 2MASS (Εικόνα 4.21). Ακόμη, ζητούμενο είναι όταν τρέξουμε το ccmap για τελευταία φορά να πάρουμε αποτέλεσμα στο rms ≤0.3 arcsec στα x, y και r. Φυσικά, όλη η παραπάνω διαδικασία γίνεται για όλα τα υπό μελέτη σμήνη.



Εικόνα 4.20. Επανάληψη της αστρομετρίας για όλα τα αστέρια του πεδίου με σκοπό την εξαγωγή του τελικού WCS.



Εικόνα 4.21. Μεγεθύνοντας μια μικρή περιοχή των εικόνων μας, ελέγχουμε αν έχει ολοκληρωθεί επιτυχώς η αστρομετρία. Πράγματι, τα αστέρια των πεδίων μας είναι απόλυτα κεντραρισμένα στους κύκλους που προέκυψαν από την εξαγωγή του τελικού WCS.

- **<u>ΒΗΜΑ 2ο: Διόρθωση της στροφής πεδίου</u>**

Κατά την εξαγωγή του WCS δίνεται και η γωνία της στροφής του επιπέδου της CCD camera. Τη γωνία αυτή την θέτουμε ως σταθερά στις σχέσεις 4.9 και 4.10 ώστε να περάσουμε από το περιστρεμμένο σύστημα στο προσανατολισμένο. Το νέο σύστημα αναφοράς έχει ως κέντρο, το κέντρο του σμήνους (x_o, y_o).

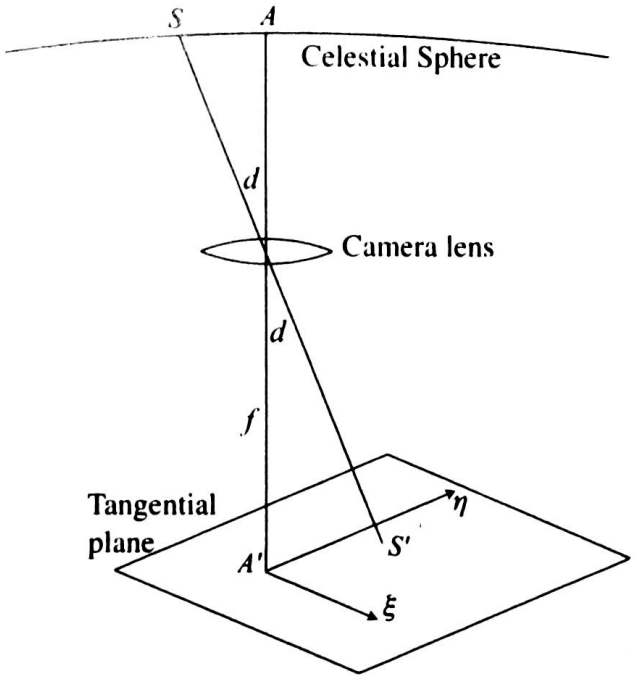
- **<u>ΒΗΜΑ 3ο: Μετατροπή των φυσικών συντεταγμένων σε (RA, Dec)$_{J2000}$</u>**

Γνωρίζοντας το WCS και έχοντας διορθώσει τον παράγοντα της στροφής του πεδίου από τον αστρομετρικό μας κατάλογο, για κάθε σμήνος, προχωρούμε στην τελική μετατροπή των (x,y) σε (α,δ)=(RA,Dec)$_{J2000}$.

Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, η παρατήρηση γίνεται στο εστιακό επίπεδο του τηλεσκοπίου, όπου έχει τοποθετηθεί το chip της CCD camera. Το σημείο τομής του οπτικού άξονα με την ουράνια σφαίρα ορίζουν ένα επίπεδο εφαπτόμενο σε αυτή. Η προβολή/μεταφορά αυτού του εφαπτόμενου επιπέδου στο επίπεδο της CCD δεν είναι τίποτε άλλο παρά το αστρικό πεδίο των παρατηρησιακών μας δεδομένων.

Πίνακας 4.2. Οι συντεταγμένες (RA,Dec) του κέντρου κάθε σμήνους μαζί με τις αντίστοιχες βιβλιογραφικές αναφορές.

	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
RA (J2000)	$18^h\ 51^m\ 0.5^s$ WEBDA	$19^h\ 39^m\ 59.71^s$ Goldsbury et al. 2010	$19^h 53^m\ 46.49^s$ Goldsbury et al. 2010
Dec (J2000)	-06° 16' 0.0" WEBDA	-30° 57' 53.1" WEBDA Goldsbury et al. 2010	+18° 46' 45.1" WEBDA



Εικόνα 4.22. Η αρχή της προβολής της ουράνιας σφαίρας επάνω στο επίπεδο του ανιχνευτή.

Θεωρούμε ως σημείο αναφοράς το κέντρο του κάθε σμήνους (Πίνακας 4.2) για το οποίο είναι γνωστές η ορθή αναφορά και η απόκλιση (α_o,δ_o). Έστω ότι (ξ, η) είναι οι καρτεσιανές συντεταγμένες, του διορθωμένου από την περιστροφή πεδίου, με αρχή το σημείο τομής του οπτικού άξονα και του εφαπτόμενου επιπέδου (Εικόνα 4.22). Ο άξονας (ξ) έχει κατεύθυνση προς την Ανατολή ενώ ο άξονας (η) δείχνει προς τον Βορρά. Χρησιμοποιώντας σχέσεις της σφαιρικής τριγωνομετρίας καταλήγουμε στις Εξισώσεις 4.11 και 4.12, που δίνουν τις συντεταγμένες (ξ, η) συναρτήσει των (α, δ). Οι μονάδες των (ξ, η) είναι τα ακτίνια.

$$\xi = \frac{\cos\delta \cdot \sin(a - a_o)}{\sin\delta_o \cdot \sin\delta + \cos\delta_o \cdot \cos\delta \cdot \cos(\alpha - a_o)} \qquad \textbf{(4.11)}$$

$$\eta = \frac{\cos\delta_o \cdot \sin\delta - \sin\delta_o \cdot \cos\delta \cdot \cos(a - a_o)}{\sin\delta_o \cdot \sin\delta + \cos\delta_o \cdot \cos\delta \cdot \cos(\alpha - a_o)} \qquad \textbf{(4.12)}$$

Οι Εξισώσεις 4.13 και 4.14 δίνουν τα (ξ, η) συναρτήσει των φυσικών συντεταγμένων των εικόνων (x,y). Όπου (x_o,y_o) είναι το σημείο αναφοράς (κέντρο της εκάστοτε εικόνας) όπως αυτό έχει προσδιοριστεί από το IRAF, δοσμένο σε pixels, ενώ F είναι η εστιακή απόσταση του τηλεσκοπίου. Ο παράγοντας 1/F ισούται με την κλίμακα ειδώλου, K, η οποία είναι γνωστή. Η αρχική παραδοχή για την εξαγωγή των (ξ, η) ήταν πως ο παρατηρητής βρίσκεται εκτός της ουράνιας σφαίρας. Γι αυτό η ύπαρξη του "-" στις δύο σχέσεις είναι απαραίτητη αφού στην πραγματικότητα ο παρατηρητής βρίσκεται στο κέντρο της ουράνιας σφαίρας. Τα (ξ, η), όπως φαίνεται ξεκάθαρα από τις δύο εξισώσεις, δίνουν την απόσταση του κάθε αστεριού από το κέντρο της εικόνας (x_o, y_o), μετρημένη σε rad.

$$\xi = -\frac{(x - x_o)}{F} \qquad \textbf{(4.13)}$$

$$\eta = -\frac{(y - y_o)}{F} \qquad \textbf{(4.14)}$$

Γνωρίζοντας τις τιμές των x, y, x_o, y_o (οι συντεταγμένες των εικόνων μας, μετά τη διόρθωση της στροφής πεδίου) και την κλίμακα ειδώλου, υπολογίζουμε τα (ξ, η) από τις σχέσεις 4.13 και 4.14. Η ορθή αναφορά και η απόκλιση του κέντρου (α_o,δ_o) είναι επίσης γνωστές. Οπότε χρησιμοποιώντας τις σχέσεις 4.11 και 4.12 προκύπτει το σύστημα των Εξισώσεων 4.15 και 4.16, η επίλυση του οποίου μας δίνει τα α και δ των αστεριών του σμήνους.

$$\cot\delta \cdot \sin(a - a_o) = \frac{\xi}{\sin\delta_o + \eta \cdot \cos\delta_o} \qquad \textbf{(4.15)}$$

$$\cot\delta \cdot \cos(a - a_o) = \frac{\cos\delta_o - \eta \cdot \sin\delta_o}{\sin\delta_o + \eta \cdot \cos\delta_o} \qquad \textbf{(4.16)}$$

Χρησιμοποιώντας βασικές τριγωνομετρικές ταυτότητες επιλύουμε το σύστημα των 4.15 και 4.16 ως προς τα α και δ (Εξισώσεις 4.17 και 4.18).

$$a = a_o + \arctan\left[\frac{\xi}{\cos\delta_o - \eta \cdot \sin\delta_o}\right] \qquad \textbf{(4.17)}$$

$$\delta = \arcsin\left[\frac{\sin\delta_o + \eta \cdot \cos\delta_o}{\sqrt{1+\xi^2+\eta^2}}\right] \qquad \textbf{(4.18)}$$

<u>Ο παράγοντας cos(δ_o) και η σύγκλιση των ατράκτων</u>

Παρατηρούμε ότι στις σχέσεις 4.11, 4.12, 4.17 και 4.18 υπεισέρχεται ο όρος cosδ_o, σαν αποτέλεσμα της εφαρμογής της σφαιρικής τριγωνομετρίας στην αστρομετρία μας. Ουσιαστικά, το cosδ, είναι ένας παράγοντας που χρησιμοποιείται για την διόρθωση του καμπυλωμένου πεδίου όπως αυτό προβάλλεται σε εμάς. Όσο πιο κοντά στον Βόρειο Ουράνιο Πόλο παρατηρούμε τόσο εντονότερη θα είναι η καμπύλωση. Επομένως, ειδικά για μεγάλες αποκλίσεις δ, είναι κρίσιμη η συγκεκριμένη διόρθωση καθώς ακόμη και ένα μικρό σφάλμα της αστρομετρίας σε pixels, μπορεί να συνεπάγεται πολύ μεγάλο σφάλμα στον προσδιορισμό, κυρίως, της ορθής αναφοράς, α. Για στόχους κοντά στον ουράνιο ισημερινό, όπως για παράδειγμα για το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (Πίνακας 4.3), το γεωμετρικό αυτό φαινόμενο είναι ανεπαίσθητο.

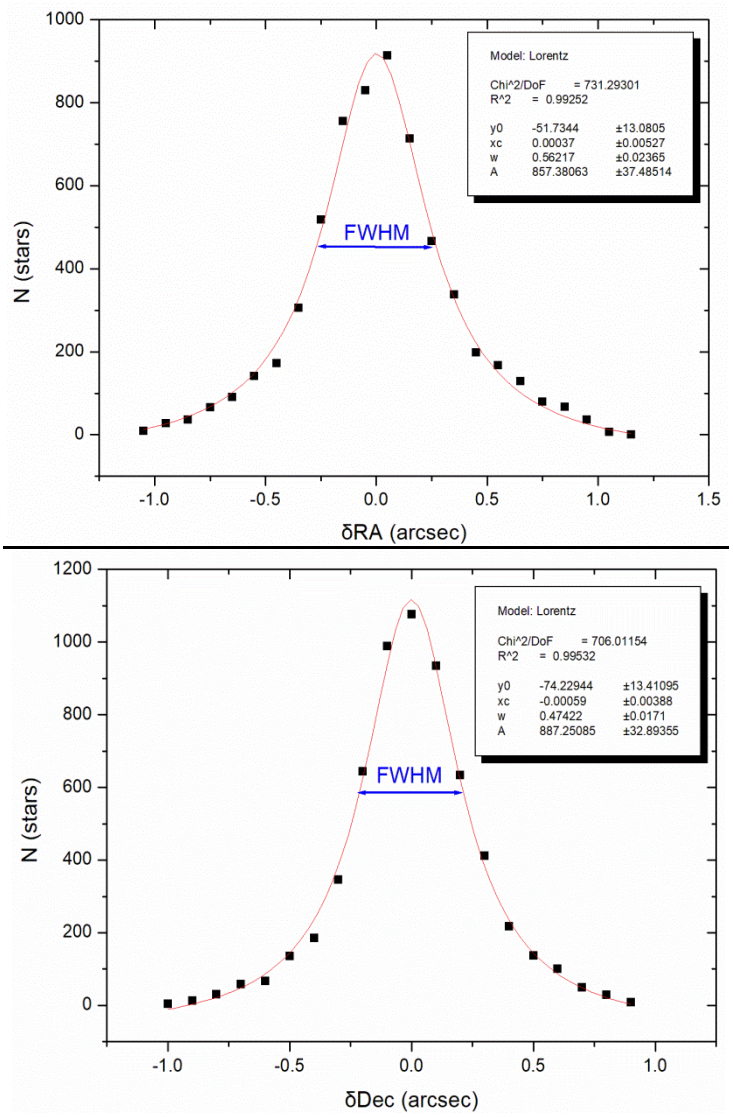
Πίνακας 4.3. Τα cos(δ) για τα τρία σμήνη.

	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
cos(δ)	0.9940162	0.857484	0.946766

- **<u>ΒΗΜΑ 4ο: Τελικός έλεγχος της αστρομετρίας και της μετατροπής στο πρότυπο σύστημα συντεταγμένων-quality plots</u>**

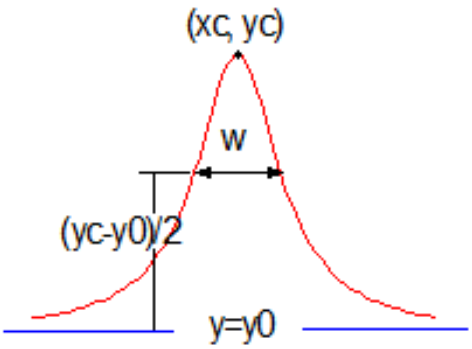
Για να βεβαιωθούμε ότι η μετατροπή των συντεταγμένων μας στο πρότυπο σύστημα έγινε σωστά, πρέπει να ελέγξουμε τα αποτελέσματά μας και να εξάγουμε την ακρίβεια της αστρομετρίας που κάναμε, μέσα από quality plots. Για την εξαγωγή του WCS χρησιμοποιήσαμε καταλόγους του 2MASS. Αυτό το WCS σε συνδυασμό με τις εξισώσεις αναγωγής, που εφαρμόσαμε, είχαν σαν αποτέλεσμα την τελική μετατροπή των (x,y) σε $(RA,Dec)_{J2000}$. Για να βεβαιωθούμε πως όλα έγιναν σωστά, κατασκευάζουμε για κάθε σμήνος τα διαγράμματα N vs δRA και N vs δDec, όπου N ο αριθμός των αστέρων και δRA, δDec, οι διαφορές των συντεταγμένων μας από αυτές του 2MASS (Εικόνα 4.22), δοσμένες σε arcsec. Στην συνέχεια προσαρμόζουμε πάνω στα διαγράμματα μια καμπύλη Lorentz (Εικόνα 4.23), η οποία περιγράφει την κατανομή των σημείων. Παρατηρούμε πως το μεγαλύτερο πλήθος των αστέρων

συγκεντρώνεται γύρω από την τιμή 0, ενώ το πλάτος της κατανομής (FWHM) μας δίνει το σφάλμα της αστρομετρίας. Λαμβάνοντας την μέση τιμή των FWHM για όλα τα διαγράμματα όλων των σμηνών, βρίσκουμε πως η ακρίβεια της αστρομετρίας μας είναι <δRA>=0.562 arcsec και <δDec>=0.410 arcsec, αντίστοιχα. Με δεδομένη την κλίμακα ειδώλου του συστήματος παρατήρησης, καταλήγουμε στο συμπέρασμα πως οι τιμές αυτές αντιστοιχούν σε κλάσμα του pixel (της τάξης του δεκάτου του pixel). Η ύπαρξη αυτού του μικρού σφάλματος είναι αναπόφευκτη καθώς συνδέεται με παράγοντες που δεν μπορούμε να εξαλείψουμε τελείως, όπως είναι το seeing. Συνοψίζοντας, όλα αυτά που αναφέραμε, επιβεβαιώνουν πως η αστρομετρία και η τελική μετατροπή στο WCS πραγματοποιήθηκαν σωστά και μάλιστα με πολύ καλή ακρίβεια, γι' αυτό και υπάρχει, στην ουσία, μια ταύτιση μεταξύ των καταλόγων του 2MASS με τους δικούς μας.



Εικόνα 4.22. Quality plots της αστρομετρίας για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71). Η παράμετρος W που προκύπτει από την προσαρμογή της συνάρτησης Lorentz, είναι στην ουσία το FWHM της κατανομής, το οποίο αντιστοιχεί στην αστρομετρική ακρίβεια. Για το RA η αστρομετρική ακρίβεια είναι 0.56217 arcsec, ενώ για το Dec είναι 0.47422.

$$y = y_0 + \frac{2A}{\pi}\frac{w}{4(x-x_c)^2 + w^2}$$



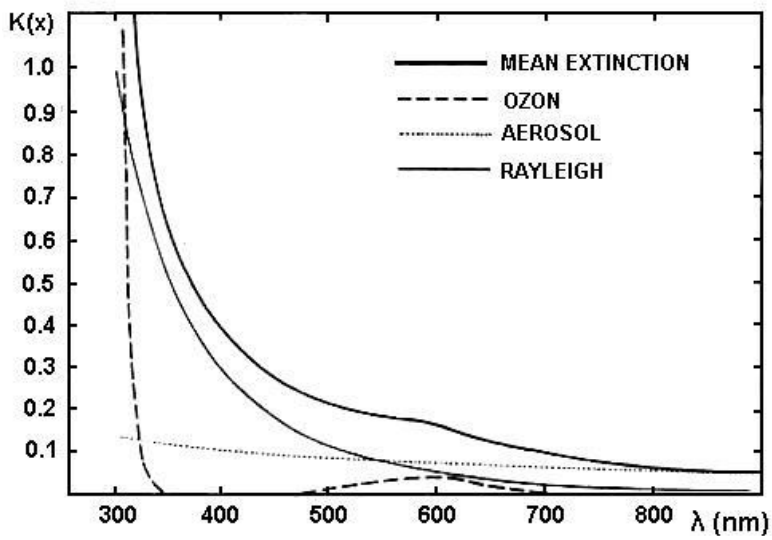
Εικόνα 4.23. Η συνάρτηση Lorentz που προσαρμόσαμε στα quality plots της αστρομετρίας.

4.4.3. Αναγωγή των μετρούμενων μεγεθών στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα (Johnson)

Όπως αναφέραμε στην προηγούμενη ενότητα της αστρομετρίας η αναγωγή των αστρικών συντεταγμένων στο παγκόσμιο σύστημα (WCS) είναι απαραίτητη ώστε να μπορούν όλοι οι αστρονόμοι να «μιλούν μια οικουμενική γλώσσα» και να είναι σε θέση να επεξεργάζονται δεδομένα από διαφορετικά παρατηρητήρια. Αντίστοιχα, κρίνεται απαραίτητη η ύπαρξη οργάνωσης και ομοιομορφίας των δεδομένων σε κάθε φασματική περιοχή. Τα παρατηρούμενα μεγέθη και οι δείκτες χρώματος για ίδιους στόχους συνήθως διαφέρουν από παρατηρητήριο σε παρατηρητήριο, ανάλογα με τους τοπικούς ατμοσφαιρικούς παράγοντες και τα φωτομετρικά συστήματα που χρησιμοποιούνται. Επομένως, είναι επιτακτική η μετατροπή των παρατηρούμενων μεγεθών σε κάποιο πρότυπο σύστημα (Johnson, Bessell κα). Για να γίνει η αναγωγή από ένα σύστημα σε άλλο, θα πρέπει να γνωρίζουμε τις τιμές των μεγεθών για κάποιους αστέρες και στα δύο συστήματα, ώστε να βρούμε τους συντελεστές μετατροπής από το ένα σύστημα στο άλλο.

<u>Απορρόφηση, σκέδαση και διασπορά του αστρικού φωτός</u>

Η ηλεκτρομαγνητική ακτινοβολία κατά την διέλευσή της μέσα από ένα υλικό μέσο υφίσταται εξασθένιση. Το αποτέλεσμα της εξασθένισης του αστρικού φωτός είναι η αριθμητική αύξηση του παρατηρούμενου μεγέθους των αστέρων. Οι φυσικές διεργασίες που ευθύνονται γι' αυτό μπορεί να είναι η σκέδαση, η διασπορά των φωτονίων που προσπίπτουν σε σωμάτια ύλης ή η απορρόφησή τους και η μετατροπή τους σε άλλη μορφή ακτινοβολίας. Η απορρόφηση, για έναν γήινο παρατηρητή, έχει δύο συνιστώσες, την ατμοσφαιρική απορρόφηση (Εικόνες 5.24) όπου το υλικό μέσο είναι η γήινη ατμόσφαιρα και την μεσοαστρική απορρόφηση.



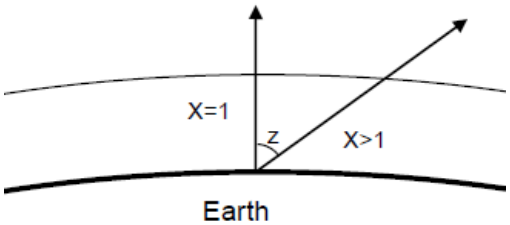
Εικόνα 5.24. Οι βασικές συνιστώσες της ατμοσφαιρικής εξασθένισης του φωτός στην ορατή περιοχή του Η/Μ φάσματος.

Ορίζουμε την αέρια μάζα ως την ποσότητα που δίνεται από την πολυωνυμική εξίσωση 4.19.

$$X = \sec z - 0.000018167(\sec z - 1) - 0.002875(\sec z - 1)^2 - 0.00008083(\sec z - 3)^3 \quad \textbf{(4.19)}$$

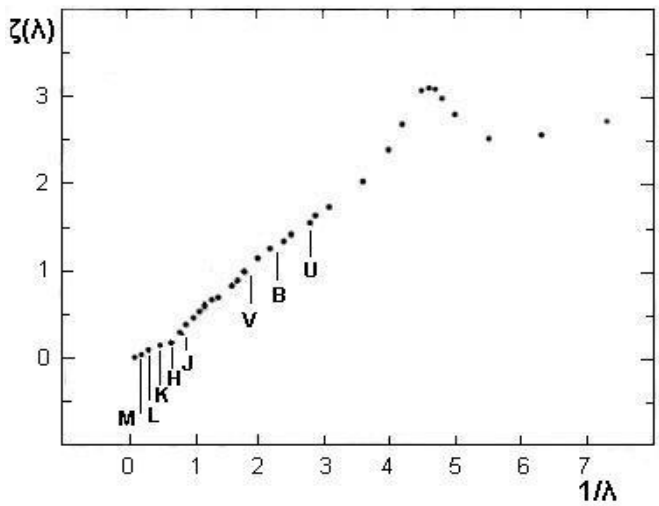
όπου z η ζενίθια απόσταση. Για ζενίθια απόσταση z < 60°, η σχέση 4.19 απλοποιείται στην 4.20. Η αέρια μάζα παίρνει πάντα τιμές μεγαλύτερες ή ίσες της μονάδας. Την ελάχιστη τιμή z=1 παίρνει όταν παρατηρούμε στο ζενίθ (Εικόνα 4.24).

$$X = \frac{1}{\cos z} = \sec z \qquad \textbf{(4.20)}$$



Εικόνα 4.24. Αύξηση της αέριας μάζας X με τη ζενίθια απόσταση z. Η αέρια μάζα παίρνει την ελάχιστη τιμή της σε μηδενική ζενίθια απόσταση, όπου έχουμε και την ελάχιστη ατμοσφαιρική απορρόφηση.

Η μεσοαστρική απορρόφηση, από την άλλη πλευρά, μπορεί να προκαλείται είτε από αραιή μεσοαστρική ύλη (πυκνότητα της τάξης 1 σωμάτιο ανά cm^3) είτε από πυκνά μεσοαστρικά νέφη (πυκνότητες της τάξης των 10 σωματίων ανά cm^3). Έχει παρατηρηθεί ότι υπάρχει εξάρτηση της μεσοαστρικής απορρόφησης από τη μορφή του αστρικού φάσματος. Οι πιο υψίσυχνες ακτινοβολίες είναι πιο επιρρεπείς στην μεσοαστρική απορρόφηση (Εικόνα 4.25). Δηλαδή, ένας ερυθρός αστέρας θα υφίσταται μικρότερη απορρόφηση από έναν κυανό αστέρα. Συνεπώς, όσο αυξάνεται το ποσό της μεσοαστρικής απορρόφησης τόσο πιο ερυθρή και μονοχρωματική γίνεται η ακτινοβολία.



Εικόνα 4.25. Διάγραμμα της μεσοαστρικής απορρόφησης ζ(λ) συναρτήσει του μήκους κύματος λ της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας. Με μείωση του μήκους κύματος έχουμε αύξηση της μεσοαστρικής απορρόφησης.

<u>Αναγωγή στο πρότυπο σύστημα (Johnson)</u>

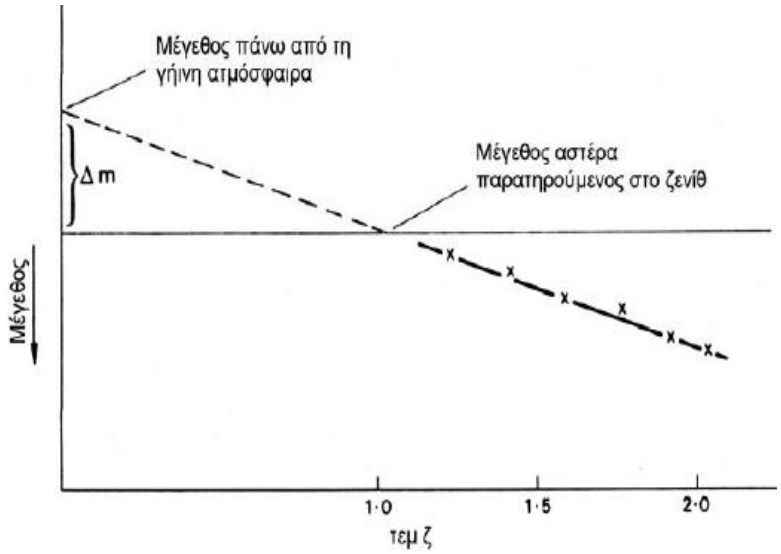
Η μετατροπή των μεγεθών στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα (standard system), απαιτεί την παράλληλη παρατήρηση πρότυπων αστέρων (**primary standard stars**) κατά τη διάρκεια της παρατήρησης. Οι αστέρες αυτοί έχουν γνωστή λαμπρότητα στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα. Επομένως, μετρώντας την λαμπρότητά τους για δεδομένη αέρια μάζα κατά τη διάρκεια της παρατήρησης, μπορούμε να τους χρησιμοποιήσουμε για να ανάγουμε αντίστοιχα και τα μεγέθη των αστέρων του πεδίου μας σε πρότυπα, εφαρμόζοντας τις κατάλληλες εξισώσεις μετατροπής.

Η τεχνική αυτή, ωστόσο, δεν είναι σωστή για την περίπτωση των δικών μας παρατηρησιακών δεδομένων καθώς δεν έχουμε μονοσήμαντα καθορισμένη αέρια μάζα. Οι παρατηρήσεις μας πραγματοποιήθηκαν διαφορετικές ημερομηνίες και ώρες. Επίσης, όπως έχουμε ήδη αναφέρει, εφαρμόσαμε την τεχνική του stacking των εικόνων για αύξηση του S/N. Επομένως, δεν γίνεται να γνωρίζουμε πώς μεταβλήθηκε η αέρια μάζα σε όλη αυτή τη διαδικασία και δεν θα ήταν εφικτό, να κάνουμε αναγωγή στο πρότυπο σύστημα, βασιζόμενοι στους primary standard stars του **Landolt**. Για το λόγο αυτό, στην μετατροπή των μεγεθών, χρησιμοποιούμε **secondary standards**. Πρόκειται για αστέρες οι οποίοι βρίσκονται μέσα στο FoV μας και έχουν υποστεί με τον ίδιο ακριβώς τρόπο, τις μεταβολές που υπέστησαν και όλα τα υπόλοιπα αστέρια του πεδίου.

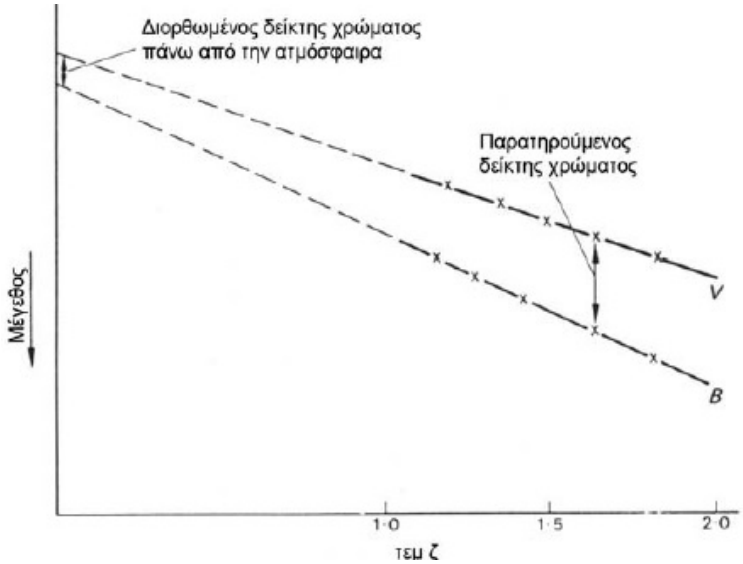
Αναζητήσαμε, λοιπόν, στη βιβλιογραφία, για όλα τα πεδία μας, αστέρες των οποίων οι συντεταγμένες και τα πρότυπα μεγέθη (στα φίλτρα BVRI που μας ενδιαφέρουν) είναι γνωστά από παλαιότερες έρευνες. Η διαδικασία αυτή πραγματοποιήθηκε ανατρέχοντας στην τράπεζα αστρονομικών δεδομένων του **SIMBAD** και στις λίστες αστρονομικών καταλόγων **ViZier**. Κατά την αναζήτηση secondary standards εντοπίσαμε αρκετά κενά της βιβλιογραφίας στο κομμάτι αυτό. Συγκεκριμένα, παρόλο που τα σμήνη μας είναι όλα γνωστά και αποτελούνται από χιλιάδες αστέρια, δεν βρήκαμε ομοιογενείς καταλόγους με τα μεγέθη τους δοσμένα και στα 4 φίλτρα. Κυρίως διαπιστώσαμε πως υπάρχει σοβαρή έλλειψη δεδομένων στα φίλτρα R και I των σφαιρωτών σμηνών. Επιπλέον, πολλοί κατάλογοι που περιλάμβαναν και τα 4 φίλτρα

αποτελούνταν μόνο από λίγα αστέρια (σε σχέση με τα χιλιάδες αστέρια των σμηνών). Συνήθως, οι κατάλογοι αυτοί προέρχονται από έρευνες που έχουν σαν σκοπό την μελέτη ενός συγκεκριμένου δείγματος/πληθυσμού αστέρων του σμήνους γι' αυτό και δεν επεκτείνονται στην φωτομετρία ολόκληρου του σμήνους. Ακόμη, τα μεγέθη αυτών των καταλόγων συχνά δίνονται σε άλλα παρεμφερή φωτομετρικά συστήματα και πολλές φορές δεν είμαστε βέβαιοι για την αξιοπιστία της μετατροπής που πραγματοποιήθηκε. Τέλος, εντοπίσαμε αρκετούς αστρικούς καταλόγους οι οποίοι αναφέρονταν μόνο σε μεταβλητούς αστέρες των σμηνών και γι' αυτό κρίθηκαν ακατάλληλοι να χρησιμοποιηθούν ως αναφορά στην διαδικασία αναγωγής των μεγεθών. Παρόλα αυτά, ύστερα από μία εκτενή αναζήτηση, καταφέραμε να απομονώσουμε από διάφορους καταλόγους έναν επαρκή αριθμό αστέρων για κάθε σμήνος, με τα μεγέθη τους δοσμένα στο standard system.

Στη διαδικασία αναγωγής των οργανικών μεγεθών σε πρότυπα, πρέπει να γίνει η διόρθωση **πρώτης τάξης** (για την ατμοσφαιρική εξασθένιση) και **δεύτερης τάξης** (για τη χρωματική εκτροπή) καθώς και η διόρθωση **μηδενικού σημείου** (zero point). Οι πρώτες δύο διορθώσεις οφείλονται σε καθαρά ατμοσφαιρικούς παράγοντες ενώ η τελευταία είναι μια σταθερά που προστίθεται σε όλα τα αστρικά μεγέθη (λόγω της σχέσης του Pogson). Μπορεί να οφείλεται στη μέθοδο παρατήρησης, σε τοπικούς παράγοντες, σε ιδιομορφίες των οργάνων και των συστημάτων παρατήρησης και ανίχνευσης ή στις παραμέτρους της φωτομετρίας. Οι συντελεστές μετατροπής είναι ελαφρώς διαφορετικοί για κάθε φασματική περιοχή (άρα και φίλτρο). Στην Εικόνα 4.26 φαίνεται η αύξηση του φαινόμενου αστρικού μεγέθους με την αέρια μάζα. Το φαινόμενο μέγεθος στα όρια της ατμόσφαιρας είναι μικρότερο από αυτό που τελικά βλέπει ο γήινος παρατηρητής. Στην Εικόνα 4.27 απεικονίζονται ο παρατηρούμενος και ο διορθωμένος δείκτης χρώματος. Οι δύο ευθείες δεν είναι παράλληλες διότι, όπως είπαμε, κάθε μήκος κύματος της ηλεκτρομαγνητικής ακτινοβολίας επηρεάζεται διαφορετικά από την ύπαρξη της ατμόσφαιρας.



Εικόνα 4.26. Μεταβολή φαινόμενου μεγέθους με την αέρια μάζα. Η αύξηση της αέριας μάζας συνοδεύεται από αύξηση του φαινόμενου μεγέθους. (Πηγή: Κ. Γαζέας).



Εικόνα 4.27. Παρατηρούμενος και διορθωμένος δείκτης χρώματος. Ο δείκτης χρώματος συνολικά είναι μειωμένος στα όρια της ατμόσφαιρας λόγω της μείωσης των αστρικών μεγεθών. Οι ευθείες για τα δύο φίλτρα (B,V) δεν είναι παράλληλες λόγω της διαφορετικής επίδρασης της ατμόσφαιρας σε κάθε μήκος κύματος. (Πηγή: Κ. Γαζέας).

Οι εξισώσεις μετατροπής που χρησιμοποιήσαμε περιγράφονται αναλυτικά στην εργασία του Boyd (2012).

Οι σχέσεις 4.21 συνδέουν τα πρότυπα με τα οργανικά (instrumental) μεγέθη B,V. Αντίστοιχες σχέσεις ισχύουν και για τα υπόλοιπα φωτομετρικά φίλτρα. Στην περίπτωση που αναφερόμαστε σε διαφορετικά φωτομετρικά συστήματα υπάρχει εξάρτηση (δεύτερης ή και τρίτης τάξης) και από τους υπόλοιπους συνδυασμούς των δεικτών χρώματος. Γι' αυτό θα πρέπει να είμαστε ιδιαίτερα προσεκτικοί όταν μετατρέπουμε μεγέθη (πρότυπα ή οργανικά) από ένα φωτομετρικό σύστημα σε κάποιο άλλο.

$$B = b - k'_b X - k''_{bbv} X(B-V) + T_{bbv}(B-V) + Z_b$$

$$V = v - k'_v X - k''_{vbv} X(B-V) + T_{vbv}(B-V) + Z_v \qquad \textbf{(4.21)}$$

όπου,

με κεφαλαία γράμματα είναι τα μεγέθη στο πρότυπο σύστημα ενώ με μικρά τα αντίστοιχα οργανικά μεγέθη που μετρήθηκαν από το λογισμικό της φωτομετρίας

X η αέρια μάζα

$-k'_b X$ η διόρθωση πρώτης τάξης,

$-k''_{bbv} X (B-V)+T_{bbv} (B-V)$ η διόρθωση δεύτερης τάξης και

Z_b η διόρθωση μηδενικού σημείου.

Λύνοντας ως προς (B-b) και (V-v) προκύπτουν οι σχέσεις 4.22:

$$(B–b) = T_{bbv}(B–V) – k''_{bbv}X(B–V) + Z_b – k'_bX$$
$$(V–v) = T_{vbv}(B–V) – k''_{vbv}X(B–V) + Z_v – k'_vX \quad \textbf{(4.22)}$$

ή πιο απλά (σχέσεις 4.23):

$$(B–b) = C_{bbv}(B–V) + Z'_b$$
$$(V–v) = C_{vbv}(B–V) + Z'_v$$
$$(R–r) = C_{rvr}(V–R) + Z'_r$$
$$(I–i) = C_{ivi}(V–I) + Z'_i \quad \textbf{(4.23)}$$

όπου έχουμε θέσει (σχέσεις 4.24 και 4.25):

$$C_{bbv} = T_{bbv} – k''_{bbv}X$$
$$C_{vbv} = T_{vbv} – k''_{vbv}X \quad \textbf{(4.24)}$$

και

$$Z'_v = Z_v – k'_vX$$
$$Z'_b = Z_b – k'_bX \quad \textbf{(4.25)}$$

Από τους παραπάνω συντελεστές αυτούς προκύπτουν οι σχέσεις 4.26:

$$C'_{bbv} = C_{bbv} / (1 – C_{bbv} + C_{vbv}),$$
$$C'_{vbv} = C_{vbv} / (1 – C_{bbv} + C_{vbv}),$$
$$C'_{rvr} = C_{rvr} / (1 – C_{vvr} + C_{rvr}),$$
$$C'_{ivi} = C_{ivi} / (1 – C_{vvi} + C_{ivi}), \quad \textbf{(4.26)}$$

Τελικά οι εξισώσεις μετατροπής στο πρότυπο σύστημα είναι (σχέσεις 4.27) :

$$B = b + C'_{bbv}(b–v) + z_b$$
$$V = v + C'_{vbv}(b–v) + z_v$$
$$R = r + C'_{rvr}(v–r) + z_r$$
$$I = i + C'_{ivi}(v–i) + z_i \quad \textbf{(4.27)}$$

Επομένως, για να υπολογίσουμε τους συντελεστές μετατροπής, κατασκευάζουμε μία σειρά από διαγράμματα για τους διάφορους συνδυασμούς μεγεθών και δεικτών χρώματος. Οι κλίσεις και οι σταθερές των ευθειών που προκύπτουν μας δίνουν τους συντελεστές μετατροπής με βάσει την ανάλυση που κάναμε.

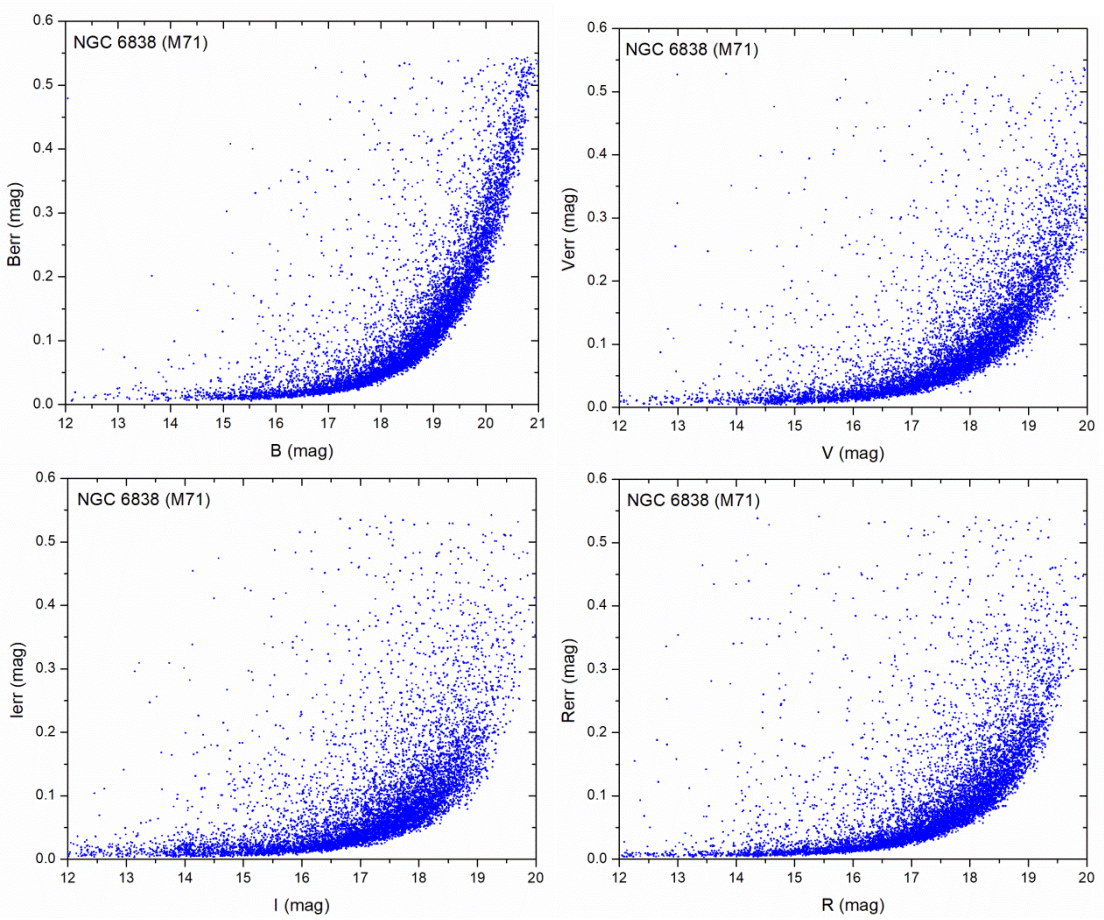
4.5. Ο αστρομετρικός και φωτομετρικός κατάλογος

Αποτέλεσμα των μετατροπών των συντεταγμένων και των μεγεθών, που περιγράψαμε σε προηγούμενες παραγράφους, είναι η δημιουργία του τελικού φωτομετρικού και αστρομετρικού καταλόγου για καθένα από τα οκτώ σμήνη που μελετήσαμε συνολικά (τα τρία στα πλαίσια αυτής της εργασίας και άλλα πέντε που δεν αποτελούν αντικείμενο αυτής της εργασίας). Δείγμα αυτού του καταλόγου δίνεται στον Πίνακα 4.3 για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55). Στον κατάλογο δίνονται οι συντεταγμένες των αστεριών $(RA, Dec)_{J2000}$, τα μεγέθη BVRI μαζί με τα αντίστοιχα σφάλματα, το sharpness καθώς και οι έξι δείκτες χρώματος που προκύπτουν από τους συνδυασμούς των τεσσάρων φωτομετρικών φίλτρων ανά δύο. Οι συντεταγμένες δίνονται με αστρομετρική ακρίβεια της τάξης των ± 0.05 arcsec. Η φωτομετρική ακρίβεια είναι ±0.25 mag για το 20° μέγεθος, ±0.1 mag για το 18° μέγεθος και μικρότερη από ±0.01 mag για αστέρες $15^{ου}$ μεγέθους και λαμπρότερους. Όπως έχουμε ήδη αναφέρει, η χρησιμότητα αυτών των καταλόγων είναι μεγάλη. Στις τράπεζες αστρονομικών καταλόγων διαπιστώσαμε, σε αρκετές περιπτώσεις, την έλλειψη μεγεθών στα φίλτρα R και I (κυρίως για τα σφαιρωτά σμήνη). Ακόμη, πολλές φορές τα μεγέθη δίνονταν σε, διαφορετικά από το πρότυπο, φωτομετρικά συστήματα ή ήταν μικρός ο αριθμός των αστέρων με τα μεγέθη τους δοσμένα στις φωτομετρικές μπάντες BVRI. Επομένως συνεισφέρουμε στο κενό της βιβλιογραφίας δίνοντας ομοιογενείς αστρομετρικούς και φωτομετρικούς καταλόγους (στα τέσσερα φωτομετρικά φίλτρα BVRI) για τα χιλιάδες αστέρια των αστρικών σμηνών που μελετούμε.

Κατασκευάζουμε τα διαγράμματα μεγέθους-σφάλματος μεγέθους. Στην Εικόνα 4.28 δίνονται ενδεικτικά τα αντίστοιχα διαγράμματα για το NGC 6938 (M71). Παρατηρούμε πως στο φίλτρο B έχουμε αγγίξει το 21 mag, ενώ στα V, R και I το 20 mag. Η CCD camera που χρησιμοποιήσαμε παρουσιάζει μεγαλύτερη ευαισθησία στα φίλτρα R και I. Έτσι, χρησιμοποιήσαμε μεγαλύτερους χρόνους έκθεσης σε σχέση στα φίλτρα B (κυρίως) και V . Μετά την άθροιση των εικόνων που πραγματοποιήσαμε για να αυξήσουμε την αναλογία σήματος προς θόρυβο, φτάσαμε τελικά πιο βαθιά στα δύο αυτά φίλτρα. Αυτό έχει σαν αποτέλεσμα η διασπορά των σημείων στα R και I να είναι μεγαλύτερη. Στα περισσότερα σμήνη, κατά την κατασκευή των CMD, κρατήσαμε τα μεγέθη μέχρι και 18-19 mag για να είναι πιο αξιόπιστα τα συμπεράσματά μας. Σαν συμπέρασμα από όλα τα παραπάνω, θα πρέπει να αναφέρουμε και την επιτυχία ενός σχετικά μικρού τηλεσκοπίου 0.4 m να ανιχνεύει αστέρες μέχρι 21 mag και μάλιστα μέσα από την Αθήνα, που η φωτορρύπανση είναι σε αρκετά υψηλά επίπεδα. Έτσι το τηλεσκόπιο του Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου, εκτός από τον εκπαιδευτικό του ρόλο, αποδεικνύει και τη δυναμική του στην αστρονομική έρευνα και τις αστρονομικές παρατηρήσεις, μέσα από τις οποίες μάλιστα έχει προκύψει ένας μεγάλος αριθμός δημοσιεύσεων σε συνέδρια και διεθνή επιστημονικά με κριτές (κάποια από τα οποία μάλιστα έχουν πολύ υψηλό impact factor).

Πίνακας 4.4. Δ Δείγμα του αστρομετρικού και φωτομετρικού καταλόγου για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55). Δίνονται τα (RA, Dec)$_{J2000}$, τα μεγέθη BVRI με τα σφάλματα και το sharpness καθώς και οι έξι δείκτες χρώματος, για τα 3489 αστέρια της φωτομετρίας μας.

RA (deg)	Dec (deg)	Bmag	Berror	Bsh	Vmag	Verror	Vsh	Rmag	Rerror	Rsh	Imag	Ierror	Ish	(B-V)o	(B-R)o	(B-I)o	(V-R)o	(V-I)o	(R-I)o
294.9050700	-30.8286572	19.637	0.435	0.784	18.912	0.290	-1.656	18.587	0.158	0.549	15.502	0.113	3.390	0.595	1.040	4.065	0.445	3.470	3.025
294.9983090	-30.8371766	15.075	0.014	-0.264	14.408	0.005	-0.011	14.170	0.304	0.068	13.699	0.005	0.089	0.537	0.896	1.307	0.359	0.770	0.411
295.0081020	-30.8426334	19.540	0.521	0.258	18.854	0.287	-1.990	18.819	0.280	-1.081	18.492	0.187	-1.320	0.556	0.711	0.978	0.155	0.422	0.267
294.8281851	-30.8588588	16.520	0.069	0.065	15.329	0.011	0.090	14.938	0.007	0.054	14.348	0.019	-0.589	1.061	1.572	2.102	0.511	1.041	0.530
294.8874012	-30.8733998	19.126	0.284	-1.448	18.501	0.187	0.126	18.311	0.161	-0.144	18.022	0.118	-0.353	0.495	0.805	1.035	0.310	0.540	0.230
294.9971572	-30.8686946	15.929	0.020	0.051	15.212	0.013	0.122	14.907	0.073	-0.051	14.356	0.006	-0.011	0.587	1.012	1.503	0.425	0.916	0.491
294.9668818	-30.9078413	15.472	0.088	-0.014	15.217	0.016	-0.281	15.172	0.022	-0.422	15.248	0.021	-0.378	0.125	0.289	0.153	0.164	0.028	-0.136
294.9839526	-30.8923444	15.317	0.012	-0.172	14.534	0.008	0.129	14.170	0.008	0.003	13.628	0.004	-0.014	0.653	1.137	1.619	0.484	0.966	0.482
294.8849657	-30.8899533	16.327	0.038	0.092	15.399	0.067	-0.028	15.042	0.032	-0.089	14.514	0.012	-0.205	0.798	1.276	1.743	0.478	0.945	0.467
294.8887003	-30.9152342	17.658	0.079	0.318	16.842	0.055	-0.191	16.519	0.036	-0.313	16.087	0.023	-0.251	0.686	1.129	1.501	0.443	0.815	0.372
294.9103512	-30.9725427	15.888	0.019	-0.047	15.672	0.021	-0.207	15.618	0.020	-0.124	15.722	0.025	-0.226	0.086	0.260	0.096	0.174	0.010	-0.164
295.1257081	-30.9411615	18.643	0.241	-0.622	17.933	0.119	-0.105	17.759	0.116	-0.287	17.480	0.071	-0.173	0.580	0.874	1.093	0.294	0.513	0.219
295.0938083	-30.9387373	19.148	0.363	-0.711	18.471	0.214	-1.548	18.231	0.161	-1.188	17.795	0.128	-1.329	0.547	0.907	1.283	0.360	0.736	0.376
295.1408299	-30.9512003	18.330	0.163	-1.421	17.521	0.085	-0.373	17.283	0.067	-0.455	16.876	0.044	-0.357	0.679	1.037	1.384	0.358	0.705	0.347
294.8110046	-30.9052391	18.395	0.461	-0.385	17.379	0.073	-0.474	17.023	0.064	-0.102	16.457	0.036	-0.455	0.886	1.362	1.867	0.476	0.981	0.506
294.8112418	-30.8762879	17.794	0.117	-0.080	16.815	0.044	-0.107	16.546	0.030	-0.234	16.113	0.033	-0.539	0.849	1.238	1.610	0.389	0.761	0.372
294.7964556	-30.9173820	17.682	0.139	0.203	16.746	0.042	-0.138	16.406	0.029	-0.159	15.969	0.026	-0.423	0.806	1.265	1.643	0.459	0.837	0.378
294.8043604	-30.9213670	19.497	0.380	-1.519	19.372	0.477	0.791	19.235	0.452	-0.663	19.096	0.340	-0.408	-0.005	0.252	0.332	0.257	0.337	0.079
294.9424847	-30.8518238	17.087	0.045	0.012	16.344	0.105	0.035	16.053	0.019	0.144	15.676	0.012	0.022	0.613	1.024	1.341	0.411	0.728	0.317
294.9388021	-30.8490175	19.114	0.472	-0.934	18.600	0.213	0.579	18.384	0.155	-0.521	18.252	0.519	-0.968	0.384	0.719	0.792	0.335	0.408	0.072
295.2013821	-30.8607704	18.105	0.141	-0.355	17.288	0.080	0.119	17.054	0.049	0.131	16.532	0.179	-0.066	0.687	1.041	1.503	0.354	0.816	0.462
295.1603295	-30.8982988	19.030	0.321	0.251	17.811	0.105	-0.168	17.445	0.060	-0.164	16.826	0.036	-0.171	1.089	1.575	2.134	0.486	1.045	0.559
295.1574703	-30.8704921	14.901	0.014	-0.272	14.383	0.011	-0.097	14.330	0.059	-0.038	13.867	0.005	-0.010	0.388	0.561	0.964	0.173	0.576	0.403
294.8441307	-30.8897678	18.641	0.189	-2.267	18.144	0.155	-0.630	17.833	0.091	-0.207	17.414	0.071	-0.408	0.367	0.798	1.157	0.431	0.790	0.359
294.8618375	-30.8836160	18.394	0.138	-0.513	17.567	0.089	-0.197	17.277	0.068	-0.536	16.846	0.040	-0.328	0.697	1.107	1.478	0.410	0.781	0.371
295.1874769	-30.8921602	17.794	0.102	-0.426	17.134	0.066	-0.097	16.964	0.040	-0.242	16.493	0.034	-0.197	0.530	0.820	1.231	0.290	0.701	0.412
295.1922507	-30.9074899	19.190	0.394	-1.708	18.802	0.298	0.144	18.678	0.221	-0.540	18.382	0.146	-0.051	0.258	0.503	0.738	0.245	0.480	0.235
295.1978564	-30.9155271	16.778	0.047	-0.380	15.908	0.020	-0.007	15.692	0.015	0.020	15.188	0.012	-0.167	0.740	1.076	1.520	0.336	0.780	0.444
295.2122425	-30.9395700	18.996	0.398	-1.508	17.609	0.106	-0.170	17.309	0.055	0.005	16.621	0.039	-0.253	1.257	1.677	2.305	0.420	1.048	0.628
295.2115874	-30.8982785	16.145	0.023	0.072	15.373	0.015	0.102	15.213	0.024	0.033	14.781	0.029	-0.032	0.642	0.922	1.294	0.280	0.652	0.372



Εικόνα 4.28. Διαγράμματα μεγέθους-σφάλματος μεγέθους στα φίλτρα BVRI, για το NGC 6838.

Κεφάλαιο 5

Ανάλυση παρατηρησιακών δεδομένων

Στην ενότητα αυτή, βασιζόμενοι στους αστρομετρικούς και φωτομετρικούς καταλόγους που κατασκευάσαμε, προχωρούμε πλέον στην ανάλυση των παρατηρησιακών μας δεδομένων. Όπως θα δούμε στη συνέχεια, ακολουθούμε διάφορες ευρέως χρησιμοποιούμενες μεθόδους, ώστε να εξάγουμε κάποιες από τις βασικές αστροφυσικές παραμέτρους των μελετώμενων σμηνών τις οποίες και συγκρίνουμε με πρόσφατες τιμές τις βιβλιογραφίας. Αρχικά, βασιζόμενοι σε κατάλληλους αστρικούς πληθυσμούς ανά περίπτωση (MS ή RGB) υπολογίζουμε την τιμή της ερύθρωσης για τα σμήνη. Στη συνέχεια, κατασκευάζουμε CMD και χρησιμοποιώντας κάποιες χαρακτηριστικές περιοχές τους σε συνδυασμό με εμπειρικές σχέσεις της βιβλιογραφίας, παρέχουμε την δική μας εκτίμηση για τα μέτρα απόστασης. Ακολουθεί η εκτίμηση τη σχετικής ηλικίας των αντικειμένων μας, με τη χρήση των θεωρητικών ισόχρονων καμπυλών PARSEC, του Πανεπιστημίου της Padova (Bressan et al. 2012, 2013) και η κατασκευή των ακτινικών προφίλ επιφανειακής πυκνότητας για τον προσδιορισμό ορισμένων δομικών παραμέτρων των σμηνών. Έπειτα, κατασκευάζουμε τα αντίστοιχα ακτινικά προφίλ για χαρακτηριστικούς αστρικούς πληθυσμούς των σμηνών μας, ενώ στο τέλος κάνουμε μια εκτίμηση της χωρικής (2D) κατανομής για τους ίδιους πληθυσμούς. Γενικά, η κατανομή των διαφόρων πληθυσμών μέσα σε ένα σμήνος, μας δίνει σημαντικές πληροφορίες για τον διαχωρισμό μάζας, την κατάρρευση του πυρήνα (σε κάποια σφαιρωτά σμήνη), την ύπαρξη διακριτών αστρικών γενεών (σε συνδυασμό με άλλες παρατηρήσεις και αναλύσεις) καθώς και την δυναμική εξέλιξη των συστημάτων N-σωμάτων. Φυσικά, εκτενείς έρευνες προς αυτήν την κατεύθυνση απαιτούν μεγάλα τηλεσκόπια, πολύ καλή διακριτική ικανότητα και εξειδικευμένα φωτομετρικά φίλτρα. Εμείς, δ προσεγγίζουμε το ζήτημα της κατανομής των πληθυσμών στο βαθμό που μας επιτρέπουν τα δικά μας παρατηρησιακά δεδομένα. Τα συγκεκριμένα δεδομένα μας ωθούν στο να κατανοήσουμε καλύτερα τους παρατηρησιακούς περιορισμούς. Έτσι, θέτουμε μελλοντικούς στόχους ώστε να βελτιώσουμε την ποιότητα των παρατηρησιακών μας δεδομένων (πχ χρησιμοποιώντας φίλτρα Washington που είναι πιο ευαίσθητα στην διάκριση πολλαπλών πληθυσμών ή συνδυάζοντας παρατηρήσεις από διάφορα παρατηρητήρια και ανιχνευτές) και να ερευνήσουμε εκτενέστερα τα αστρικά σμήνη με απώτερο σκοπό, πάντα, να συνεισφέρουμε στην κατανόηση της αστροφυσικής πίσω από αυτά.

5.1. CCD και υπολογισμός ερύθρωσης

Δεδομένου ότι έχουμε N=4 φωτομετρικά φίλτρα (BVRI), μπορούμε συνδυάζοντάς τα ανά δύο να πάρουμε n=6 διαφορετικούς δείκτες χρώματος (σχέση 5.1).

$$n = \binom{N}{2} = \frac{N!}{2!(N-2)!} = \frac{4!}{2!(4-2)!} = 6 \qquad \textbf{(5.1)}$$

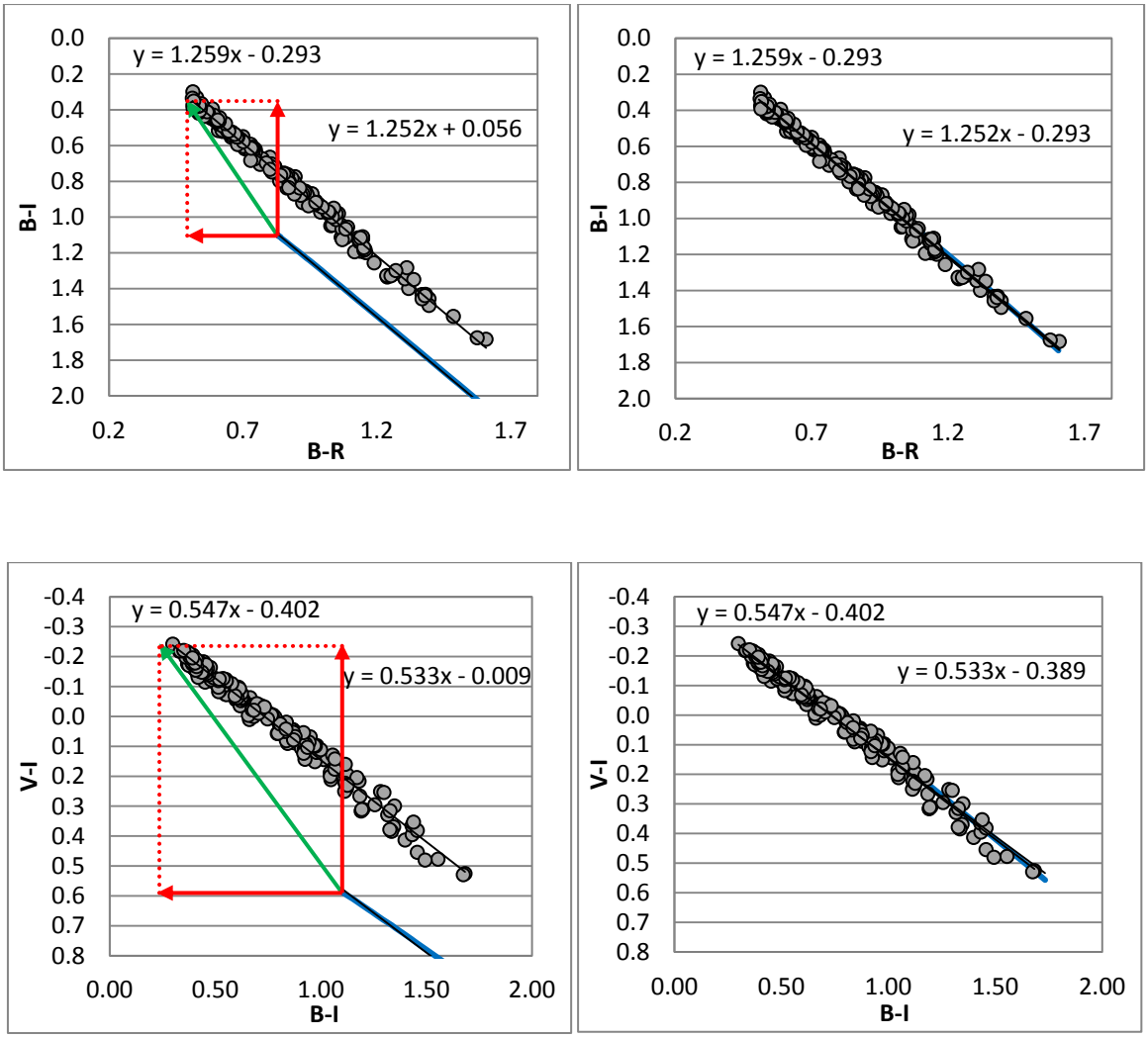
Έχοντας στα χέρια μας αυτούς τους n=6 δείκτες χρώματος, μπορούμε συνδυάζοντάς τους και πάλι ανά 2 να παράγουμε 15 διαφορετικά διαγράμματα χρώματος-χρώματος (Color-Color Diagrams ή CCD) (σχέση 5.2).

$$\binom{n}{k} = \frac{n!}{k!(n-k)!} = \frac{6!}{2!(6-2)!} = 15 \qquad \textbf{(5.2)}$$

Αν, τώρα, συνδυάσουμε τα N=4 φωτομετρικά φίλτρα με τους n=6 δείκτες χρώματος, μπορούμε να κατασκευάζουμε $N \times n = 4 \times 6 = 24$ διαγράμματα χρώματος μεγέθους (Color-Magnitude Diagrams ή CMD).

Το σημαντικό πλεονέκτημα των 15 CCD είναι πως μας δίνουν τη δυνατότητα να υπολογίσουμε την ερύθρωση σε όλα τα χρώματα με μεγάλη ακρίβεια, καθώς έχουμε αρκετά διαγράμματα για να κάνουμε πολλαπλή επαλήθευση (το λεγόμενο "cross-check") στις εξαγόμενες τιμές τις ερύθρωσης.

Στην Εικόνα 5.1 παραθέτουμε ενδεικτικά κάποια από τα CCD για να δείξουμε τη μέθοδο που ακολουθήσαμε. Τα κόκκινα διανύσματα δίνουν την ερύθρωση στα αντίστοιχα χρώματα, ενώ η συνισταμένη τους (πράσινο διάνυσμα) είναι το διάνυσμα χρώσης **A**. Η διαδικασία που ακολουθούμε είναι η εξής. Απομονώνουμε με το λογισμικό TOPCAT τα αστέρια του πιο λαμπρού τμήματος της MS (ανάλογα ισχύουν και για τον RGB για τα σφαιρωτά σμήνη, στα οποία δεν είναι ευδιάκριτη/ορατή η MS στα δεδομένα μας). Το γεγονός ότι έχουμε 24 CMD (όπως δείχνουμε παρακάτω) για κάθε σμήνος, μας επιτρέπει να απομονώσουμε τα αστέρια που ανήκουν ταυτόχρονα στην MS όλων των CMD, εξαιρώντας έτσι κάποια από τα field stars που έχουν ακραία χρώματα και τυχαίνει να «πέφτουν επάνω» στην MS ενός CMD ενώ σε άλλα CMD είναι εκτός MS. Κατασκευάζουμε τα CCD για τα παρατηρησιακά μας σημεία, ενώ πάνω στο ίδιο διάγραμμα δίνουμε και την αντίστοιχη θεωρητική καμπύλη, όπως αυτή έχει προκύψει από τον εξελικτικό κώδικα PARSEC. Κάνοντας παράλληλες μετατοπίσεις μεταξύ της ευθείας που σχηματίζουν οι παρατηρήσεις και η θεωρητική καμπύλη, υπολογίζουμε τις ερυθρώσεις που υφίστανται οι δύο δείκτες χρώματος (στον κατακόρυφο και οριζόντιο άξονα). Αφού εξάγουμε το διάνυσμα χρώσης μετατοπίζουμε τα σημεία μας κατά **A** έτσι ώστε η παρατηρησιακή καμπύλη να συμπίπτει με την θεωρητική, όπως βλέπουμε στα διαγράμματα δεξιά της Εικ. 5.1.



Εικόνα 5.1. Υπολογισμός της ερύθρωσης στα χρώματα B-R και B-I. Τα κόκκινα διανύσματα είναι η ερύθρωση στα δύο χρώματα, ενώ τα πράσινα είναι η συνισταμένη των δύο ερυθρώσεων, δηλαδή το διάνυσμα χρώσης **A**. Η μπλε ευθεία είναι η θεωρητική καμπύλη (από τα μοντέλα PARSEC) από την οποία θα έπρεπε να διέρχονται τα παρατηρησιακά σημεία, αν δεν είχαν υποστεί την ερύθρωση ενώ η γκρι ευθεία είναι αυτή που περιγράφει τις παρατηρήσεις.

Εφαρμόζουμε την παραπάνω διαδικασία στα 15 CCD όλων των σμηνών. Έτσι, υπολογίζουμε τις τιμές της ερύθρωσης όλων των χρωμάτων συνεισφέροντας στην βιβλιογραφία, από όπου απουσιάζει η πληροφορία της ερύθρωσης πέραν του παραδοσιακού E(B-V), για τα οπτικά μήκη κύματος (Πίνακας 5.1). Η ακρίβεια που επιτύχαμε στην διαδικασία αυτή είναι της τάξης των 0.02mag. Στη συνέχεια εφαρμόζουμε τις τιμές αυτές στα 24 CMD των σμηνών ώστε να απαλείψουμε από αυτά τον παράγοντα της ερύθρωσης.

Στον Πίνακα 5.2 συγκρίνουμε τις εξαγόμενες τιμές E(B-V) με τις αντίστοιχες από τη βιβλιογραφία και διαπιστώνουμε πως υπάρχει μια πολύ ικανοποιητική συμφωνία μεταξύ τους. Έτσι, επιβεβαιώνουμε πως η μέθοδος που ακολουθήσαμε είναι σωστή και αξιόπιστη.

Πίνακας 5.1. Οι τιμές της ερύθρωσης σε όλα τα χρώματα, με σφάλμα στον προσδιορισμού της τάξης του ±0.02 mag.

	NGC 6705 (M11)	NGC 6809 (M55)	NGC 6838 (M71)
E(B-V) (mag)	0.43±0.02	0.13±0.02	0.25±0.02
E(B-R) (mag)	0.52±0.02	0.01±0.02	0.11±0.02
E(B-I) (mag)	0.52±0.02	0.07±0.02	0.05±0.02
E(V-R) (mag)	0.09±0.02	-0.12±0.02	-0.14±0.02
E(V-I) (mag)	0.09±0.02	-0.06±0.02	-0.20±0.02
E(R-I) (mag)	0.00±0.02	0.06±0.02	-0.06±0.02

Πίνακας 5.2. Σύγκριση της ερύθρωσης E(B-V) της βιβλιογραφίας και των αντίστοιχων δικών μας εξαγόμενων τιμών.

	NGC 6705 (M11)	NGC 6809 (M55)	NGC 6838 (M71)
E(B-V) (mag)	0.426 WEBDA	0.13 Vandenberg et al. 2013	0.25 Piotto et al. 2014
	0.43±0.02 Παρούσα εργασία	0.13±0.02 Παρούσα εργασία	0.25±0.02 Παρούσα εργασία

5.2. CMD και υπολογισμός του μέτρου απόστασης

ΚατασκευάΖουμε, για κάθε σμήνος, 24 CMD απαλλαγμένα από την ερύθρωση. Στις Εικόνες 5.2, 5.3 και 5.4 δίνονται τα διορθωμένα CMD, V vs (B-V)o, για τα τρία σμήνη.

Το μέτρο απόστασης είναι μια ποσότητα σταθερή και ανεξάρτητη από την χημική σύσταση των αστέρων που παρατηρούμε, τα φίλτρα που χρησιμοποιούμε και το είδος του CMD. Στην ουσία, πρόκειται για την απόσταση που χωρίζει τον παρατηρητή από το σμήνος, δηλαδή είναι μια καθαρά γεωμετρική παράμετρος.

Η εκτίμηση του μέτρου απόστασης του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11) θα γίνει χρησιμοποιώντας ως δείκτη των αστρικό πληθυσμό του Red Clump (RC). Σύμφωνα με τους Bilir et al. (2013), αν γνωρίζουμε το μέσο χρώμα (B-V)o (διορθωμένο από ερύθρωση) στο οποίο εντοπίζεται το RC καθώς και τη μεταλλικότητα του σμήνους τότε μπορούμε να υπολογίσουμε το μέσο απόλυτο μέγεθος στο οποίο θα εντοπίζεται το RC από την σχέση 5.3:

$$M\mathrm{v} = 0.627(\pm 0.104) \cdot (B-V)\mathrm{o} + 0.046(\pm 0.043) \cdot \left[\frac{Fe}{H}\right] + 0.262(\pm 0.111) \qquad \textbf{(5.3)}$$

Η εξίσωση 5.3 δίνει αξιόπιστες εκτιμήσεις για τα όρια δείκτη χρώματος, μεταλλικότητας και απολύτου μεγέθους που δίνονται από τις σχέσεις 5.4, 5.5 και 5.6.

$$0.42 < (B - V)\text{o} < 1.20\ mag \quad \textbf{(5.4)}$$

$$-1.55 < \left[\frac{Fe}{H}\right] < +0.40\ dex \quad \textbf{(5.5)}$$

$$0.43 < M\text{v} < 1.03\ mag \quad \textbf{(5.6)}$$

Το NGC 6705 βρίσκεται μέσα στα επιτρεπτά όρια καθώς έχει μεταλλικότητα (βλ. Πίνακα 5.3) +0.00±0.05 dex (Tautvaisiene et al. 2014) ενώ το μέσο (B-V)o του RC είναι ≈0.9 mag. Το απόλυτο μέγεθός του, σύμφωνα με την εξίσωση 5.3, είναι 0.83±0.2 mag, ενώ το μέσο φαινόμενο μέγεθος στο φίλτρο V είναι 13.3 mag. Επομένως το μέτρο απόστασης του RC και συνεπώς όλου του σμήνους υπολογίζεται τελικά σε 12.47±0.2 mag. Η τιμή αυτή είναι αρκετά κοντά στην τιμή της βιβλιογραφίας, όπως φαίνεται και στον Πίνακα 5.4.

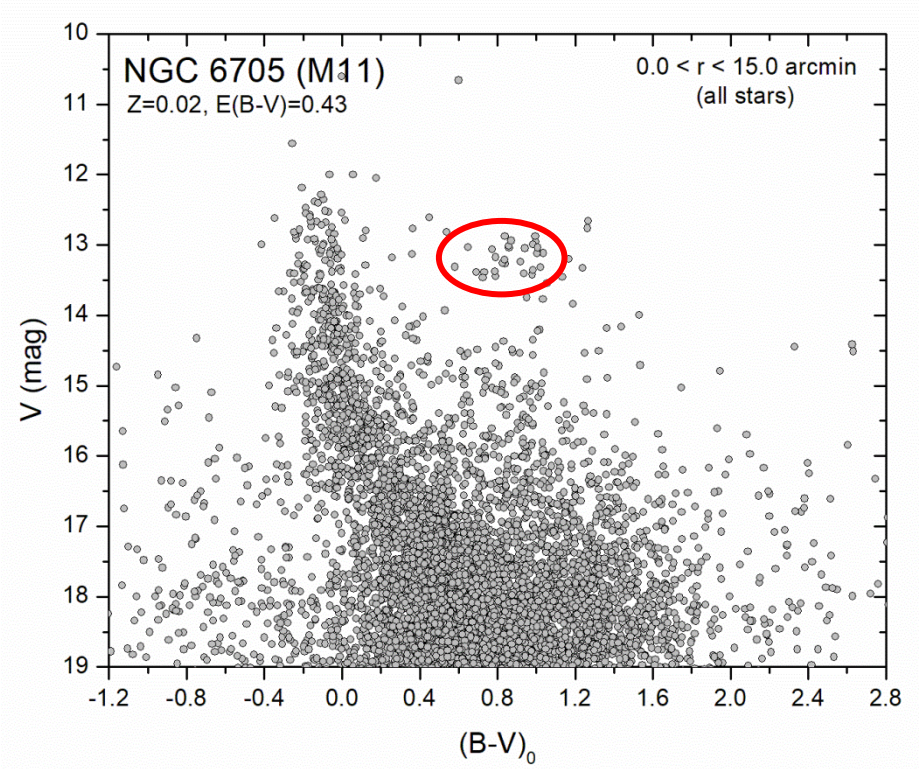
Πίνακας 5.3. Τιμές της μεταλλικότητας, από την πρόσφατη βιβλιογραφία, για τα τρία σμήνη.

	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
[Fe/H] (dex)	+0.00±0.05 Tautvaisiene et al. 2014	-1.93±0.02 Nataf et al. 2013	-0.82±0.02 Nataf et al. 2013

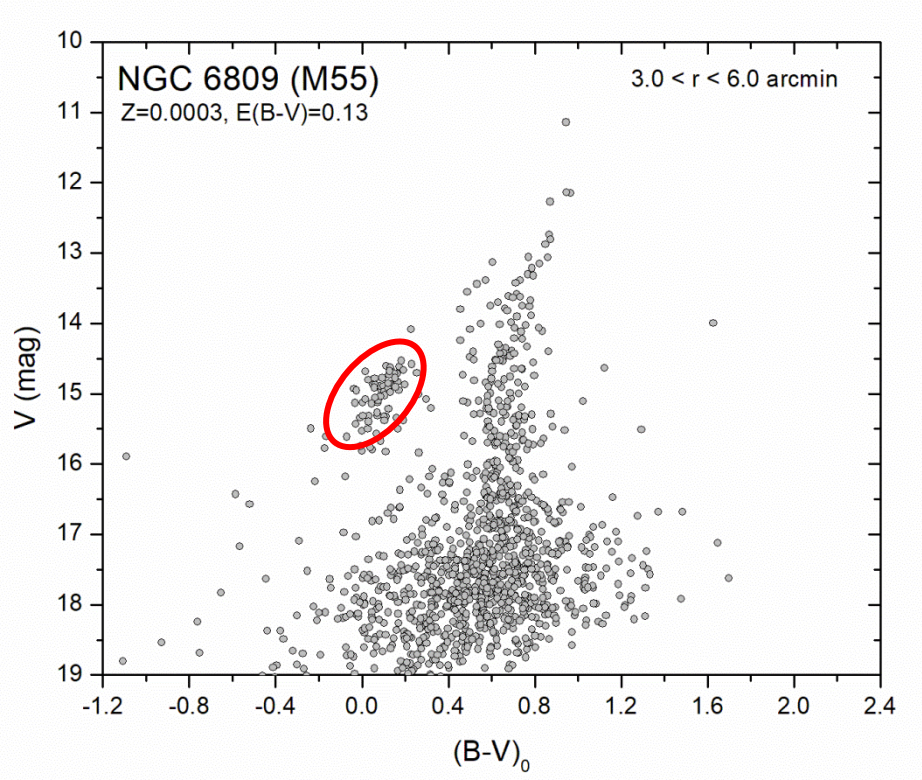
Η εκτίμηση του μέτρου απόστασης των σφαιρωτών σμηνών γίνεται με ανάλογο τρόπο, μόνο που εδώ χρησιμοποιούμε ως δείκτη τον πληθυσμό των αστέρων του HB. Υπάρχουν αρκετές παρεμφερείς σχέσεις που δίνουν το μέσο προβλεπόμενο απόλυτο μέγεθος του HB, έχοντας σαν δεδομένη την τιμή της μεταλλικότητας του σμήνους. Εμείς χρησιμοποιούμε την σχέση 5.7 των Demarque et al. (2000), που έχει χρησιμοποιηθεί με καλά αποτελέσματα σε αρκετές έρευνες. Με δεδομένη τη μεταλλικότητα του σμήνους, υπολογίζουμε το μέσο απόλυτο μέγεθος του HB:

$$M_V = 0.21 \cdot \left[\frac{Fe}{H}\right] + 0.89 \quad \textbf{(5.7)}$$

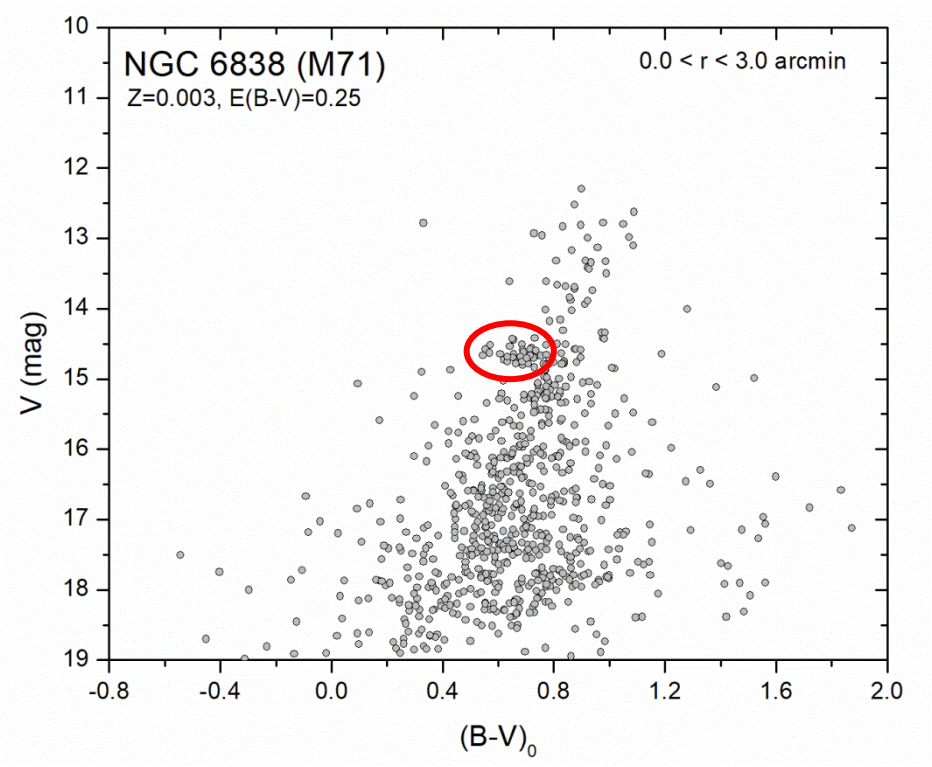
Γνωρίζοντας, από τα παρατηρησιακά δεδομένα, το φαινόμενο μέγεθος του HB των σφαιρωτών σμηνών υπολογίζουμε το μέτρο απόστασής τους (Πίνακας 5.4). Όπως βλέπουμε, οι τιμές του μέτρου απόστασης που υπολογίσαμε βρίσκονται αρκετά κοντά στις αντίστοιχες τιμές της βιβλιογραφίας.



Εικόνα 5.2. CMD του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11). Ο κόκκινος κύκλος περιλαμβάνει τον πληθυσμό του RC με βάση το οποίο υπολογίστηκε το μέτρο απόστασης του σμήνους εφαρμόζοντας τη μέθοδο των Bilir et al. 2013.



Εικόνα 5.3. CMD του σφαιρωτού σμήνους NGC 6809 (M55). Ο κόκκινος κύκλος περιλαμβάνει τον πληθυσμό του HB με βάση τον οποίο υπολογίστηκε το μέτρο απόστασης του σμήνους εφαρμόζοντας τη μέθοδο των Demarque et al. 2013.



Εικόνα 5.4. CMD του σφαιρωτού σμήνους NGC 6838 (M71). Ο κόκκινος κύκλος περιλαμβάνει τον πληθυσμό του HB με βάση τον οποίο υπολογίστηκε το μέτρο απόστασης του σμήνους εφαρμόζοντας τη μέθοδο των Demarque et al. 2013.

Πίνακας 5.4. Σύγκριση τιμών της μέτρου απόστασης $(m\text{-}M)_V$ της βιβλιογραφίας και των δικών μας εξαγόμενων τιμών.

	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
M_V (mag)	0.83±0.20 (σχέση 5.3)	0.48±0.02 (σχέση 5.7)	0.72±0.02 (σχέση 5.7)
$(m\text{-}M)_V$ (mag)	12.69 WEBDA	13.89 Piotto et al. 2014	13.69 Vandenberg et al. 2013
	12.47±0.20 Παρούσα εργασία	14.11±0.20 Παρούσα εργασία	13.74±0.20 Παρούσα εργασία

<u>Σημείωση:</u> Οι τιμές της βιβλιογραφίας που χρησιμοποιήσαμε για να ελέγξουμε τα αποτελέσματά μας δεν είναι μονοσήμαντα καθορισμένες. Δηλαδή, ανάλογα με το είδος και την έκταση της έρευνας και τις μεθόδους που χρησιμοποιήθηκαν, μπορεί να είναι ελαφρώς διαφορετικές από paper σε paper. Εμείς στους προηγούμενους πίνακες, παραθέτουμε βιβλιογραφικές αναφορές, που κατά την αντίστοιχη αναζήτηση που κάναμε στο ADS, διαπιστώσαμε ότι χρησιμοποιούνται από πολλές ερευνητικές ομάδες.

5.3. Εκτίμηση σχετικής ηλικίας των σμηνών

Η αφθονία, Z, των αστρικών σμηνών είναι μια παράμετρος την οποία πρέπει να γνωρίζουμε κατά την επιλογή των κατάλληλων θεωρητικών ισόχρονων καμπυλών για τα σμήνη μας. Η τιμή της αφθονίας συνδέεται με την μεταλλικότητα, δηλαδή τον όρο [Fe/H], που προσδιορίζεται από φασματοσκοπικές έρευνες και δίνεται, εξ' ορισμού, από τη σχέση 5.8.

$$[Fe/H] = \log Z - \log Z_{\odot} \qquad \textbf{(5.8)}$$

όπου Z η αφθονία του σμήνους και $Z_{\odot}$=0.020 η σύγχρονη εκτίμηση της τιμής της αφθονίας του Ήλιου.

Η διαδικασία προσδιορισμού του Z, που ακολουθούμε, είναι η εξής. Παίρνουμε ως δεδομένες τις τιμές τις μεταλλικότητας από πρόσφατη βιβλιογραφία. Με βάση αυτές υπολογίζουμε την αφθονία Z μέσω της σχέσης 5.8. Έπειτα, υπολογίζουμε το Z και μέσω των σχέσεων 5.9 (Bertelli et al. 1994) και 5.10 (Carraro & Chiosi 1994). Έχοντας τρεις διαφορετικές εκτιμήσεις για το Z υιοθετούμε τελικά μια μέση τιμή την οποία και χρησιμοποιούμε στη συνέχεια της μελέτης μας. Στον Πίνακα 5.5 δίνονται: η μεταλλικότητα, οι αφθονία υπολογισμένη με τους τρεις διαφορετικούς τρόπους και η τελικά υιοθετούμενη από εμάς τιμή της για τη διεξαγωγή της μελέτης μας.

$$\log Z = 0.977\,[Fe/H] - 1.699 \qquad \textbf{(5.9)}$$

$$\log Z = 1.030\,[Fe/H] - 1.698 \qquad \textbf{(5.10)}$$

Πίνακας 5.5. Οι τιμές της μεταλλικότητας και της αφθονίας για τα 4 υπό μελέτη σμήνη.

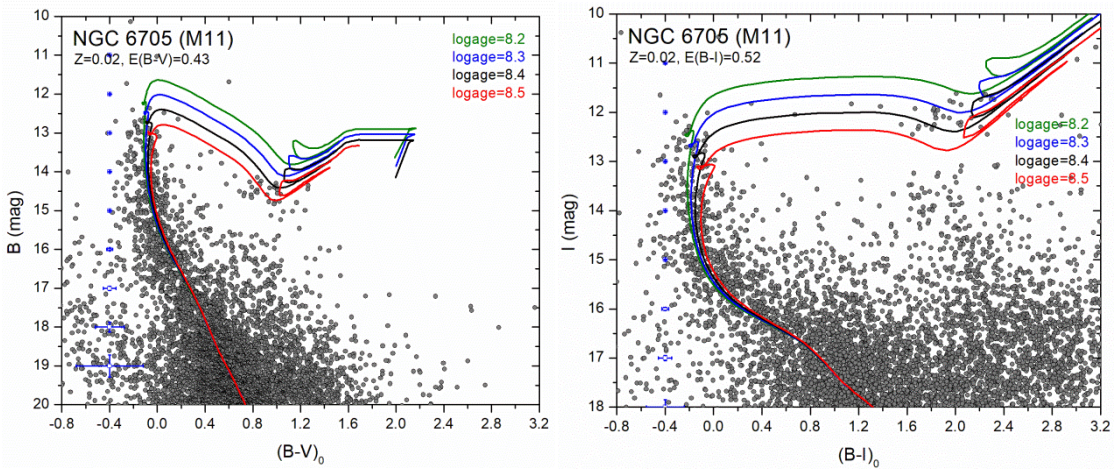
	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
[Fe/H] (dex)	+0.00±0.05 Tautvaisiene et al. 2014	-1.93±0.02 Nataf et al. 2013	-0.82±0.02 Nataf et al. 2013
$Z_{\text{σχέση 5.8}}$	0.020	0.0003	0.0030
$Z_{\text{Cararo et al. 1994}}$	0.020	0.0003	0.0030
$Z_{\text{Bertelli et al. 1994}}$	0.020	0.0002	0.0028
$Z_{\text{υιοθετούμενη τιμή}}$	0.020	0.0003	0.0030

Μετά τον προσδιορισμό της αφθονίας «κατεβάζουμε» τις κατάλληλες θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες του εξελικτικό κώδικα PARSEC, από τη βάση δεδομένων του Πανεπιστημίου της Padova. Επιλέγουμε ομάδες θεωρητικών ισόχρονων για δεδομένα Z και διάφορες ηλικίες (logage).

Κατασκευάζουμε τα διαγράμματα χρώματος-μεγέθους των παρατηρησιακών μας δεδομένων, αφού πρώτα τα έχουμε διορθώσει από την ερύθρωση ενώ έχουμε, παράλληλα, λάβει υπόψη και το μέτρο απόστασης για κάθε σμήνος. Όπως αναφέραμε και προηγουμένως, μπορούμε να κατασκευάσουνε συνολικά 24 CMD για κάθε σμήνος. Επάνω από τα παρατηρησιακά μας σημεία χαράσσουμε τις θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες με βάση τις οποίες γίνεται η εκτίμηση της σχετικής ηλικίας.

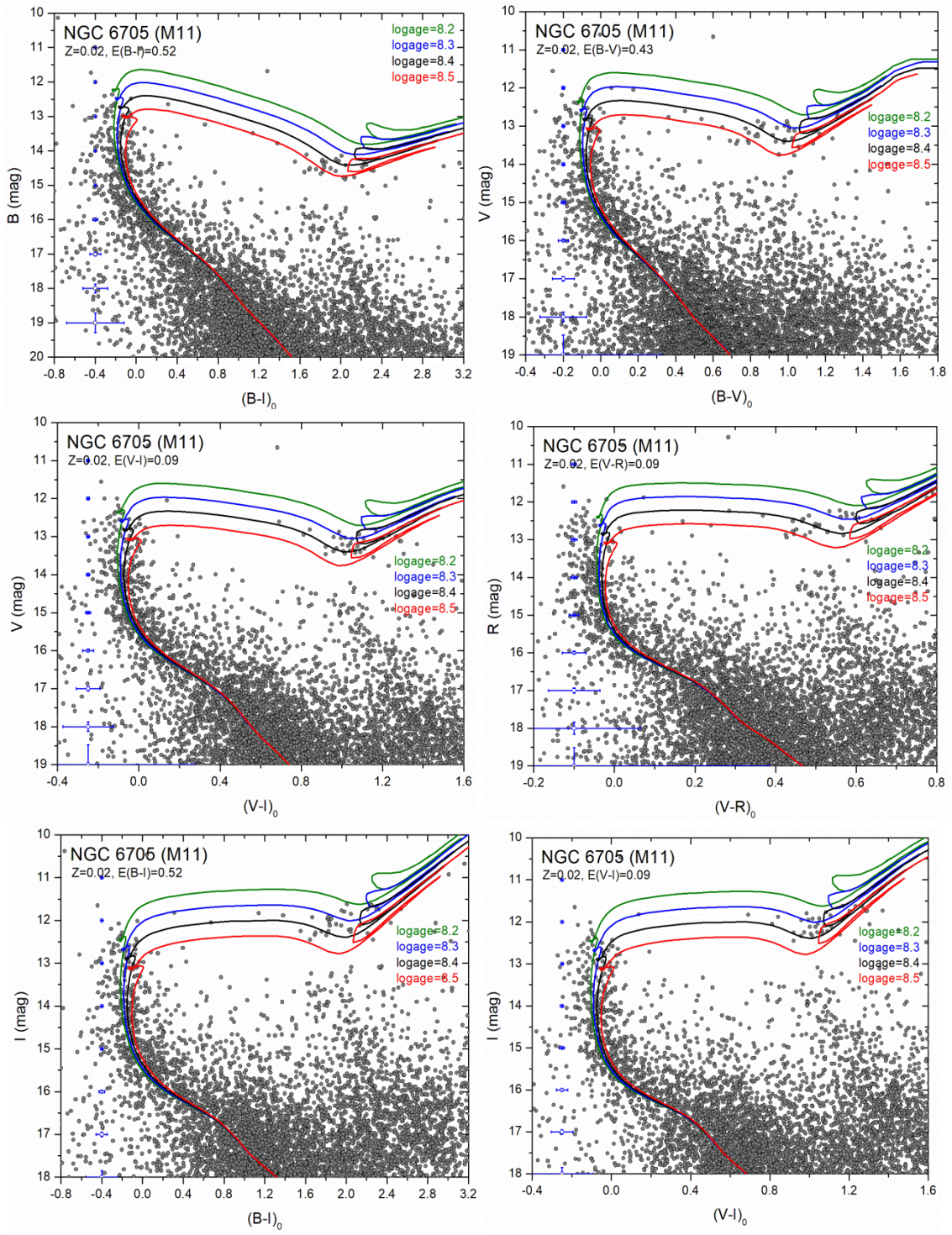
Η καταλληλότερη ισόχρονη για κάθε σμήνος επιλέγεται με βάση κάποιους δείκτες. Οι δείκτες αυτοί, εφόσον υπάρχουν στο εκάστοτε CMD, είναι κυρίως το σημείο στροφής προς τον Κλάδο των Γιγάντων (MSTO), ο Κλάδος των Ερυθρών Γιγάντων (RGB), το Red Clump (RC), ο Οριζόντιος Κλάδος (HB) και η Κύρια Ακολουθία (MS). Όσο μεγαλύτερος είναι ο αριθμός των σημείων αναφοράς σε ένα CMD, τόσο περιορίζονται οι «βαθμοί ελευθερίας» και τόσο πιο αυστηρά γίνεται ο προσδιορισμός της ηλικίας. Φυσικά θα πρέπει να ελέγχουμε η ισόχρονη που επιλέγουμε να διέρχεται καλύτερα συνολικά από τα σημεία μας, δίνοντας λίγο μεγαλύτερη βαρύτητα στις ανώτερες περιοχές του διαγράμματος που η αβεβαιότητα των μεγεθών είναι μικρότερη.

Το γεγονός ότι έχουμε στη διάθεσή μας 24 διαφορετικά CMD μας δίνει το πλεονέκτημα να μπορούμε να εκτιμήσουμε με μεγάλη ακρίβεια την ηλικία των σμηνών, παρόλη τη διασπορά των σημείων (δεδομένου ότι η λήψη των δεδομένων πραγματοποιήθηκε με ένα μικρό σχετικά τηλεσκόπιο). Κάθε CMD παρουσιάζει διασπορά σημείων και κλίση της MS, ανάλογα με τα μεγέθη και τα χρώματα που το χαρακτηρίζουν. Έτσι, σε κάποια CMD διακρίνεται καλύτερα η μορφή της MS και του RGB, ενώ σε άλλα διακρίνονται πιο ξεκάθαρα οι πιο συγκεντρωμένοι χαρακτηριστικοί αστρικοί πληθυσμοί που χρησιμοποιούμε ως δείκτες, όπως το RC, ο HB και το MSTO. Ένα ενδεικτικό παράδειγμα δίνεται στην Εικόνα 5.5, για το ανοικτό σμήνος M11, με τα CMD B vs B-V) και I vs (B-I), δοσμένα στην ίδια ακριβώς κλίμακα ώστε να φανεί η διαφορά στην κλίση και την διασπορά των σημείων. Οι συνεχόμενες χρωματιστές καμπύλες είναι οι θεωρητικές ισόχρονες που χρησιμοποιούμε για τον προσδιορισμό της ηλικίας.

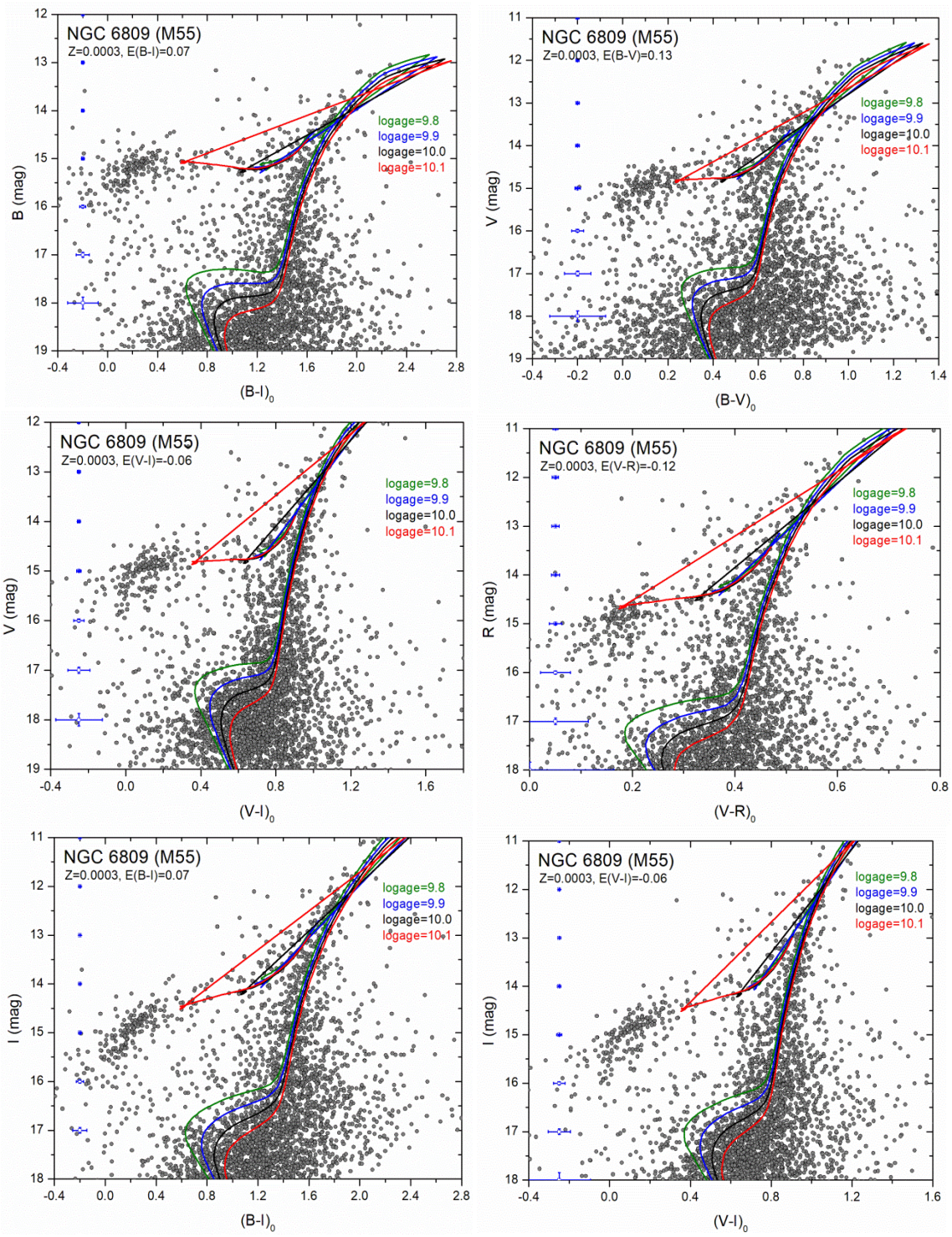


Εικόνα 5.5. CMD B=f(B-V) και I=f(B-I) του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11). Στο πρώτο διακρίνουμε καλύτερα το RC και το φωτεινό τμήμα της MS, ενώ στο δεύτερο, που τα σημεία παρουσιάζουν εμφανώς μεγαλύτερη διασπορά, σκιαγραφείται καλύτερα η συνολική μορφή της MS και διακρίνεται ευκολότερα ο πληθυσμός των field stars στα δεξιά της MS.

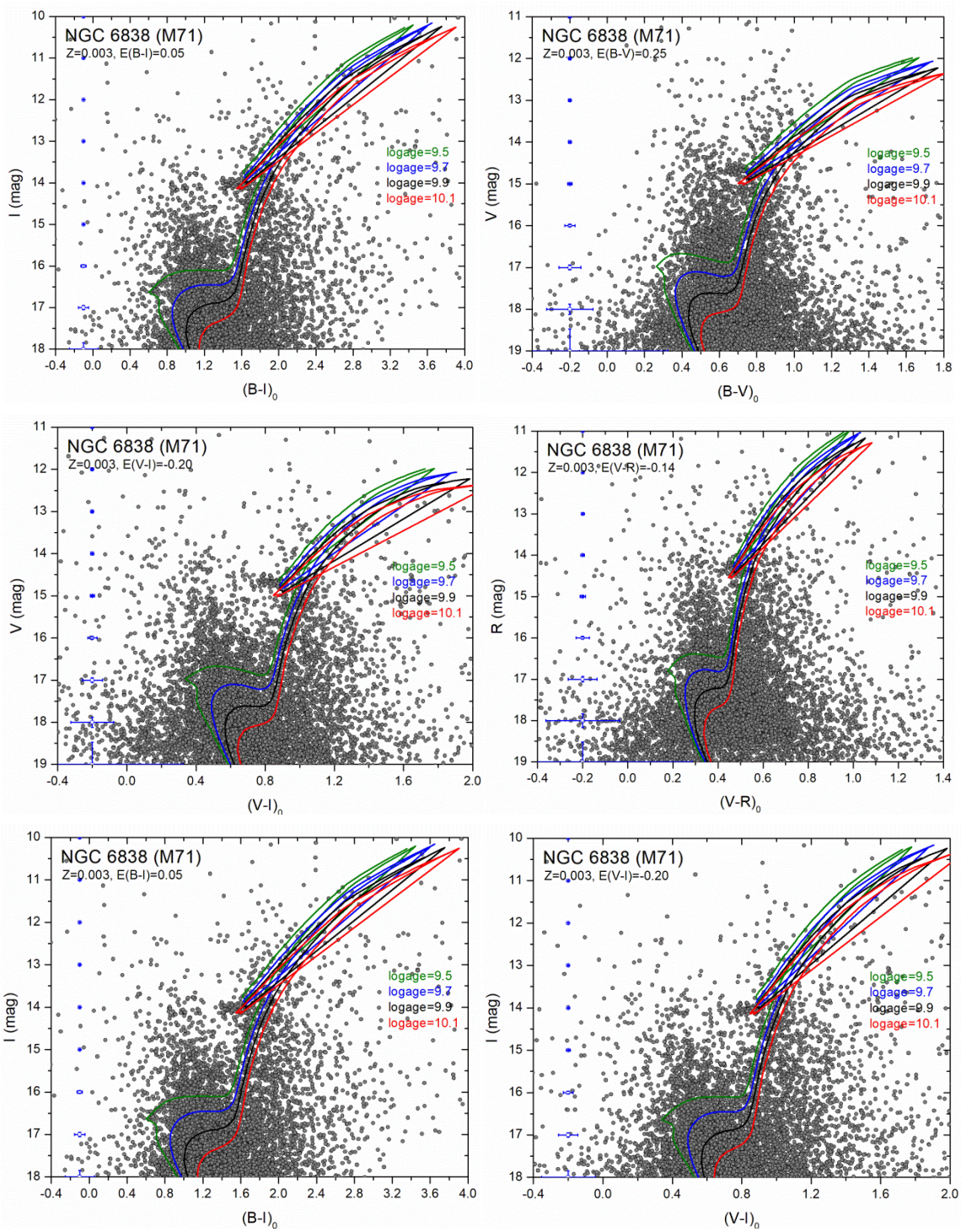
Οπότε για την εξαγωγή των ηλικιών μελετήσαμε ταυτόχρονα και τα 24 CMD για να ελέγξουμε ποια ισόχρονη προσαρμόζεται καλύτερα στα δεδομένα μας. Στις Εικόνες 5.6, 5.7 και 5.8 παρουσιάζουμε ένα δείγμα μερικών από τα 24 CMD για τα τρία σμήνη.



Εικόνα 5.6. Τα 6, από τα συνολικά 24 CMD, για το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11), διορθωμένα από ερύθρωση. Οι συνεχόμενες χρωματιστές καμπύλες είναι οι θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες ηλιακής αφθονίας (z=0.02) που χρησιμοποιούμε για τον προσδιορισμό της ηλικίας. Λαμβάνοντας υπόψη όλα τα CMD βλέπουμε πως συνολικά καλύτερα από τα παρατηρησιακά σημεία διέρχονται η μαύρη γραμμή και η μπλε καμπύλη. Οπότε εκτιμούμε την ηλικία του σμήνους να είναι logage=(8.35±0.05)age/yr.



Εικόνα 5.7. Τα 6, από τα συνολικά 24 CMD, για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55), διορθωμένα από ερύθρωση. Οι συνεχόμενες χρωματιστές καμπύλες είναι οι θεωρητικές ισόχρονες για αφθονία z=0.0003, που χρησιμοποιούμε στον προσδιορισμό της ηλικίας. Συνολικά καλύτερα από τα παρατηρησιακά σημεία διέρχεται η κόκκινη καμπύλη. Ίσως μάλιστα το σμήνος να είναι και λίγο γηραιότερο αγγίζοντας την ηλικία του Σύμπαντος (logage=10.13 age/yr). Οπότε εκτιμούμε την ηλικία του σμήνους να είναι logage=(10.1±0.03)age/yr.



Εικόνα 5.8. Τα 6, από τα συνολικά 24 CMD, για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71), διορθωμένα από ερύθρωση. Οι συνεχόμενες χρωματιστές καμπύλες είναι οι θεωρητικές ισόχρονες για την αφθονία z=0.003, του σμήνους. Λόγω της μεγάλης διασποράς των σημείων και της ύπαρξης πολλών field stars, οι 4 ισόχρονες δίνονται ανά logage=0.2 και όχι ανά 0.1 όπως στα προηγούμενα σμήνη. Η μαύρη και η κόκκινη καμπύλη περιγράφουν καλύτερα τα παρατηρησιακά σημεία και η εκτίμηση της ηλικίας που κάνουμε είναι logage=(10.0±0.1)age/yr.

NGC 6705 (M11)

Το NGC 6705 (M11), όπως έχουμε αναφέρει, είναι ένα ενδιάμεσης ηλικίας ανοικτό σμήνος, το οποίο είναι ιδιαίτερα συμπαγές. Η σχετική εξελικτική του ηλικία κυμαίνεται μεταξύ 200 και 316 Myr (Cantat-Caudin et al. 2014), ανάλογα με τα μοντέλα αστρικής εξέλιξης και τη μέθοδο που χρησιμοποιείται σε κάθε περίπτωση. Σύμφωνα με τη βάση δεδομένων WEBDA (Mermilliod 1996) η ηλικία του σμήνους εκτιμάται ότι είναι 200 Myr, που αντιστοιχεί σε logage=8.302. Στα, διορθωμένα από ερύθρωση, 24 CMD του M11 δίνονται τα παρατηρησιακά μας σημεία και οι θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες (PARSEC) ηλιακής μεταλλικότητας (z=O.O2) για ηλικίες logage=8.2, 8.3, 8.4 και 8.5. Παρατηρούμε πως είναι υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός αστέρων πεδίου (background και foreground stars) στο FoV μας. Προκειμένου να είμαστε σίγουροι για την μορφή του CMD των πιθανότερων μελών του σμήνους, κατασκευάσαμε CMD για διάφορες ακτινικές αποστάσεις από το κέντρο του σμήνους (Εικόνα 5.9). Τα CMD που προέκυψαν από τις κεντρικές περιοχές (0-3 και 3-6 arcmin) μας έδωσαν μια ξεκάθαρη εικόνα για τη μορφή της MS και το turnoff-point του σμήνους καθώς και για τη θέση του Red Clump. Έχοντας υπόψη τα παραπάνω, κατασκευάσαμε τα 24 CMD (6 από αυτά βλέπουμε στην Εικόνας 5.6) για όλα τα αστέρια του πεδίου, έτσι ώστε να είμαστε βέβαιοι ότι σκιαγραφείται καλά ολόκληρος ο πληθυσμός του Red Clump, που είναι πολύ σημαντικός δείκτης στον προσδιορισμό της ηλικίας. Λαμβάνοντας υπόψη όλα τα CMD καταλήγουμε στο συμπέρασμα πως η καλύτερη τα παρατηρησιακά σημεία προσεγγίζονται καλύτερα από την μαύρη και μπλε καμπύλη και έτσι εκτιμούμε τελικά την ηλικία του σμήνους σε logage=(8.35±0.05)age/yr. Η τιμή αυτή αντιστοιχεί σε (223.9±25.7) Myr, που εμπίπτει μέσα στα όρια της υπάρχουσας βιβλιογραφίας.

NGC 6809 (M55)

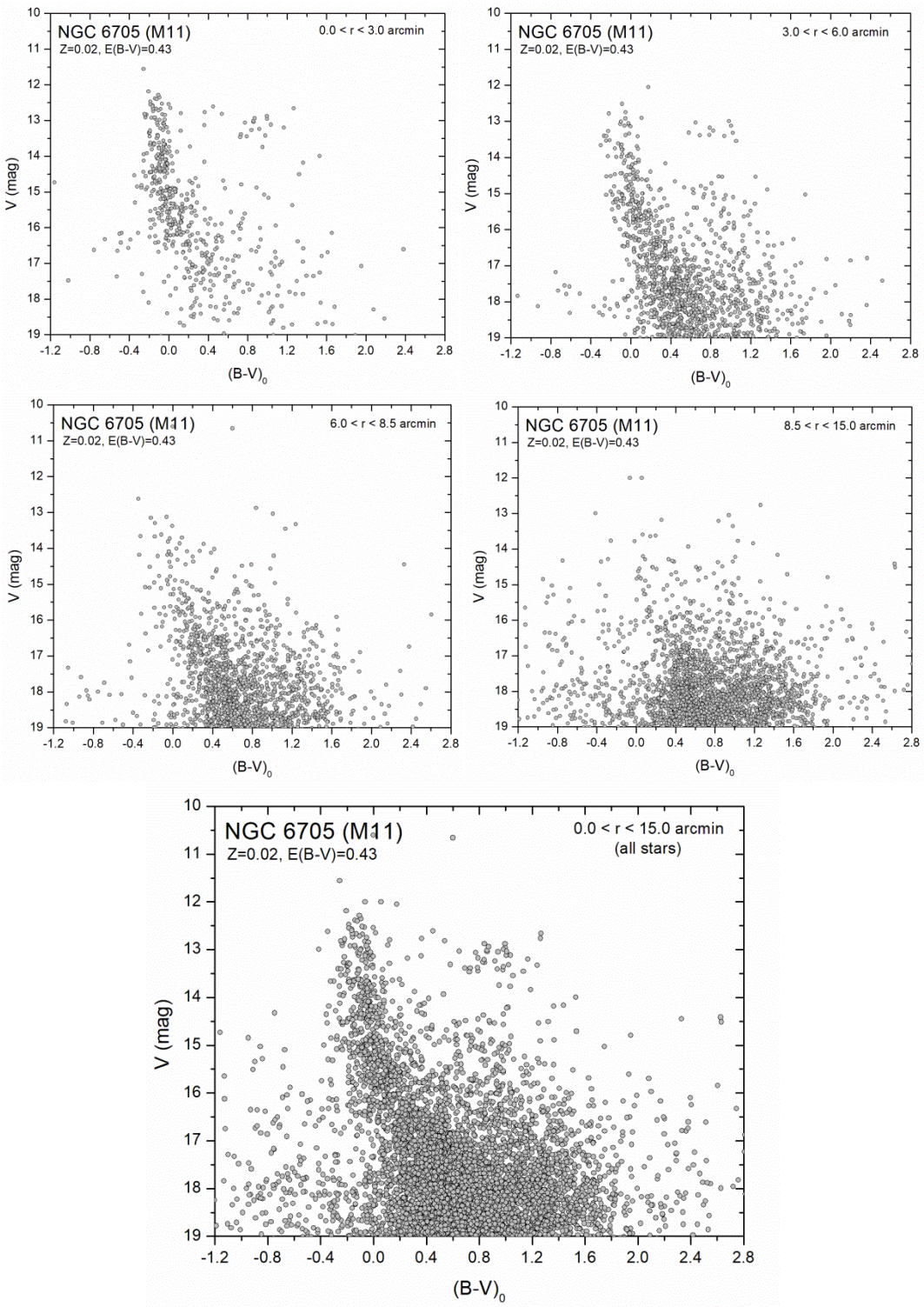
Το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55), με ηλικία (13.00±0.25) Gyr (Vandenberg et al. 2013), είναι ένα από τα γηραιότερα αντικείμενα του Σύμπαντος και απολίθωμα από την εποχή δημιουργίας του Γαλαξία μας. Η παραπάνω ηλικία αντιστοιχεί σε logage=10.114 age/yr. Τα εξελικτικά μοντέλα του PARSEC έχουν ως ανώτατο όριο ηλικίας την ηλικία του Σύμπαντος, η οποία σύμφωνα με τις σύγχρονες εκτιμήσεις των κοσμολόγων είναι logage=10.13 age/yr. Στα 24 CMD δίνονται οι θεωρητικές ισόχρονες για αφθονία z=0.0003 και logage= 9.8, 9.9, 10.0 και 10.1. Στα παρατηρησιακά σημεία (Εικόνα 5.10) διακρίνεται αρκετά καλά ο RGB, ο HB και σχετικά καλά το MSTO. Το M55 έχει έναν αρκετά εκτεταμένο HB η μορφολογία και η μεταλλικότητα του οποίου είναι αντικείμενο μελέτης, καθώς δείχνει έντονα την παρουσία του second-parameter phenomenon. Ακόμη παρατηρούμε έναν πολυπληθή Ασυμπτωτικό Κλάδο Γιγάντων (AGB), που σύμφωνα με τους Vargas-Alvarez & Sandquist (2007), παρήχθη από τα ιδιαίτερα μακρόβια αστέρια του HB. Μελετώντας όλα τα CMD ταυτόχρονα και χρησιμοποιώντας ως κύριους δείκτες το turnoff-point (MSTO) και τον RGB, διαπιστώνουμε πως συνολικά καλύτερα από τα παρατηρησιακά σημεία διέρχεται η κόκκινη καμπύλη, με μια μικρή τάση για μεγαλύτερη ηλικία. Οπότε εκτιμούμε την ηλικία του σμήνους να είναι logage=(10.1±0.03)age/yr. Η τιμή αυτή βρίσκεται σε συμφωνία με την βιβλιογραφία όπως βλέπουμε και στον Πίνακα 5.6. Βέβαια, η θεωρητική καμπύλη δεν περιγράφει σχεδόν καθόλου τον παρατηρούμενο OK, οπότε είναι προφανής η ανάγκη για βελτίωση του εξελικτικού κώδικα στις ακραίες ηλικίες. Επίσης, η ύπαρξη πολλαπλών αστρικών πληθυσμών και γενεών αστέρων στα σφαιρωτά σμήνη ίσως είναι ο λόγος που πολλές φορές τα εξελικτικά μοντέλα δεν περιγράφουν ικανοποιητικά τα παρατηρούμενα CMD.

NGC 6838 (M71)

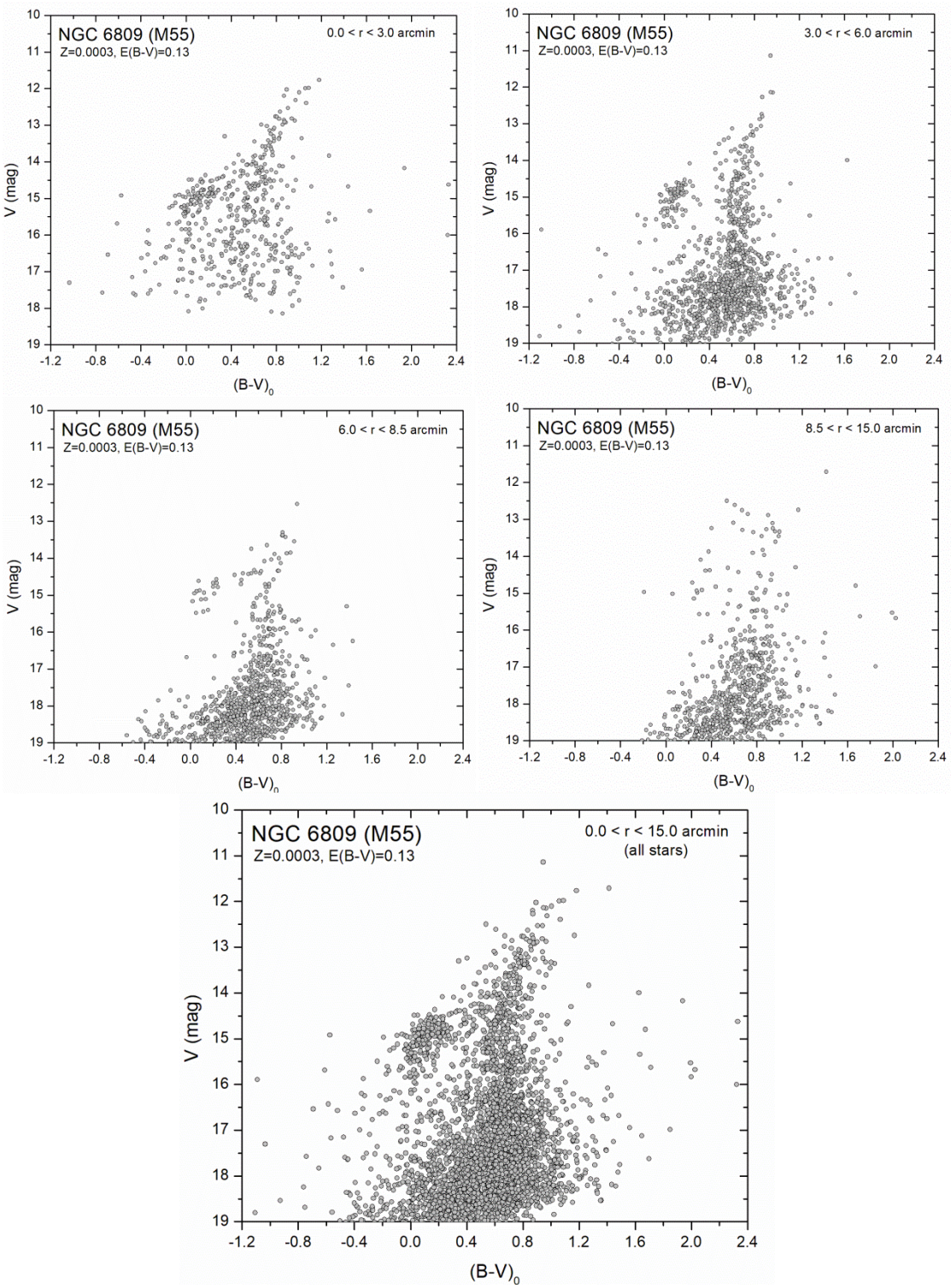
Το NGC 6838 (M71), όπως έχουμε περιγράψει και στην § 3.4.3, είναι ένα σχετικά κοντινό στη Γη και πολύ αραιό σφαιρωτό σμήνος. Το CMD του M71 είναι αρκετά δυσδιάκριτο λόγω της παρουσίας ενός μεγάλου αριθμού αστέρων πεδίου. Για το λόγο αυτό, όπως και στο M11, κατασκευάσαμε CMD για διάφορες ακτινικές αποστάσεις από το κέντρο του σμήνους (Εικόνα 5.11). Τα CMD των κεντρικών περιοχών 0-3 arcmin (κυρίως) και 3-6 arcmin, αποκάλυψαν τη θέση του μικρού Οριζοντίου Κλάδου του σμήνους, το σημείο στροφής καθώς και την μορφή του Κλάδου των Ερυθρών Γιγάντων. Το M71 δεν φιλοξενεί πληθυσμό παλλόμενων αστέρων RR Lyrae, κάτι το οποίο συμβαδίζει με τον μικρής έκτασης HB του. Στα 24 CMD που μελετούμε, έχουμε σχεδιάζει τις θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες αφθονίας Z=0.003, για logage= 9.5, 9.7, 9.9 και 10.1. Λόγω της μεγάλης διασποράς των σημείων και της ύπαρξης πολλών αστέρων πεδίου, οι τέσσερις ισόχρονες δίνονται ανά logage=0.2 και όχι ανά 0.1 όπως στα προηγούμενα σμήνη. Παρατηρούμε πως η μαύρη και η κόκκινη καμπύλη περιγράφουν καλύτερα τα παρατηρησιακά μας σημεία και έτσι εκτιμούμε την ηλικία του σμήνους σε logage=10.0±0.1. Η τιμή αυτή είναι αρκετά κοντά στην τιμή 10.051 της έρευνας των Vandenberg et al. (2013).

Πίνακας 5.6. Οι τιμές της ηλικίας κάθε σμήνους (για δεδομένη τιμή της αφθονίας Z) και η σύγκρισή τους με τις τιμές ης βιβλιογραφίας.

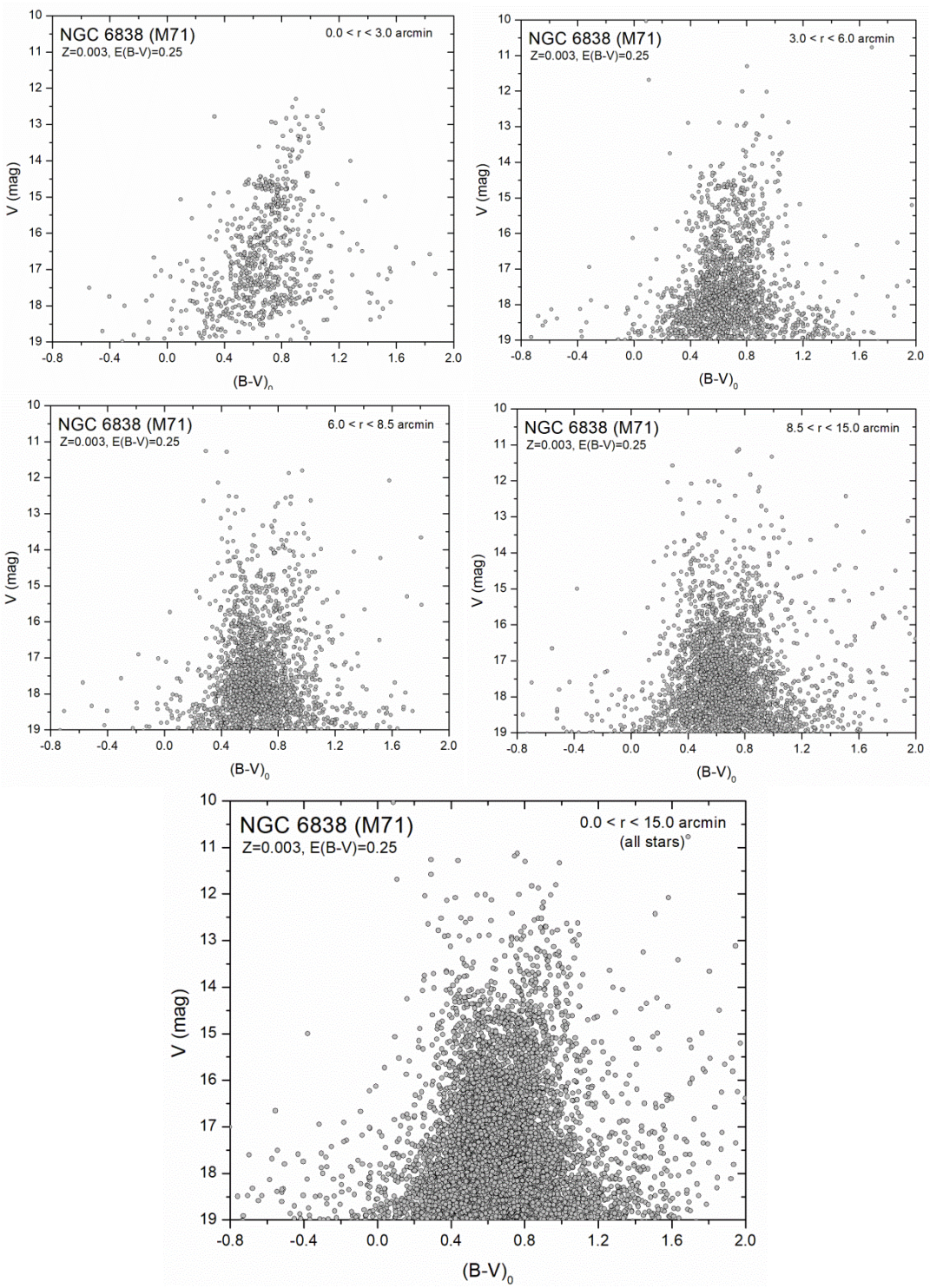
	NGC 6705 (M11)	**NGC 6809 (M55)**	**NGC 6838 (M71)**
Z	0.02	0.0003	0.003
logage	8.35±0.05 Παρούσα εργασία	10.1±0.03 Παρούσα εργασία	10.0±0.10 Παρούσα εργασία
logage	8.302 WEBDA	10.114 Vandenberg et al. 2013	10.051 Vandenberg et al. 2013



Εικόνα 5.9. CMD B vs (B-V)o του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11), για ακτινικές αποστάσεις 0-3 arcmin (πάνω αριστερά), 3-6 arcmin (πάνω δεξιά), 6-8.5 arcmin (μέση αριστερά), 8.5-15 arcmin (μέση δεξιά) και συνολικά 0-15 arcmin (κάτω). Παρατηρούμε προς οι κεντρικές περιοχές κυριαρχούνται από τα αστέρια του σμήνους και αυτό μας βοηθά να διακρίνουμε καλά την μορφή της ΚΑ και την περιοχή του Red Clump, ώστε να τα χρησιμοποιήσουμε σαν δείκτες στην επιλογή της κατάλληλης ισόχρονης. Πηγαίνοντας προς τα έξω επικρατούν τα πολυάριθμα αστέρια πεδίου.



Εικόνα 5.10. CMD B vs (B-V)o του σφαιρωτού σμήνους NGC 6809 (M55), για ακτινικές αποστάσεις 0-3arcmin (πάνω αριστερά), 3-6 arcmin (πάνω δεξιά), 6-8.5 arcmin (μέση αριστερά), 8.5-15 arcmin (μέση δεξιά) και συνολικά 0-15 arcmin (κάτω). Παρατηρούμε προς οι κεντρικές περιοχές κυριαρχούνται από τα λαμπρότερα αστέρια του σμήνους (RGB, HB, AGB, BS) ενώ πηγαίνοντας προς τα έξω επικρατούν τα αμυδρότερα αστέρια του MSTO και τα αστέρια πεδίου. Η μεγαλύτερη συγκέντρωση λαμπρών και μαζικών αστέρων στις κεντρικές περιοχές είναι ένα αποτέλεσμα του διαχωρισμού μάζας που γνωρίζουμε από τη βιβλιογραφία ότι είναι έντονος στο σμήνος και του completeness.

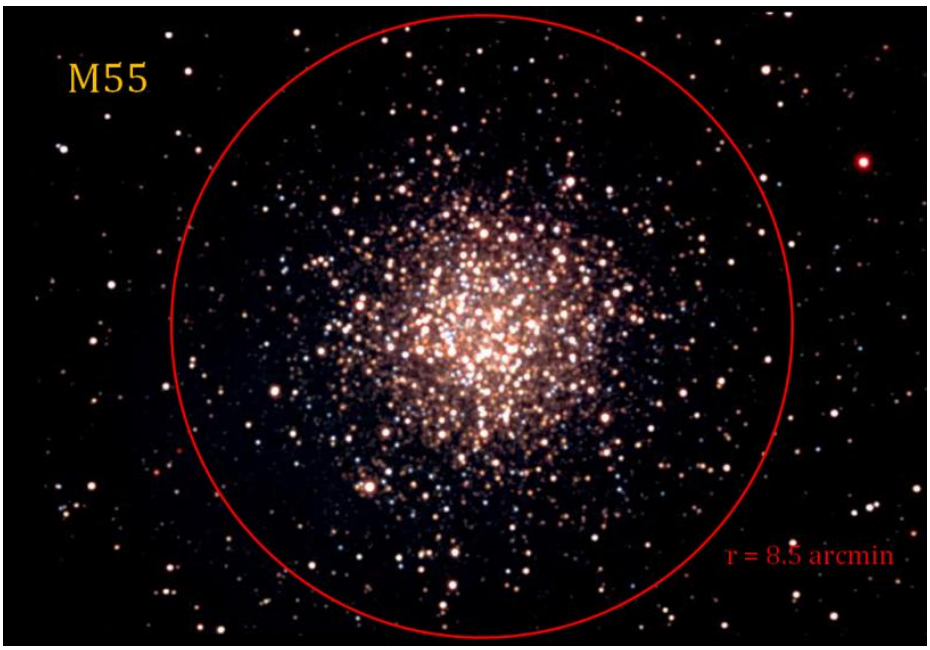


Εικόνα 5.11. CMD B vs (B-V)o του σφαιρωτού σμήνους NGC 6838 (M71), για ακτινικές αποστάσεις 0-3 arcmin (πάνω αριστερά), 3-6 arcmin (πάνω δεξιά), 6-8.5 arcmin (μέση αριστερά), 8.5-15 arcmin (μέση δεξιά) και συνολικά 0-15 arcmin (κάτω). Στις κεντρικές περιοχές συνωστίζονται τα λαμπρότερα αστέρια (RGB, μικρός HB) ενώ πηγαίνοντας προς τα έξω επικρατούν τα αμυδρότερα αστέρια του MSTO και τα πολυάριθμα αστέρια πεδίου. Η μεγαλύτερη συγκέντρωση λαμπρών και μαζικών αστέρων προς το κέντρο, είναι ένα αποτέλεσμα του διαχωρισμού μάζας αλλά και του completeness, που έχει σαν αποτέλεσμα στις πυκνές κεντρικές περιοχές να μην είναι ορατά όλα τα αμυδρά αστέρια εξαιτίας της «φωτορρύπανσης» στην περιοχή και του διακριτικού ορίου του τηλεσκοπίου.

5.4. Ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας

Το διαθέσιμο FoV μέσα στο οποίο έγινε η παρατήρηση των σμηνών είναι 17x26 arcmin. Αυτό σημαίνει πως αν ξεκινήσουμε από το κέντρο του σμήνους πηγαίνοντας προς τα έξω, μπορούμε να πάρουμε κυκλικές περιοχές, οι οποίες συμπεριλαμβάνονται ολόκληρες μέσα στο πεδίο, μέχρι την ακτίνα των r=17/2 = 8.5 arcmin ή r=0.14 deg εκφρασμένη σε μοίρες (Εικόνες 5.9, 5.10 και 5.11).

Εικόνα 5.12. Το οπτικό πεδίο του NGC 6705 (M11) μέχρι την ακτίνα των 8.5 arcmin.



Εικόνα 5.13. Το οπτικό πεδίο του NGC 6809 (M55) μέχρι την ακτίνα των 8.5 arcmin.

Εικόνα 5.14. Το οπτικό πεδίο του NGC 6838 (M71) μέχρι την ακτίνα των 8.5 arcmin.

Ομαδοποιούμε τους αστέρες, χωρίζοντας το πεδίο σε ομόκεντρους δακτυλίους ίσου πάχους (bin = 0.005 deg) με κέντρο το κέντρο του σμήνους. Τα κέντρα των σμηνών τα έχουμε πάρει από τη βιβλιογραφία. Στο σημείο αυτό θα πρέπει να αναφέρουμε πως ο προσδιορισμός του κέντρου ενός σμήνους δεν είναι μία τετριμμένη διαδικασία. Έχει πολύ μεγάλη σημασία η μέθοδος που ακολουθείται καθώς και ποιός αστρικός πληθυσμός έχει χρησιμοποιηθεί ως αναφορά στον προσδιορισμό του κέντρου. Για παράδειγμα, οι Goldsbury et al. (2010) υπολόγισαν αναλυτικά τα κέντρα ενός μεγάλου αριθμού σφαιρωτών σμηνών του Γαλαξία μας, με στατιστικές μεθόδους. Χωρίζοντας το σμήνος σε ομόκεντρες ελλείψεις και υπολόγισαν για καθεμία το βαρύκεντρο, με κάποια αβεβαιότητα. Σταδιακά (μετά από κάποιες επαναλήψεις της διαδικασίας) οδηγήθηκαν σε ολοένα και κεντρικότερες περιοχές κρατώντας κάθε φορά σαν εισαγόμενη προσέγγιση του κέντρου την τιμή του προηγούμενο iteration, έως ότου τελικά μειώθηκε αρκετά η αβεβαιότητα. Η μέθοδος αυτή δίνει μια αρκετά καλή προσέγγιση των συντεταγμένων του κέντρου, αν και η μελέτη έχει γίνει αναπόφευκτα ως προς την προβολή ενός τριδιάστατου αντικειμένου, στις δύο διαστάσεις όπως δηλαδή αυτό προβάλλεται πάνω στις ψηφιακές εικόνες. Θεωρώντας λοιπόν δεδομένα τα κέντρα υπολογίζουμε την αστρική επιφανειακή πυκνότητα, f, σαν συνάρτηση της ακτινικής απόστασης από το κέντρο, διαιρώντας τον αριθμό των αστέρων που καταμετρήθηκαν σε κάθε δακτύλιο (που οριοθετείται από τους κύκλους με ακτίνες r_i και r_{i+1}.) διά την επιφάνεια του δακτυλίου (σχέση 5.11).

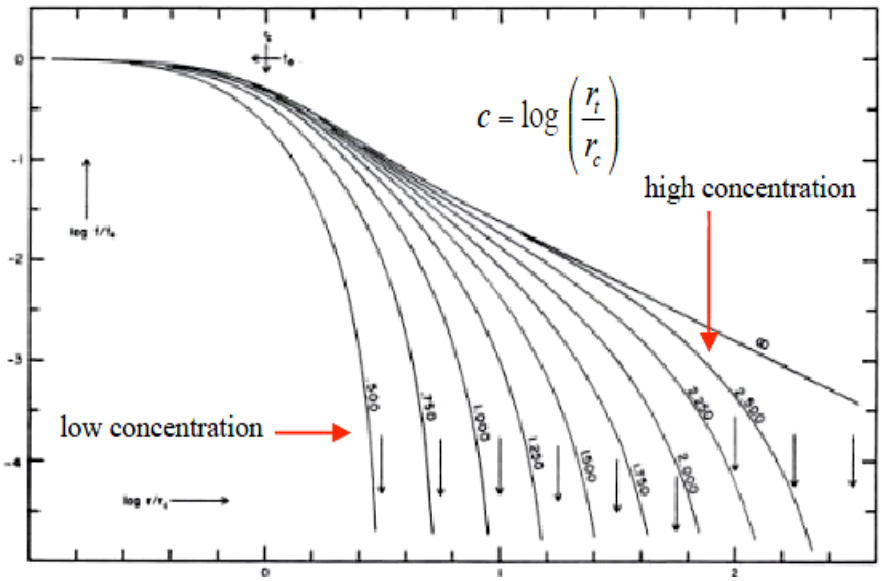
$$f = \frac{\text{stars}}{\text{sq.arcmin}} = \frac{N}{\pi(r_i^2 - r_{i+1}^2)} \qquad \textbf{(5.11)}$$

Κατασκευάζουμε τα ακτινικά προφίλ (αστρική πυκνότητα σαν συνάρτηση της απόστασης από το κέντρο) για τα σμήνη και πάνω σε αυτά προσαρμόζουμε κατάλληλα μοντέλα King 2-παραμέτρων και 3-παραμέτρων (King 1962, 1966, 1995). Στα πλαίσια της εργασίας, δεν θα

αναλύσουμε το θεωρητικό υπόβαθρο των μοντέλων του King αλλά θα αναφέρουμε επιγραμματικά μόνο κάποια βασικά σημεία. Τα μοντέλα του King είναι ημι-στατικά και αποτελούν μια καλή περιγραφή της δομής των αστρικών σμηνών. Υποθέτουμε πως τα αστέρια του σμήνους ακολουθούν μια ισοτροπική κατανομή Maxwell ταχυτήτων, ενώ όλο το σμήνος βρίσκεται μέσα στο παλιρροιακό πεδίο δυνάμεων του Γαλαξία. Εκτός από αυτές τις υποθέσεις, λαμβάνονται υπόψη βασικές αρχές και θεωρήματα της Φυσικής που βρίσκουν εφαρμογή στα συστήματα N-σωμάτων. Θα πρέπει, για παράδειγμα, να διατηρούνται τα ολοκληρώματα κίνησης και να ισχύει προσεγγιστικά το θεώρημα virial. Κάνουμε μια μακροσκοπική προσέγγιση του σμήνους ως ένα ισόθερμο αέριο στο οποίο παίζουν σημαντικό ρόλο οι κρούσεις, δηλαδή οι δυναμικές αλληλεπιδράσεις 2-σωμάτων. Ελεύθερες παράμετροι είναι η ακτίνα του πυρήνα r_c και η κεντρική πυκνότητα fo (ενώ μπορούμε αν θέλουμε να θέσουμε ως ελεύθερη παράμετρο και το αστρικό background f_{bg}). Στην απλούστερη περιγραφή της, η αστρική συγκέντρωση συναρτήσει της ακτίνας δίνεται από την σχέση 5.12. Η ακτίνα στην οποία η βαρυτική σύνδεση των επιμέρους αστέρων με τον πυρήνα είναι αρκετά χαλαρή ώστε είναι δυνατή η διαφυγή αστέρων από το σμήνος, λόγω των παλιρροιακών δυνάμεων του Γαλαξία, λέγεται παλιρροιακή ακτίνα r_t (τρίτη παράμετρος). Το πηλίκο της παλιρροιακής ακτίνας διά την ακτίνα του πυρήνα, μας δίνουν μια προσέγγιση της παραμέτρου συγκέντρωσης c του σμήνους (σχέση 5.13). Στην Εικόνα 5.15 βλέπουμε την χαρακτηριστική μορφή των μοντέλων του King σε λογαριθμική κλίμακα, για διάφορες τιμές της παραμέτρου συγκέντρωσης c, η οποία αυξάνει προς τα δεξιά του διαγράμματος.

$$f=f_{bg}+\frac{f_o}{1+(\frac{r}{r_c})^2} \qquad \textbf{(5.12)}$$

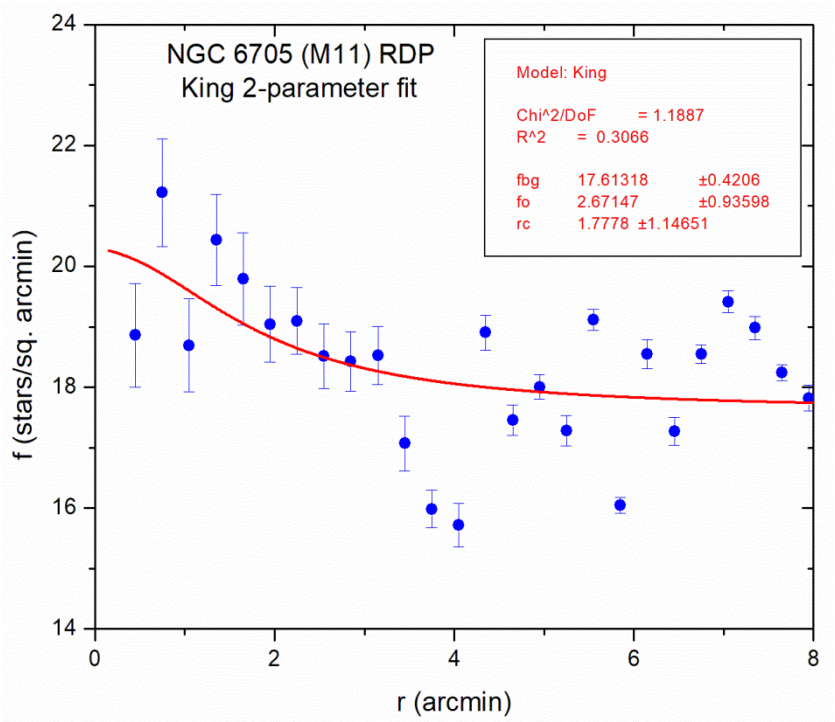
$$c=\log\frac{r_t}{r_c} \qquad \textbf{(5.13)}$$



Εικόνα 5.15. Μοντέλα King, δοσμένα σε λογαριθμική κλίμακα για διάφορες τιμές της παραμέτρου συγκέντρωσης c. Τα μοντέλα King αποτελούν μια αρκετά καλή περιγραφή της δομής των αστρικών σμηνών.

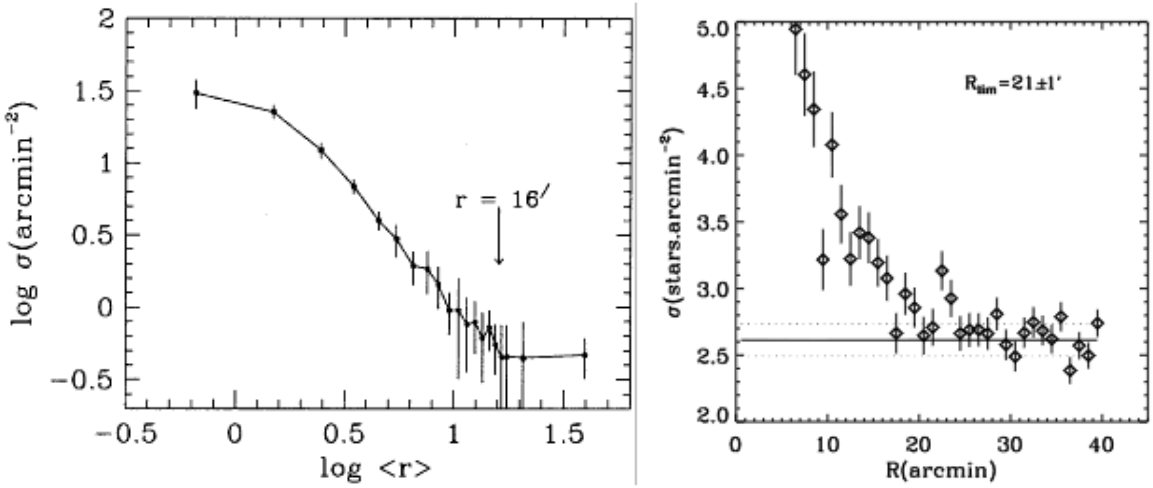
Ακτινικό προφίλ πυκνότητας για το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11)

Κατασκευάζοντας το ακτινικό προφίλ επιφανειακής αστρικής πυκνότητας για το συμπαγές αστρικό σμήνος M11 διαπιστώνουμε πως για την περιοχή 0 έως 8.5 arcmin (Εικόνα 5.12), η αστρική πυκνότητα δεν παρουσιάζει ουσιαστική πτώση (Εικόνα 5.15). Οι λόγοι για τους οποίους συμβαίνει αυτό είναι πρώτον επειδή, όπως έχουμε ήδη αναφέρει, στο πεδίο του M11 υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός αστέρων πεδίου και δεύτερον επειδή η ακτίνα του σμήνους εκτείνεται αρκετά προς τα έξω, με αποτέλεσμα εμείς να έχουμε μετρήσεις μόνο για την κεντρική περιοχή του σμήνους. Σύμφωνα με τους Sung et al. (1999), που διέθεταν ένα πιο μεγάλο FoV, η ακτίνα του σμήνους εκτιμάται πως είναι r_{lim}=16 arcmin (Εικόνα 5.17). Οι Santos et al. (2005) υπολόγισαν την ακτίνα του σμήνους να είναι r_{lim}=21±1 arcmin και την παλιρροιακή ακτίνα να φτάνει την τιμή r_t=52±27 arcmin.



Εικόνα 5.16. Μοντέλο King 2-παραμέτρων για το ανοικτό σμήνος M11. Παρατηρούμε πως μέχρι την ακτίνα των 8.5 arcmin, που έχουμε ως όριο για αξιόπιστες μετρήσεις, δεν παρουσιάζεται κάποια ουσιαστική πτώση της αστρικής πυκνότητας (εξαιτίας της προέκτασης των ορίων του σμήνους πέρα από τα όρια του FoV μας) και γι' αυτό δεν είναι καλή η προσαρμογή της θεωρητικής καμπύλης.

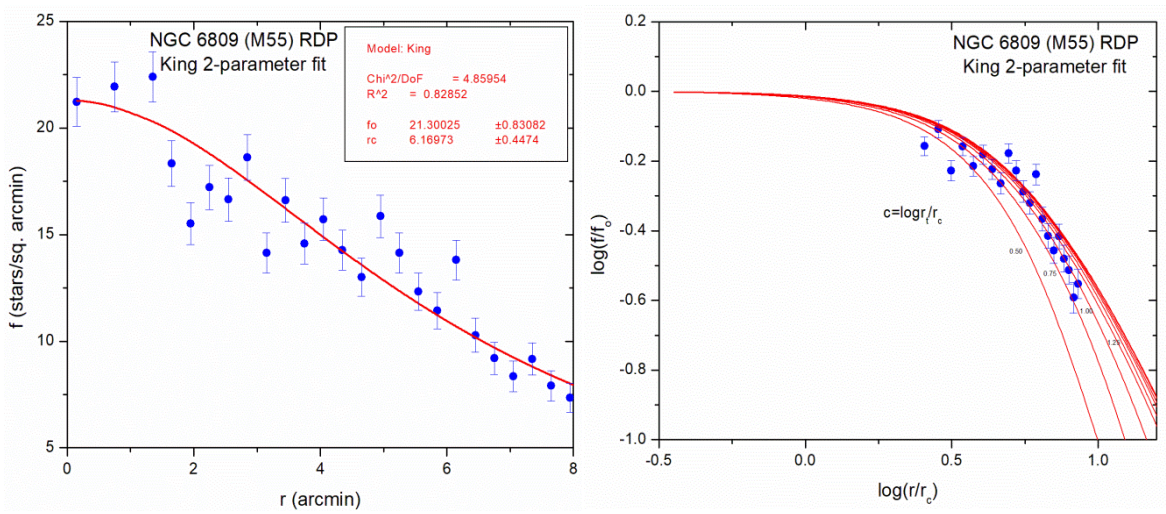
Οι τιμές που εξάγουμε για τις δομικές παραμέτρους είναι: f_{bg}=17.61±0.42 stars/sq. arcmin, f_o=2.67±0.94 stars/sq. arcmin και r_c=1.78±1.15 arcmin. Για τους λόγους που αναφέραμε όμως, δεν μπορούμε να τις θεωρήσουμε αξιόπιστες. Παρόλα αυτά αναφέρουμε συγκριτικά τις αντίστοιχες εκτιμήσεις από άλλες έρευες. Η τιμή της ακτίνας του πυρήνα σύμφωνα με τους Cantat-Caudin (2014) είναι r_c=1.23±0.28 arcmin ενώ οι Santos et al. (2015) την υπολόγισαν σε r_c=1.81±0.71arcmin. Η τιμή της κεντρικής πυκνότητας με βάση τις δύο ερευνητικές ομάδες είναι της τάξης των f_o=20 stars/sq. arcmin, κοντά στην δική μας, αν συνυπολογίσουμε την τιμή της κεντρικής πυκνότητας μαζί με το background.



Εικόνα 5.17. Το ακτινικό προφίλ πυκνότητας του M11, όπως υπολογίστηκε από τους Sung et al. 1999 (αριστερά) και Santos et al 2005 (δεξιά). Τα μεγάλα FoV που διέθεταν και οι δύο ερευνητικές ομάδες, επέτρεψαν τον προσδιορισμό της ακτίνας του σμήνους, η οποία σύμφωνα με τους πρώτους είναι της τάξης των 16 arcmin, ενώ σύμφωνα με τους δεύτερους είναι 21±1 arcmin.

Ακτινικό προφίλ πυκνότητας για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55)

Το ακτινικό προφίλ επιφανειακής αστρικής πυκνότητας του σφαιρωτού σμήνους M55, μαζί με την αντίστοιχη συνάρτηση King δίνονται στην Εικόνα 5.18 (αριστερά). Στο δεξί διάγραμμα της ίδιας εικόνας, δίνεται το προφίλ πυκνότητας σε λογαριθμική κλίμακα, με καμπύλες King για διάφορες παραμέτρους συγκέντρωσης, έτσι ώστε να κάνουμε μια εκτίμηση της συγκέντρωσης για το σμήνος. Στο λογαριθμικό διάγραμμα έχει γίνει κανονικοποίηση των παρατηρησιακών μας σημείων γι' αυτό και οι καμπύλες King τέμνουν τον κατακόρυφο άξονα στο σημείο 0 (=log1).



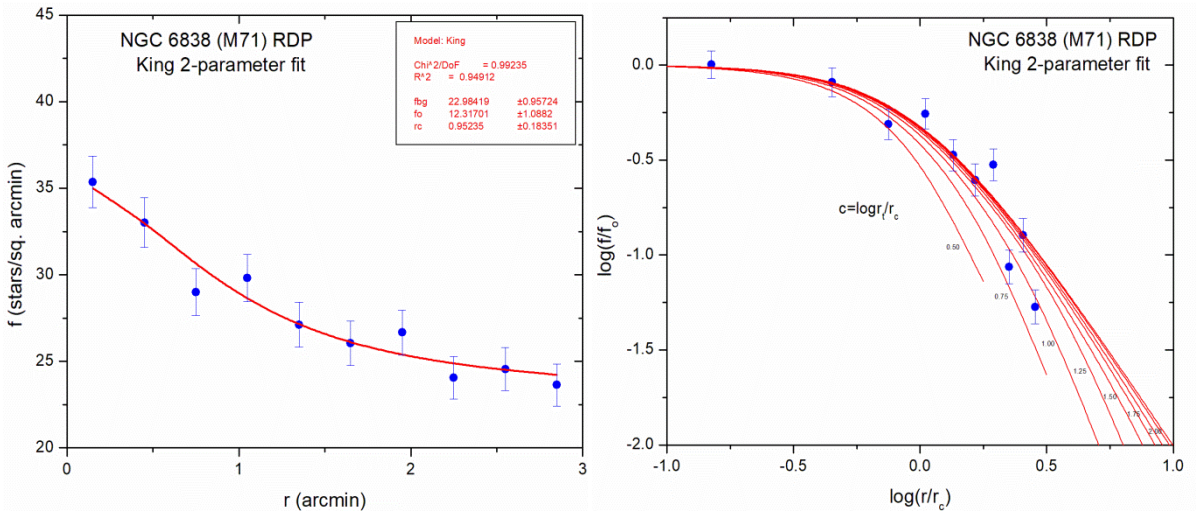
Εικόνα 5.18. Ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας και οι αντίστοιχες θεωρητικές καμπύλες King για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55).

Στα περιθώρια της ακτίνας των 8.5 arcmin, μέσα από την οποία έχουν γίνει οι μετρήσεις μας, παρατηρούμε πως έχουμε μείωση της αστρικής πυκνότητας αρκετά σημαντική ώστε να μπορούμε να προσαρμόσουμε την θεωρητική καμπύλη King. Βρίσκουμε την ακτίνα του πυρήνα r_c=6.17±0.45 arcmin και την κεντρική πυκνότητα f_o=21.3±0.83 stars/sq.arcmin. Η τιμή του

αστρικού background ήταν αμελητέα. Στις πιο εσωτερικές περιοχές του σμήνους οι μετρήσεις μας έχουν μεγαλύτερο σφάλμα εξαιτίας της αυξημένης αστρικής πυκνότητας που δεν μας επιτρέπει να ανιχνεύσουμε μέχρι και τους πιο αμυδρούς αστέρες. Ωστόσο, καθώς αυξάνει η ακτινική απόσταση από το κέντρο έχουμε πιο αξιόπιστες εκτιμήσεις. Με βάση την παρατήρηση αυτή, η συγκέντρωση c κυμαίνεται μεταξύ των τιμών 0.8 και 1, με μια μεγαλύτερη τάση προς το 1. Στον κατάλογο του Harris (1996/2010 update), για το M55 δίνονται οι τιμές r_c=1.80 arcmin και c=0.93. Οι Zaggia et al. 1994 υπολόγισαν αντίστοιχα τα r_c=2.5 arcmin και c=0.83, ενώ εκτίμησαν και την r_t=16.2 arcmin. Την ακτίνα του πυρήνα την βρήκαμε μεγαλύτερη κατά ∿4 arcmin, και αυτό είναι λογικό αν σκεφτούμε τον περιορισμό των διαστάσεων του πεδίου μας και την αβεβαιότητα των μετρήσεων στην πιο συμπαγή κεντρική περιοχή του σμήνους. Η συγκέντρωση που βρήκαμε συμφωνεί με τις εκτιμήσεις της βιβλιογραφίας, έχοντας μια από τις χαμηλότερες τιμές που μπορεί κανείς να συναντήσει σε ένα σφαιρωτό σμήνος. Άλλωστε η χαμηλή συγκέντρωση ήταν και ένα από τα κριτήρια επιλογής του σμήνους για τη μελέτη μας, αν και όπως διαπιστώνουμε τελικά ακόμη και σε αυτή την περίπτωση, χρειάζεται πιο βαθιά φωτομετρία ώστε να διακρίνουμε καλύτερα το αστρικό περιεχόμενο της κεντρικής περιοχής.

Ακτινικά προφίλ για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71)

Στην Εικόνα 5.19 βλέπουμε τα αντίστοιχα ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71). Το M71, όπως και το M55 ανήκει στην κατηγορία των λιγότερο συμπαγών σφαιρωτών σμηνών. Σύμφωνα με τον κατάλογο του Harris (2010 update) η παράμετρος συγκέντρωσης του σμήνους είναι περίπου c=1.15 ενώ η ακτίνα μέσα στα όρια της οποίας συγκεντρώνεται η μισή φαινόμενη λαμπρότητα του σμήνους είναι μόλις $r_{halflight}$=1.67 arcmin.



Εικόνα 5.19. Ακτινικά προφίλ επιφανειακής πυκνότητας και οι αντίστοιχες θεωρητικές καμπύλες King για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71).

Το M71 έχει μικρή φαινόμενη διάμετρο δηλαδή δεν εκτείνεται αρκετά προς τα έξω, με τιμή ακτίνας r_{lim}≈2.9arcmin. Παράλληλα, όπως είδαμε και προηγουμένως, για ακτίνες μεγαλύτερες των 3 arcmin παρατηρείται ένας μεγάλος συνωστισμός από αστέρες πεδίου (background ή foreground). Συνδυάζοντας τις δύο αυτές παρατηρήσεις επιλέγουμε να κατασκευάσουμε το

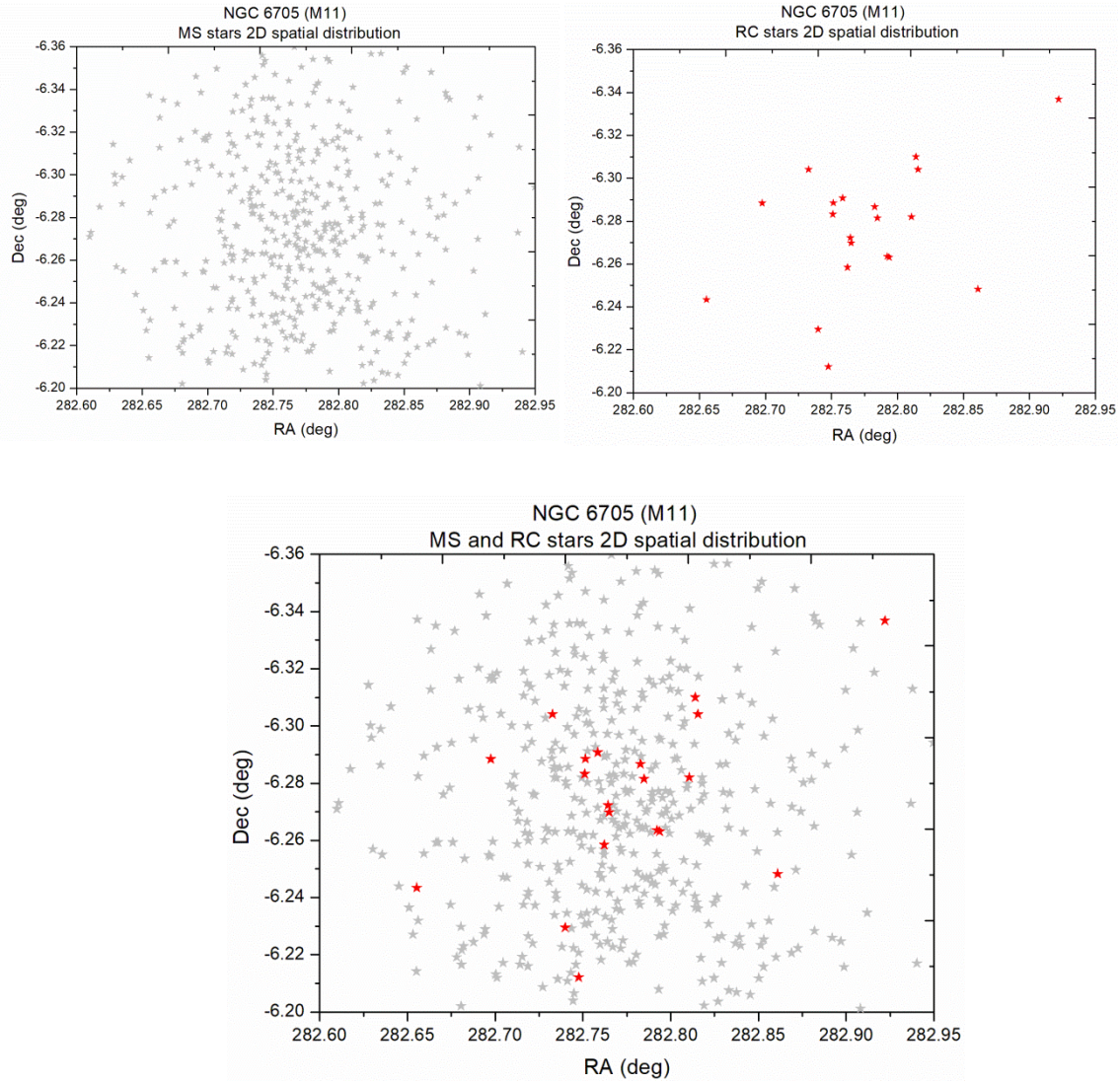
ακτινικό προφίλ του σμήνους για την περιοχή 0 έως 3 arcmin από το κέντρο του σμήνους, όπου επικρατεί σημαντικά ο πληθυσμός των αστέρων του σμήνους, ενώ παράλληλα γνωρίζουμε πως η πτώση της αστρικής συγκέντρωσης που παρατηρούμε, είναι ρεαλιστική. Οι τιμές που εξάγουμε από την προσαρμογή του μοντέλου King 2-παραμέτρων (αριστερό διάγραμμα της Εικόνας 5.19) είναι r_c=0.95±0.18 arcmin, f_o=12.32±1.08 stars/sq.arcmin και f_{bg}=22.98±0.96 stars/sq.arcmin. Η ακτίνα του πυρήνα σύμφωνα με τη βιβλιογραφία (Harris 2010) είναι r_c=0.63 arcmin, αρκετά κοντά στη δική μας εκτίμηση. Η συγκέντρωση σύμφωνα με τον Harris, είπαμε ήδη πως είναι c=1.5. Παρατηρώντας το λογαριθμικό ακτινικό προφίλ της Εικόνας 5.19 (δεξιά), βλέπουμε πως παρόλο που τα σημεία μας παρουσιάζουν διασπορά, στο σύνολό τους κυμαίνονται γύρω από την καμπύλη συγκέντρωσης c=1.5.

5.5. Χωρική (2D) κατανομή επιμέρους αστρικών πληθυσμών

Στην παράγραφο αυτή εξετάζουμε την χωρική κατανομή ορισμένων χαρακτηριστικών αστρικών πληθυσμών των σμηνών, αναζητώντας την ύπαρξη κάποιας βαθμίδας στην κατανομή τους και συζητώντας την πιθανή εξήγηση μιας τέτοιας παρατήρησης. Οι αστρικοί πληθυσμοί απομονώνονται χρησιμοποιώντας το TOPCAT. Το γεγονός ότι έχουμε στη διάθεσή μας 24 CMD για κάθε σμήνος μας βοηθά στην διαδικασία αυτή ως εξής. Αρχικά απομονώνουμε τον πληθυσμό που θέλουμε να μελετήσουμε, χρησιμοποιώντας το CMD στο οποίο διακρίνεται καλύτερα. Τα όρια μέσα στα οποία περιορίζεται ο πληθυσμός (μέγεθος και δείκτης χρώματος) συμφωνούν με τα όρια που εντοπίσαμε στην βιβλιογραφία. Αφού λοιπόν κάνουμε μια αρχική επιλογή, ελέγχουμε αν τα αστέρια που επιλέξαμε βρίσκονται στην αντίστοιχη περιοχή σε όλα τα υπόλοιπα 23 CMD. Τυχαίνει συχνά, αστέρες που έχουν πολύ ακραία χρώματα να εμφανίζονται σε κάποια θέση ενός CMD και σε τελείως διαφορετική θέση πάνω σε ένα άλλο CMD. Αυτούς τους αστέρες τους εξαιρούμε από το δείγμα μας ως “outliers”. Κρατούμε μόνο εκείνους για τους οποίους είμαστε βέβαιοι πως, σε κάθε περίπτωση, περιορίζονται στα όρια που θέσαμε.

Χωρική κατανομή των αστέρων της Κύριας Ακολουθίας και του πληθυσμού του Red Clump για το ανοικτό σμήνος NGC 6705 (M11)

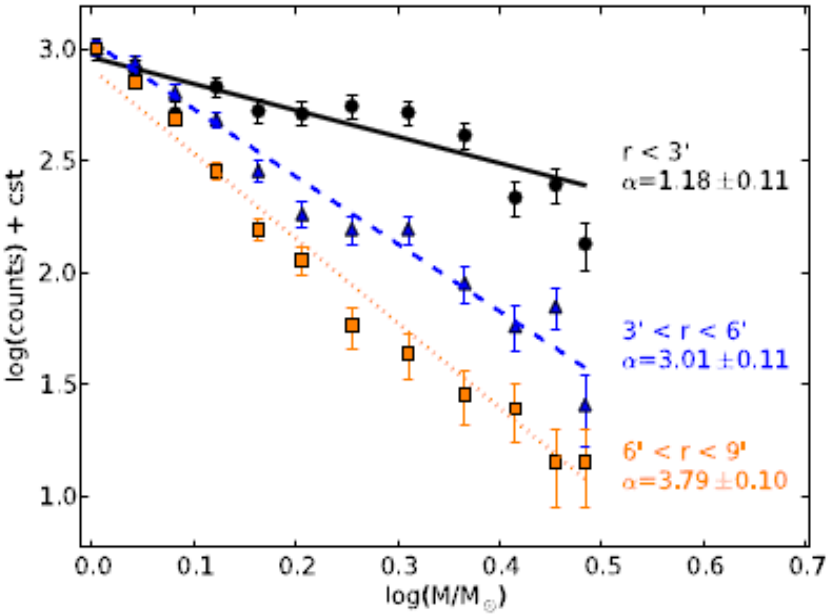
Το CMD του ανοικτού σμήνους M11, χαρακτηρίζεται από δύο βασικές και ευδιάκριτες περιοχές, την Κύρια Ακολουθία (MS) και τους Ερυθρούς Γίγαντες του Red Clump (RC). Με τη μέθοδο που αναφέραμε, απομονώνουμε το πιο λαμπρό τμήμα της ΚΑ (όπου δεν είναι μεγάλη η διασπορά των σημείων και είναι πιο πιθανό τα αστέρια που επιλέξαμε να είναι όντως μέλη της MS) και τον πληθυσμό του RC. Στην έρευνα των Cantat-Caudin et al. (2014) δίνεται ένας κατάλογος των επιβεβαιωμένων μελών του RC. Κάνοντας “matching” τον κατάλογο αυτό με τον δικό μας, εντοπίζουμε και τελικά κρατάμε μόνο τα αστέρια αυτά. Στην Εικόνα 5.20, δίνονται οι θέσεις των δύο πληθυσμών ξεχωριστά (επάνω) αλλά και σε κοινή απεικόνιση (κάτω) ώστε να έχουμε εποπτεία των σχετικών τους θέσεων.



Εικόνα 5.20. Χωρική κατανομή των αστέρων της MS (πάνω αριστερά), του RC (πάνω αριστερά) και των δύο πληθυσμών μαζί (κάτω), για το μαζικό ανοικτό σμήνος M11. Παρατηρούμε πως τα μαζικά αστέρια του RC είναι πιο συγκεντρωμένα προς την κεντρική περιοχή του σμήνους σε σύγκριση με τους νάνους αστέρες της MS, που παρουσιάζουν μια πιο απλωμένη κατανομή.

Παρατηρούμε πως ο πληθυσμός του RC παρουσιάζει την τάση να είναι πιο κεντρικά συγκεντρωμένος σε σχέση με τους αστέρες της MS. Η χωρική αυτή κατανομή μπορεί να αποδοθεί στον διαχωρισμό μάζας στο σμήνος, που θέλει τους πιο μαζικούς αστέρες να είναι πιο συγκεντρωμένοι και τους λιγότερο μαζικούς να κινούνται σε πιο ανοικτές τροχιές γύρω από το κοινό κέντρο μάζας. Σύμφωνα με την έρευνα των Maciejewski et al. (2013) σε 42 ανοικτά σμήνη, βρέθηκε πως τα τυπικά ανοικτά σμήνη, είναι δυναμικά εξελιγμένα και παρουσιάζουν παρατηρήσιμο διαχωρισμό μάζας όταν αυτά έχουν ηλικίες logage>8. Το M11 βρήκαμε πως έχει logage=8.35±0.05 age/yr. Παρόλα αυτά η ασυνήθιστα μεγάλη μάζα του για ανοικτό σμήνος (m =(22±35)×10^3 $M_\odot$ σύμφωνα με τους Santos et al. 2015), θα έπρεπε να έχει επιβραδύνει σημαντικά τον ρυθμό δυναμικής εξέλιξης του σμήνους καθώς οδηγεί σε μεγάλο χρόνο χαλάρωσης. Ωστόσο, η θέση του μέσα στον ηλιακό κύκλο, επιταχύνει την δυναμική του εξέλιξη εξαιτίας της επίδρασης των ισχυρών παλιρροιακών πεδίων στην περιοχή (Bonatto & Bica 2005). Έτσι, ο χρόνος χαλάρωσης του πυρήνα τελικά προκύπτει μικρότερος από την ηλικία του σμήνους ($\log t_{relax_core}$=8.19 < logage=8.35) και αυτό έχει ως αποτέλεσμα να παρατηρούμε τον

διαχωρισμό μάζας στις κεντρικές περιοχές του σμήνους, σε συμφωνία με τους Cantat-Caudin (2014) και Santos (2015)(βλ. Εικόνα 5.21).

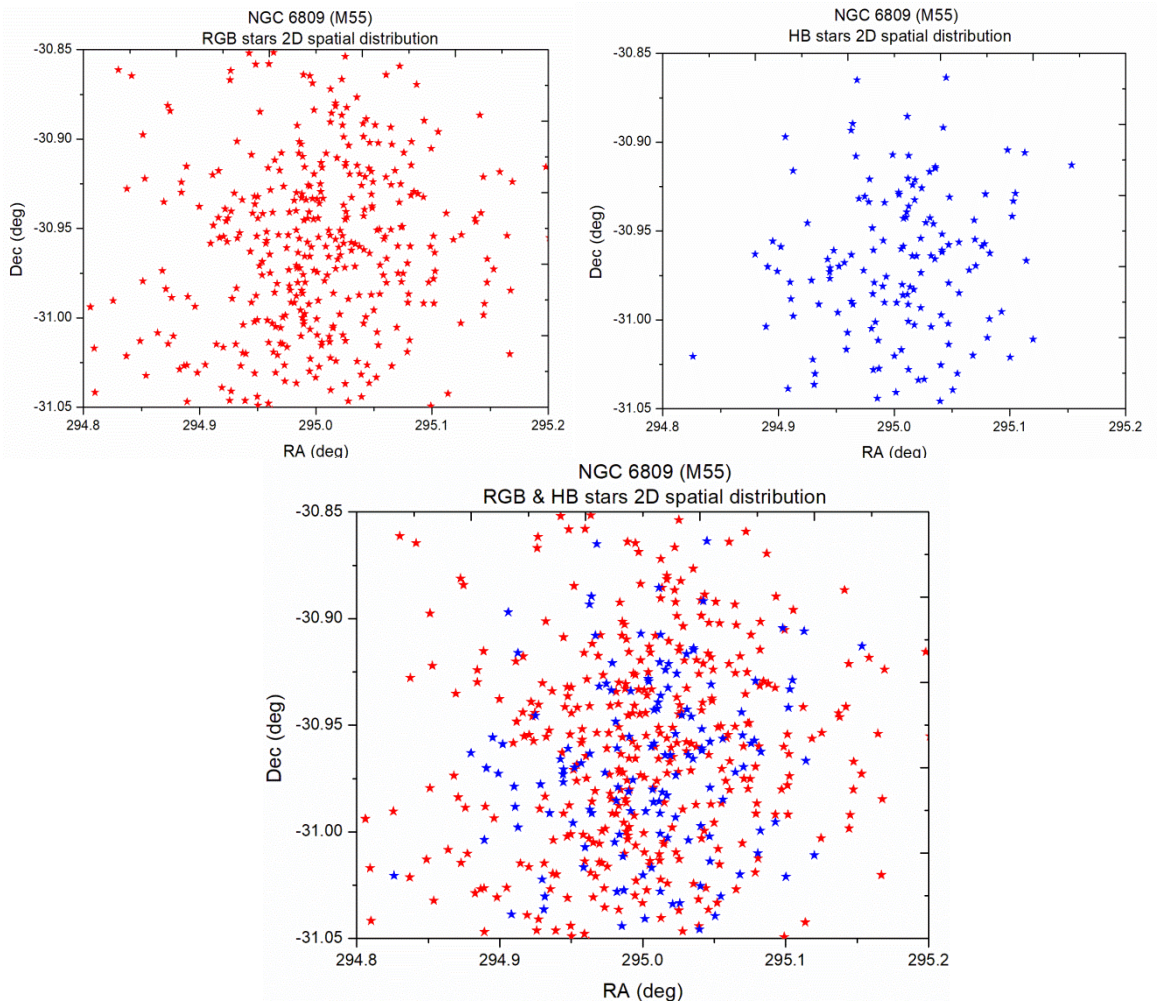


Εικόνα 5.21. Η μεταβολή στην κλίση της συνάρτησης μάζας, για διάφορες περιοχές του σμήνους, αποδεικνύει την ύπαρξη του διαχωρισμού μάζας στο M11 (Πηγή: Cantat-Caudin et al. 2014).

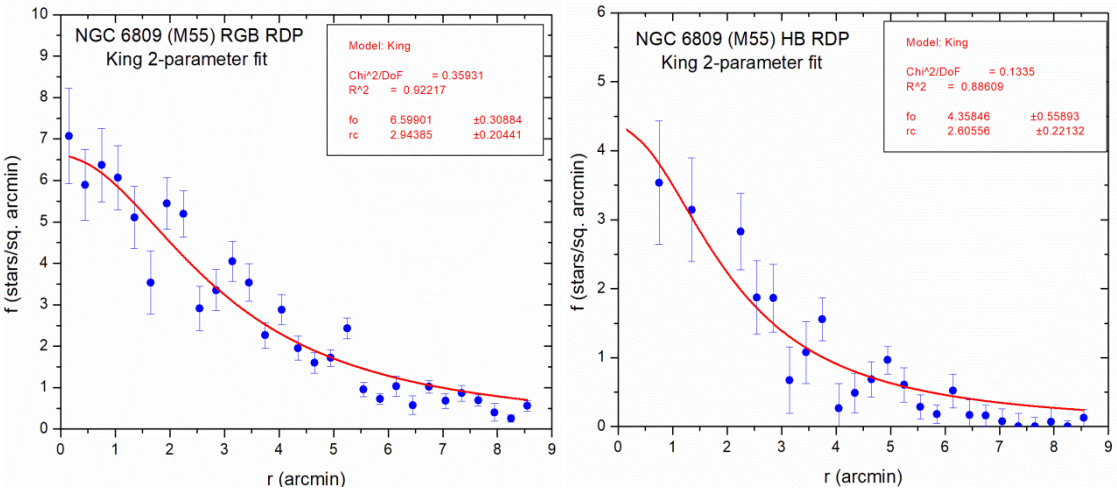
Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB και του HB για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6809 (M55)

Για τα σφαιρωτά σμήνη, που αποτελούνται από χιλιάδες αστέρια, δεν δίνονται στη βιβλιογραφία ομογενείς κατάλογοι με όλα τα αστέρια των χαρακτηριστικών τους γηραιών και λαμπρών πληθυσμών (RGB και HB). Συνήθως γίνονται φασματοσκοπικές παρατηρήσεις σε μικρά δείγματα μεμονωμένων αστέρων. Οπότε, η επιλογή των πληθυσμών έγινε με την μέθοδο που περιγράψαμε στην εισαγωγή της §5.1. Για το σφαιρωτό σμήνος M55 αρχικά απομονώσαμε τους πληθυσμούς του RGB και του HB (Εικόνα 5.22).

Παρατηρούμε πως οι δύο πληθυσμοί δεν παρουσιάζουν ουσιαστική διαφορά στη χωρική κατανομή τους, όπως φαίνεται και από τα ακτινικά τους προφίλ (Εικόνα 5.23). Το αποτέλεσμα αυτό βρίσκεται σε συμφωνία με τα ευρήματα των Zaggia et al. (1994) και Vargas-Alvarez (2007).

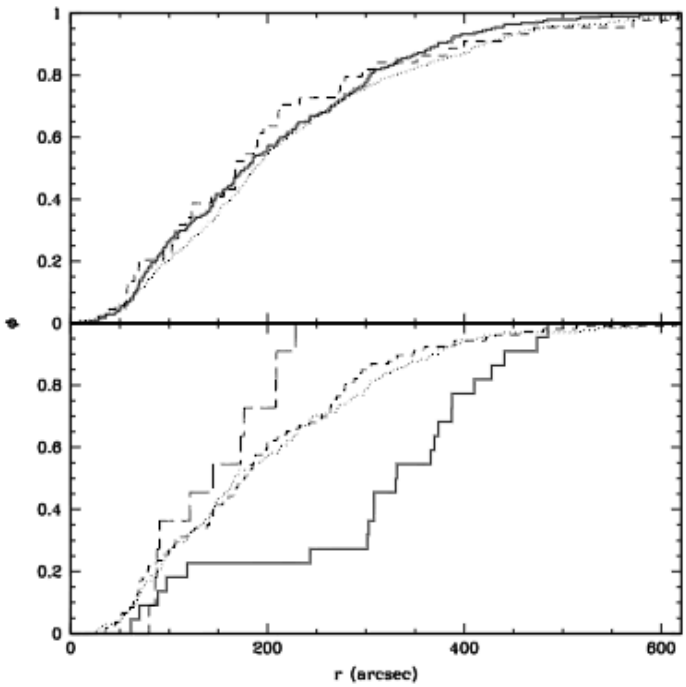


Εικόνα 5.22. Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB (πάνω αριστερά), του HB (πάνω αριστερά) και των δύο πληθυσμών μαζί (κάτω), για το σφαιρωτό σμήνος M55. Τα αστέρια των δύο πληθυσμών δεν παρουσιάζουν κάποια ουσιαστική διαφορά στην κατανομή τους.

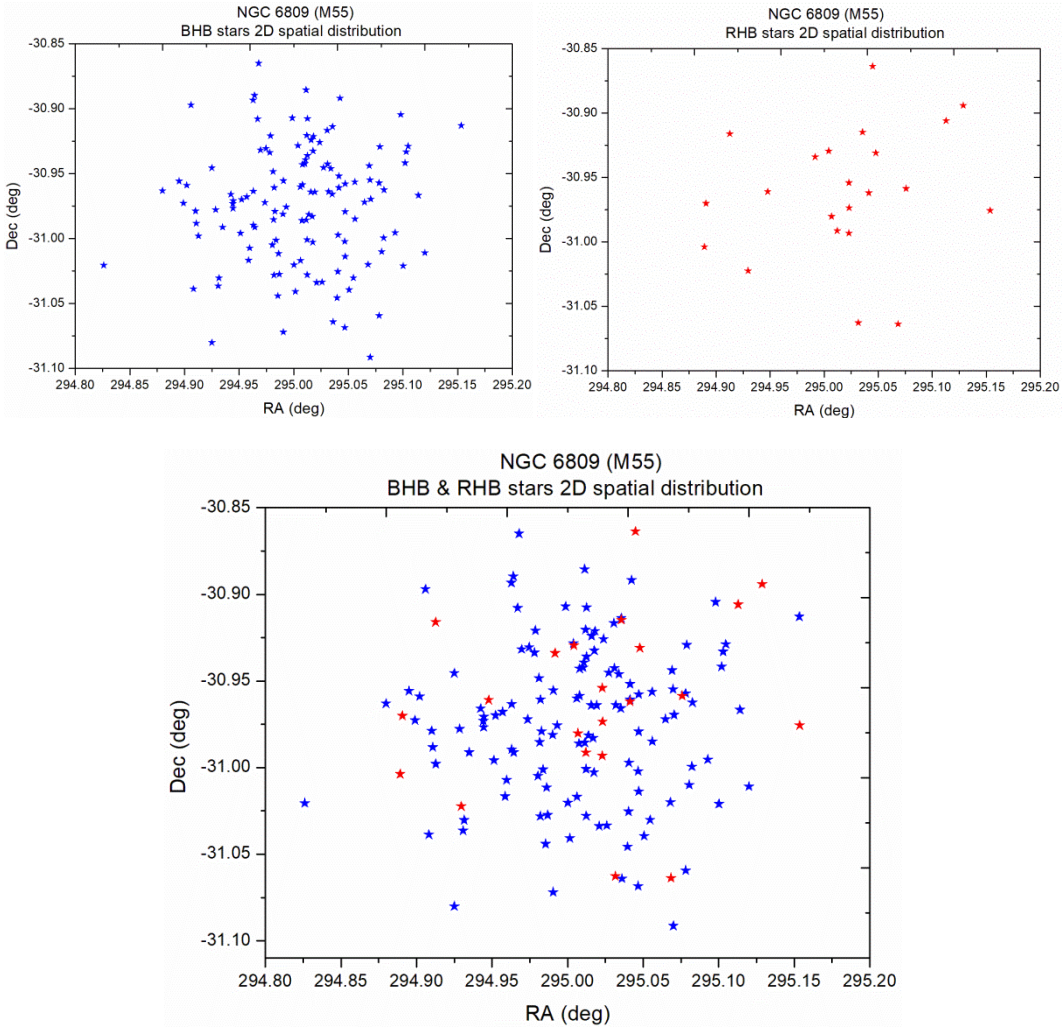


Εικόνα 5.23. Τα ακτινικά προφίλ για τους αστέρες του RGB (αριστερά) και του HB (δεξιά) για το M55, επιβεβαιώνουν πως δεν υπάρχει κάποια ουσιαστική διαφορά στην ακτινική τους κατανομή μέσα στο σμήνος.

Παρόλα αυτά, αναλύοντας ξεχωριστά τον Μπλε Οριζόντιο Κλάδο (BHB) και τον πιο Ερυθρό Οριζόντιο Κλάδο (RHB), βρήκαμε ενδεχομένως μια μικρή διαφορά στην χωρική τους κατανομή, με τον BHB ναι έχει μια τάση να πιο είναι κεντρικά συγκεντρωμένος από τον RHB (Εικόνες 5.24, 5.25).



Εικόνα 5.24. Αθροιστικές κατανομές των διάφορων λαμπρών πληθυσμών του M55. Σύγκριση για HB, AGB και RGB (επάνω) δείχνει πως δεν υπάρχει ουσιαστική διαφορά στην κατανομή τους. Αναλύοντας όμως τον HB σε δύο συνιστώσες (κάτω), τον BHB (φαρδιά διακεκομμένη γραμμή) και RHB (συνεχόμενη γραμμή) βλέπουμε πως ο πρώτος είναι πιο κεντρικά συγκεντρωμένος από τον τελευτα (Πηγή: Vargas-Alvarez et al. 2007).



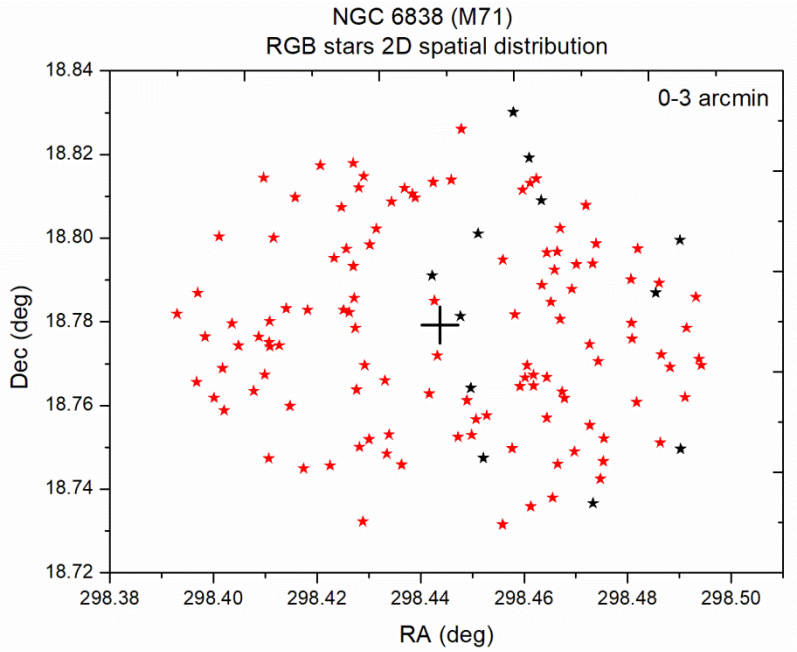
Εικόνα 5.25. Χωρική κατανομή του BHB (πάνω αριστερά) και του RHB (πάνω δεξιά) για το M55. Κάτω απεικονίζονται και οι δύο υπο-πληθυσμοί. Ο BHB είναι λίγο πιο κεντρικά συγκεντρωμένος.

Σύμφωνα με τους Vargas et al. 2007,το M55 διαθέτει έναν ασυνήθιστα μεγάλο αριθμό αστέρων στον AGB, κατέχοντας μάλιστα το ρεκόρ της αναλογίας RGB προς AGC, που έχει καταγραφεί σε σφαιρωτό σμήνος. Η ιδιαίτερη μορφολογία και η αυξημένη μεταλλικότητα του HB, φαίνεται να έχουν παράγει μακρόβιους αστέρες στον HB, οι οποίοι με τη σειρά τους συνδέονται με την αυξημένη παραγωγή αστέρων του AGB. Σφαιρωτά σμήνη που χαρακτηρίζονται από πιο μπλε HB, πιθανότατα παράγουν αστέρες που δεν φτάνουν ποτέ στον AGB. Παρόλο που το M55 είναι ένα σφαιρωτό σμήνος με μικρή κεντρική συγκέντρωση, η παρουσία Blue Stragglers σε αυτό και η ηλικία του, που είναι μεγαλύτερη από τον χρόνο χαλάρωσης, (Zaggia et al. 1994, Vargas et al. 2014) δείχνουν πως πρόκειται για ένα δυναμικά εξελιγμένο σμήνος. Η μέτρια διαφορά στην κατανομή των αστέρων των BHB και RHB, πιθανότατα συνδέεται με αυτό, αν και δεν έχει δοθεί ακόμη κάποια ικανοποιητική εξήγηση. Θα μπορούσε η διαφορά αυτή να είναι και μια έκφραση του “second parameter phenomenon”, σύμφωνα με το οποίο η μορφολογία του HB δείχνει να μην είναι μονοσήμαντα καθορισμένη αλλά να συνδέεται και με άλλες παραμέτρους πέραν της μεταλλικότητας που παίζει τον πρωταρχικό ρόλο. Μπορεί, για παράδειγμα, οι υπο-πληθυσμοί που αναφέραμε για τον HB του M55, να δημιουργήθηκαν με μια μικρή χρονική διαφορά ο ένας ως προς τον άλλο. Σύμφωνα με

πρόσφατες έρευνες, εξετάζεται γενικά σε σφαιρωτά σμήνη, το σενάριο η πρώτη γενιά αστέρων κατά την αστρική εξέλιξη να εμπλουτίζει με αέριο τον χώρο του σμήνους. Οπότε η αμέσως επόμενη γενιά παρουσιάζει μικρή διακύμανση στο χημικό της αποτύπωμα καθώς αποτελείται από πρωταρχικό υλικό του σμήνους εμπλουτισμένο με υλικό που διέφυγε κατά την αστρική εξέλιξη των αστέρων της πρώτης γενιάς. Επομένως, η δεύτερη γενιά θα είναι λίγο πιο κεντρικά συγκεντρωμένη από την πρώτη (με τη λογική ότι εκεί είναι μεγαλύτερη η πυκνότητα των μοριακών νεφών στα οποία γίνεται η αστρογένεση) και θα έχει ελαφρώς διαφορετική χημική σύσταση. Κάτι ανάλογο είναι πιθανό να συμβαίνει και με τους δύο υπο-πληθυσμούς του HB στο M55. Ωστόσο, το ζήτημα αυτό παραμένει ανοικτό και μόνο μελλοντικές εκτενέστερες φωτομετρικές και φασματοσκοπικές έρευνες, σε συνδυασμό με αριθμητικές προσομοιώσεις N-σωμάτων, θα αποκαλύψουν με βεβαιότητα την φύση και τους μηχανισμούς πίσω από τη μορφολογία των HB.

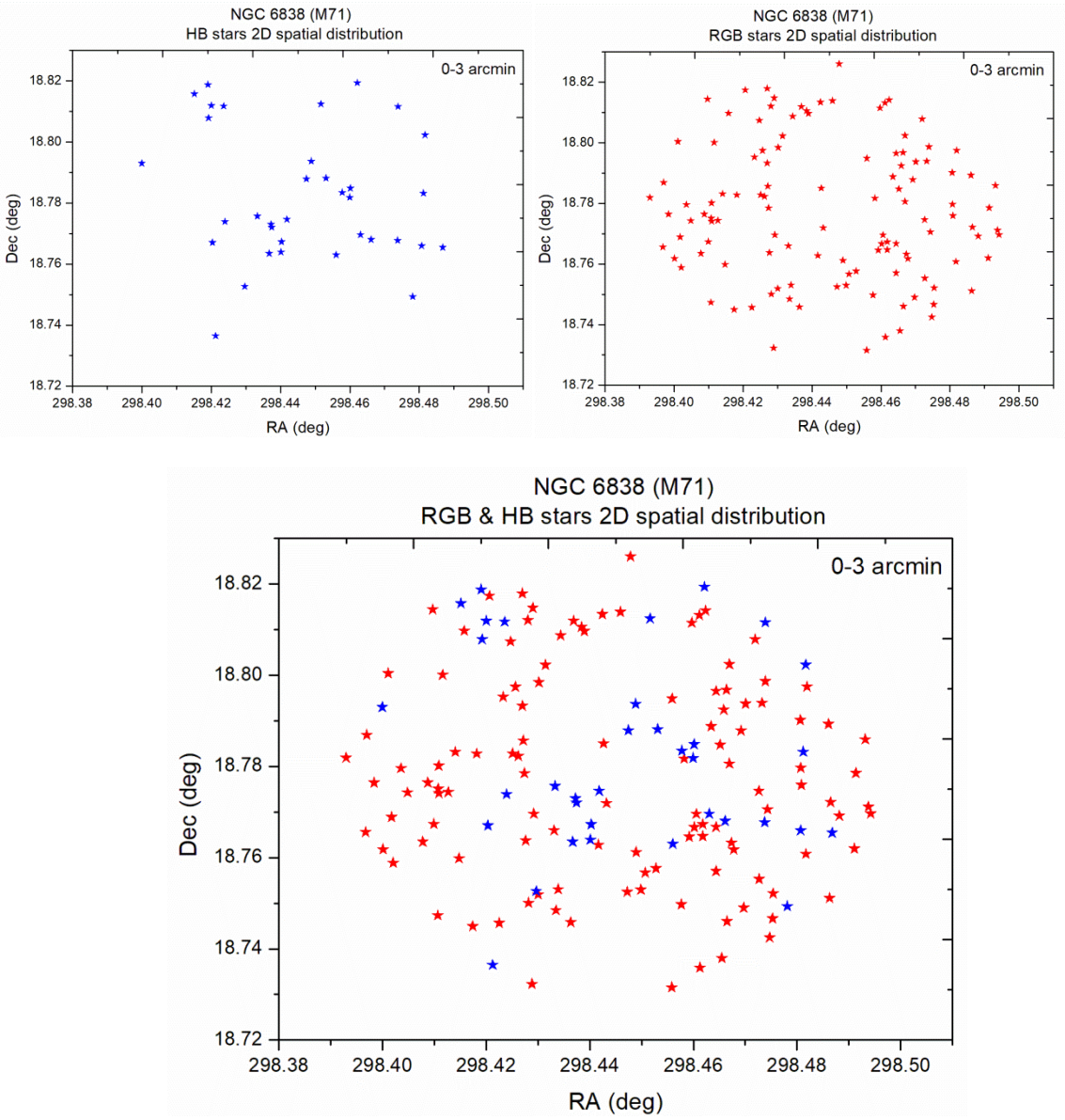
Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB και του HB για το σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71)

Το M71 μαζί με το 47 Tuc κατέχουν το ρεκόρ υψηλότερης μεταλλικότητας μεταξύ των σφαιρωτών σμηνών του Γαλαξία. Όπως έχουμε αναφέρει, έχει ένα μικρό Οριζόντιο Κλάδο ενώ απουσιάζουν τελείως οι παλλόμενοι μεταβλητοί RR Lyrae. Επομένως, δεν γίνεται να κάνουμε διάκριση σε BHB και RHB, όπως στο M55. Άρα οι πληθυσμοί που επιλέγουμε να εξετάσουμε στην χωρική κατανομή τους είναι ο συνολικός μικρός HB και ο RGB. Στην περίπτωση του M71, που έχουμε πολλούς αστέρες πεδίου και γνωρίζουμε πως το σμήνος έχει μικρή ακτίνα, η επιλογή των πληθυσμών με το TOPCAT γίνεται με βάση τα CMD που κατασκευάσαμε για την εσωτερική περιοχή του πεδίου μας (0 έως 3 arcmin).



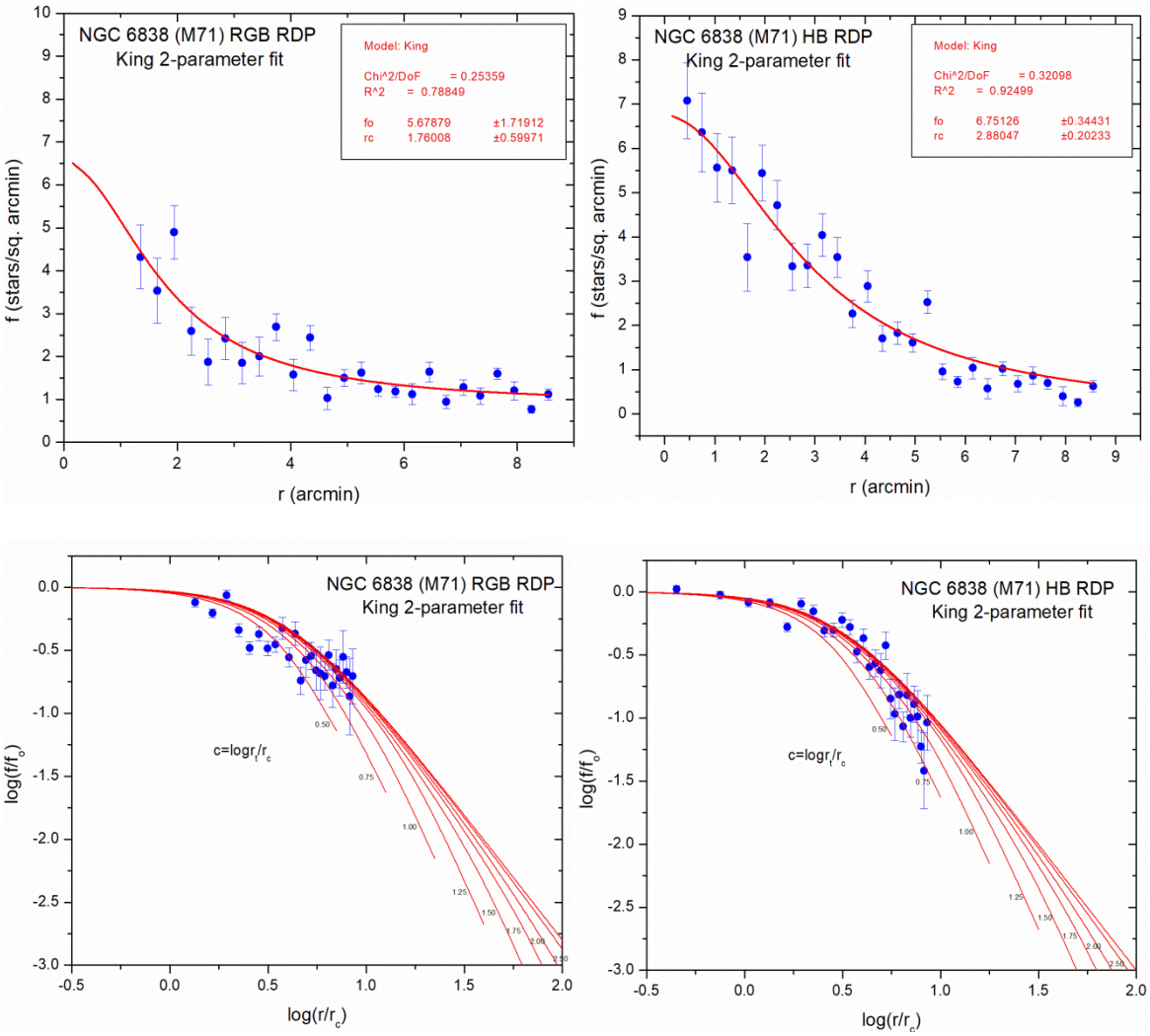
Εικόνα 5.26. Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB για το σφαιρωτό σμήνος M71. Με μαύρο χρώμα απεικονίζονται οι 14 ερυθροί γίγαντες της μελέτης των Dias et al. 2014, τους οποίους δεν θεωρούμε αντιπροσωπευτικό δείγμα για τις ανάγκες της δική μας ανάλυσης, καθώς είναι λίγοι σε αριθμό και βρίσκονται μόνο στη μία πλευρά του πεδίου. Ο μαύρος σταυρός δείχνει την θέση του κέντρου του σμήνους.

Βέβαια, αυτό δεν αρκεί για να αποκλείσουμε πλήρως αστέρια του πεδίου, αλλά είναι η βέλτιστη λύση δεδομένου ότι δεν βρήκαμε καταλόγους με όλα τα αστέρια-μέλη του RGB και του HB στη βιβλιογραφία. Για παράδειγμα, οι Dias et al. 2014 μελέτησαν 14 από τους Ερυθρούς Γίγαντες του M71. Κάνοντας matching με το TOPCAT τη λίστα τους με τη δική μας, εντοπίσαμε τους 14 αστέρες στα δεδομένα μας και διαπιστώσαμε πως το δείγμα τους εκτός από ολιγάριθμο ήταν και επιλεγμένο μόνο από τη μία πλευρά του πεδίου τους (Εικόνα 5.26). Έτσι, δεν μπορούμε να το χρησιμοποιήσουμε στη μελέτη μας ως αντιπροσωπευτικό για τον πληθυσμό του RGB. Για τους αστέρες του HB βρήκαμε ομοίως δείγματα λίγων μεμονωμένων αστέρων στη βιβλιογραφία και έτσι η επιλογή τους βασίστηκε στα δικά μας κριτήρια επιλογής με τα 24 CMD. Η χωρική κατανομή των δύο πληθυσμών δίνεται στην Εικόνα 5.27.



Εικόνα 5.27. Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB (πάνω αριστερά), του HB (πάνω αριστερά) και των δύο πληθυσμών μαζί (κάτω), για το σφαιρωτό σμήνος M71. Τα αστέρια των δύο πληθυσμών δεν παρουσιάζουν κάποια ουσιαστική διαφορά στην κατανομή τους.

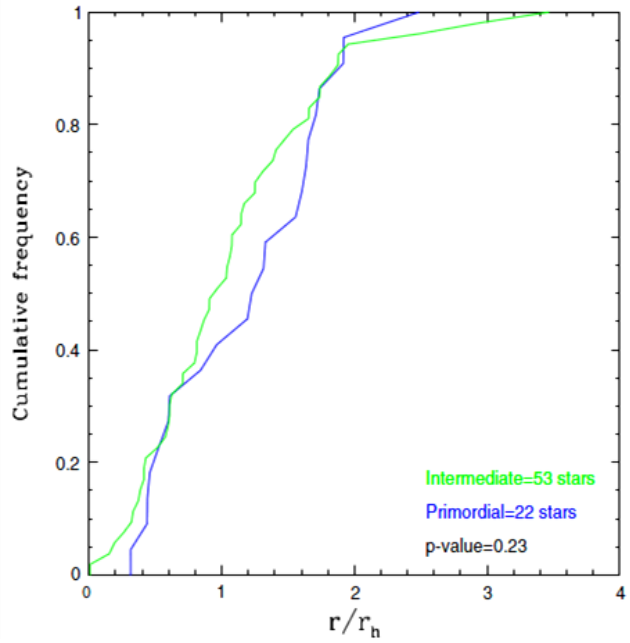
Παρατηρούμε πως οι δύο πληθυσμοί δεν παρουσιάζουν κάποια ουσιαστική διαφορά στην κατανομή τους, όπως και στο σμήνος M55. Από τα ακτινικά προφίλ της Εικόνας 5.28, ωστόσο, βλέπουμε πως μια μικρή τάση των αστέρων του RGB να είναι πιο συγκεντρωμένοι αφού r_c=1.76 arcmin για τον RGB και r_c=2.88 arcmin για τον HB. Μια πιο συγκεντρωμένη κατανομή του πληθυσμού του RGB θα μπορούσε να εξηγηθεί από το γεγονός ότι το σμήνος είναι αρκετά εξελιγμένο δυναμικά και παρουσιάζει σε σημαντικό βαθμό διαχωρισμό μάζας, οπότε οι μαζικοί αστέρες του RGB είχαν τον χρόνο να εξελιχθούν δυναμικά και συγκεντρωθούν πιο κεντρικά από τους λιγότερο μαζικούς αστέρες του HB.



Εικόνα 5.28. Ακτινικά προφίλ αστρικής πυκνότητας των αστέρων του RGB (αριστερά) και του HB (δεξιά). Παρατηρούμε πως δεν υπάρχει ουσιαστική διαφορά στην κατανομή των δύο πληθυσμών μέσα στο σμήνος, με μια μικρή ίσως τάση των αστέρων του RGB να κατέχουν ελαφρώς πιο κεντρικές θέσεις.

Το M71 είναι ένα δυναμικά εξελιγμένο σφαιρωτό σμήνος, όπως προκύπτει από την κλίση της συνάρτησης μάζας των (Leigh & Sills 2010) και από το γεγονός ότι η εξελικτική του ηλικία είναι μεγαλύτερη από τον χρόνο χαλάρωσής του. Ακόμη, έχουν ανιχνευθεί σε αυτό πολλαπλοί αστρικοί πληθυσμοί, διακριτοί φασματοσκοπικά, οι οποίοι όμως δεν παρουσιάζουν κάποια διαφορά στην ακτινική κατανομή τους όπως φαίνεται και στο αντίστοιχο διάγραμμα των

Cordero et al. (2015) στην Εικόνα 5.29. Φαίνεται λοιπόν να υπάρχει μεγάλη ανάμειξη μεταξύ όλων των λαμπρών πληθυσμών του σμήνους (Ο διαχωρισμός μάζας φαίνεται πιο έντονα στη σύγκριση των κατανομών των νάνων αστέρων της ΚΑ με τις αντίστοιχες κατανομές των γιγάντων. Στην παρούσα διπλωματική εργασία, δεν μελετήσαμε την κατανομή της αμυδρής MS λόγω του περιορισμού της φωτομετρίας μας, που μας επέτρεψε να έχουμε μετρήσεις για την περιοχή του CMD από το turnoff-point και άνω).

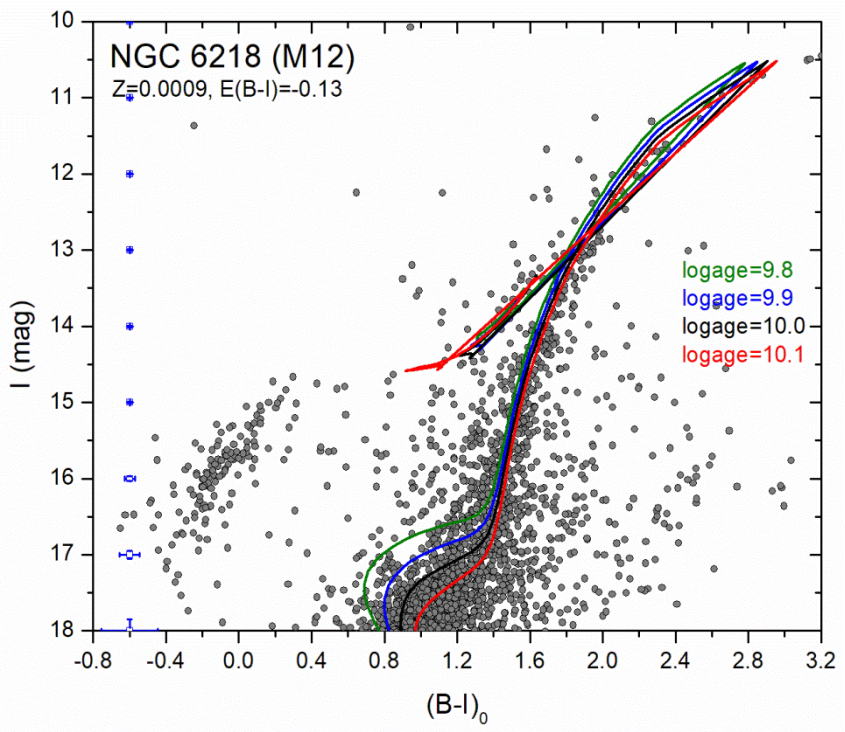


Εικόνα 5.29. Αθροιστικά ακτινικά προφίλ των αστέρων της πρώτης και δεύτερης γενιάς του M71. Οι δύο πληθυσμοί είναι διακριτοί φασματοσκοπικά, αλλά δεν παρουσιάζουν κάποια βαθμίδα στην ακτινική κατανομή τους στο σμήνος. (Πηγή: Cordero et al. 2015).

Στη συνέχεια, παρουσιάζουμε ενδεικτικά, τη χωρική κατανομή για αστρικούς πληθυσμούς ακόμη τριών σμηνών, από τα οκτώ, που συνολικά μελετήσαμε στα ευρύτερα πλαίσια της διπλωματικής αυτής εργασίας.

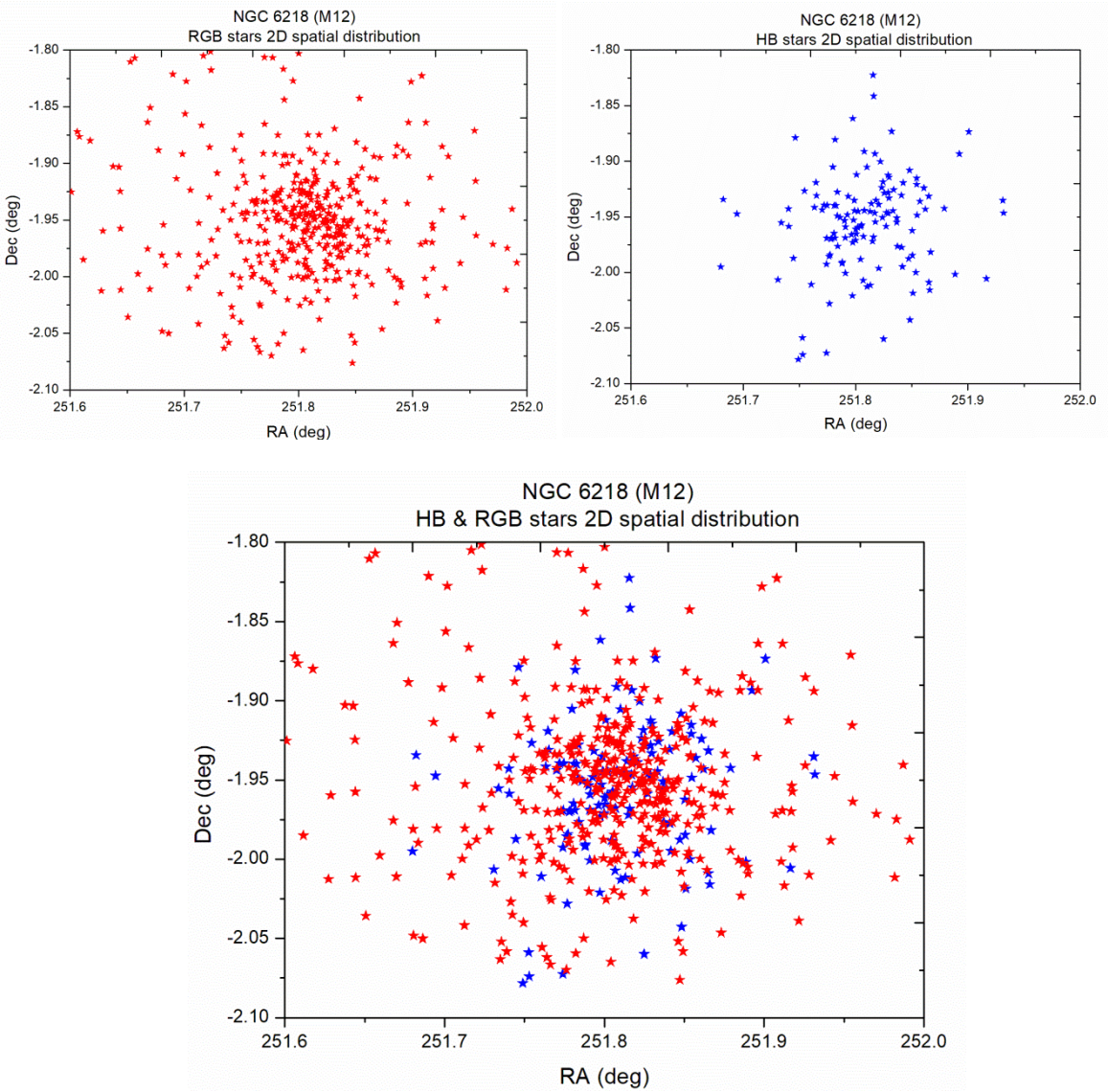
Χωρική κατανομή των αστέρων του RGB και του HB για το γηραιό σφαιρωτό σμήνος NGC 6218 (M12)

Το σφαιρωτό σμήνος M12 είναι ένα από τα γηραιότερα σφαιρωτά σμήνη του Γαλαξία μας, αποτελώντας κυριολεκτικά ένα απολίθωμα από την εποχή δημιουργίας του. Η ηλικία του αγγίζει την ηλικία του Σύμπαντος, έχει πολύ χαμηλή μεταλλικότητα και παρουσιάζει ένα ιδιαίτερα εκτεταμένο μπλε HB (Εικόνα 5.30) που δεν περιγράφεται από τις ισόχρονες του PARSEC εξαιτίας της ύπαρξης του second parameter phenomenon και του περιορισμού των μοντέλων αστρικής εξέλιξης στις μεγάλες ηλικίες. Επίσης, σύμφωνα με φασματοσκοπικές μελέτες, ο μπλε HB φαίνεται να συνδέεται με την δεύτερη γενεά αστέρων του σμήνους. Το M12 είναι εξελιγμένο δυναμικά όπως φαίνεται από την παρουσία των Blue Stragglers.

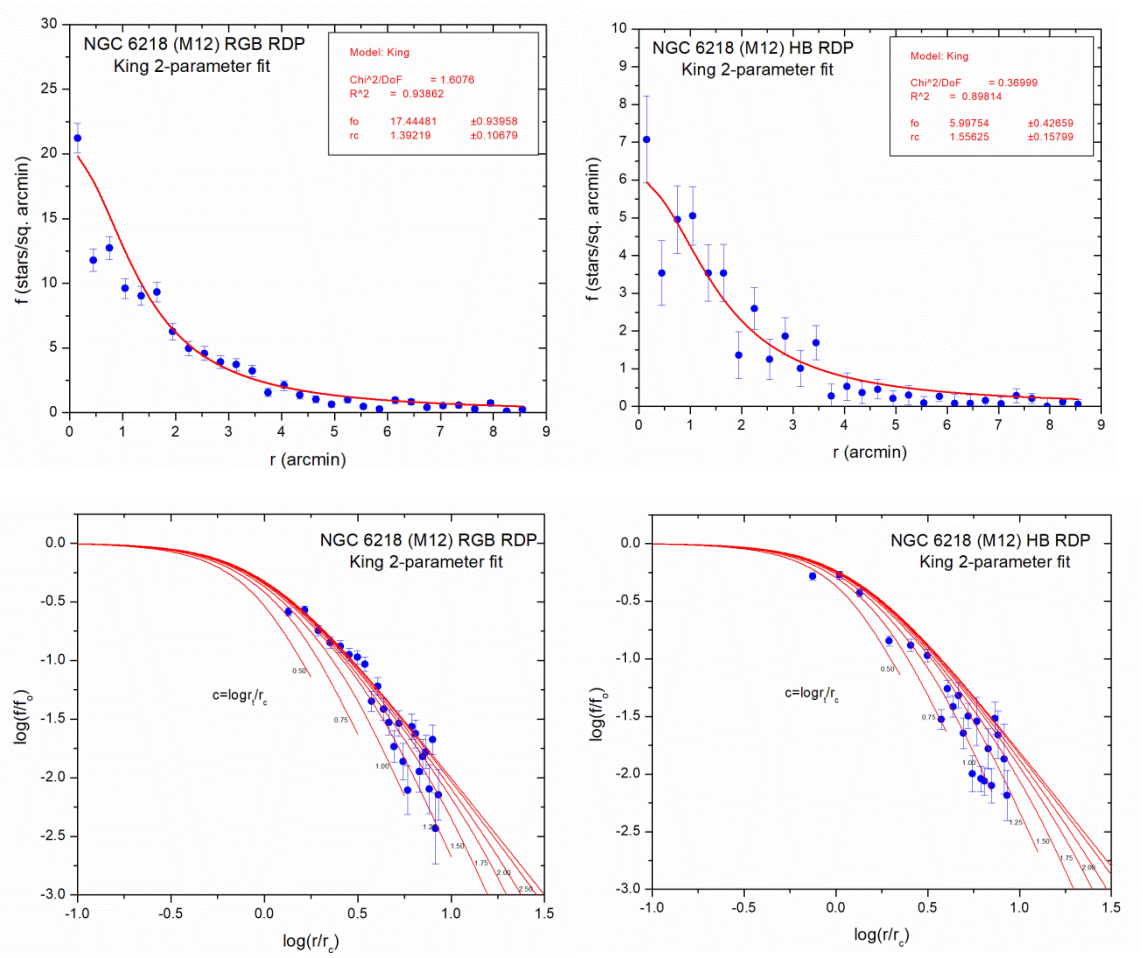


Εικόνα 5.30. Ένα από τα 24 CMD του γηραιού σφαιρωτού σμήνους M12. Ο εκτεταμένος BHB δεν περιγράφεται από τις θεωρητικές ισόχρονες του PARSEC. Ένα από τα πιθανά σενάρια της μορφολογίας του BHB είναι πως αποτελείται από τα αστέρες μιας δεύτερης γενεάς μέσα στο σμήνος.

Στην Εικόνα 5.31 δίνεται η χωρική κατανομή των αστέρων του HB και του RGB, ενώ τα ακτινικά προφίλ τους τα βλέπουμε στην Εικόνα 5.32. Παρατηρούμε πως ο RGB είναι πιο κεντρικά συγκεντρωμένος σε σχέση με τον HB. Αυτό φαίνεται από τη χωρική κατανομή αλλά και από τα ακτινικά προφίλ που δίνουν ακτίνες r_c=1.39 arcmin για τον RGB και r_c=1.56 arcmin για τον HB. Επίσης, στα λογαριθμικά ακτινικά προφίλ, παρόλη την όποια διασπορά των σημείων, φαίνεται πως ο RGB έχει μεγαλύτερη παράμετρο συγκέντρωσης c. Κατά την αστρική εξέλιξη των πιο μαζικών αστέρων του σμήνους (που τώρα αποτελούν τον HB) δημιουργήθηκαν έντονοι αστρικοί άνεμοι και εκρήξεις υπερκαινοφανών που είχαν σαν αποτέλεσμα της απώλεια μάζας από το σμήνος. Η δυναμική αντίδραση στη μείωση της βαρυτικής μάζας, είχε σαν αποτέλεσμα την αύξηση της ακτίνας του σμήνους. Έτσι, έγινε μια ανακατανομή των μαζικών "progenitors" του HB στο σμήνος, σε πιο εκτεταμένες τροχιές. Στην πορεία, ο διαχωρισμός μάζας οδήγησε σε συγκέντρωση των πιο μαζικών αστέρων του RGB προς το κέντρο του σμήνους συγκριτικά με τους πληθυσμούς χαμηλότερων μαζών που εκτείνονται περισσότερο κυρίως προς την άλω του σμήνους.

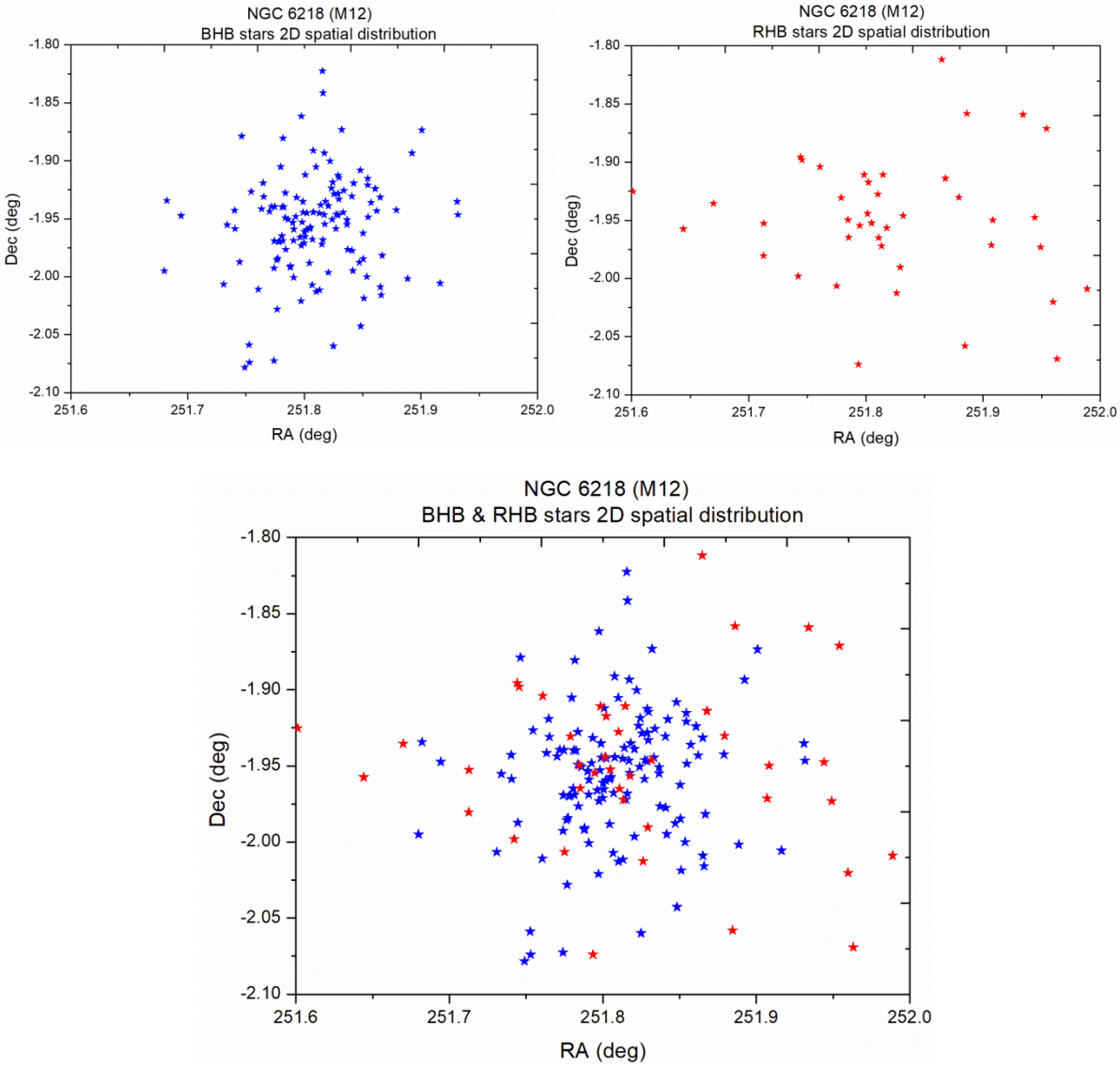


Εικόνα 5.31. Χωρική κατανομή του RGB και του HB για το M12. Παρατηρούμε μια αυξημένη κεντρική συγκέντρωση των αστέρων του RGB σε σύγκριση με τον HB.



Εικόνα 5.32. Ακτινικά προφίλ επιφανειακής αστρικής πυκνότητας για τους πληθυσμούς του RGB (αριστερά) και του HB (δεξιά) του σφαιρωτού σμήνους M12. Ο πρώτος πληθυσμός παρουσιάζει μια σχετικά πιο έντονη συγκέντρωση ως προς τον δεύτερο, λόγω του διαχωρισμού μάζας.

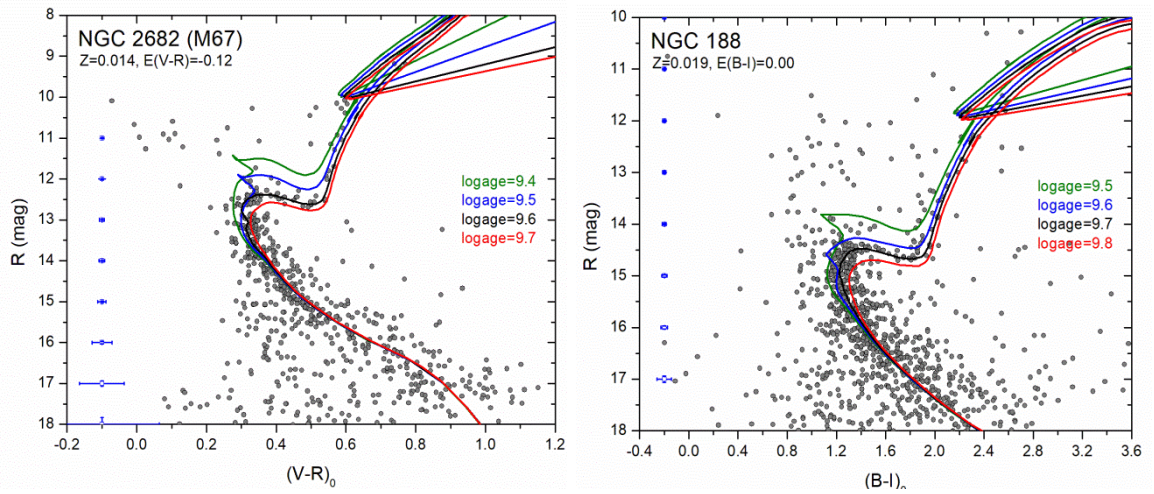
Ιδιαίτερο ενδιαφέρον παρουσιάζει η χωρική κατανομή των αστέρων του BHB και RHB (Εικόνα 5.33). Όπως και στην περίπτωση του M55, παρατηρούμε πως οι αστέρες του BHB είναι πιο συγκεντρωμένοι προς το κέντρο του σμήνους σε σχέση με τους αστέρες του RHB. Εδώ μάλιστα το φαινόμενο αυτό είναι αρκετά πιο έντονο. Όπως είπαμε ο BHB συνδέεται με την δεύτερη γενιά αστέρων στο σμήνος και γι' αυτό είναι λογικό να παρουσιάζει μεγαλύτερη κεντρική συγκέντρωση και ελαφρώς διαφορετική μεταλλικότητα (η οποία αντικατοπτρίζεται στο διαφορετικό χρώμα των δύο υπο-πληθυσμών).



Εικόνα 5.33. Χωρική κατανομή του BHB και του RHB για το M12. Οι αστέρες του BHB, που συνδέονται με τη δεύτερη γενεά, είναι πιο συγκεντρωμένοι από τους αστέρες του RHB της πρώτης γενιάς.

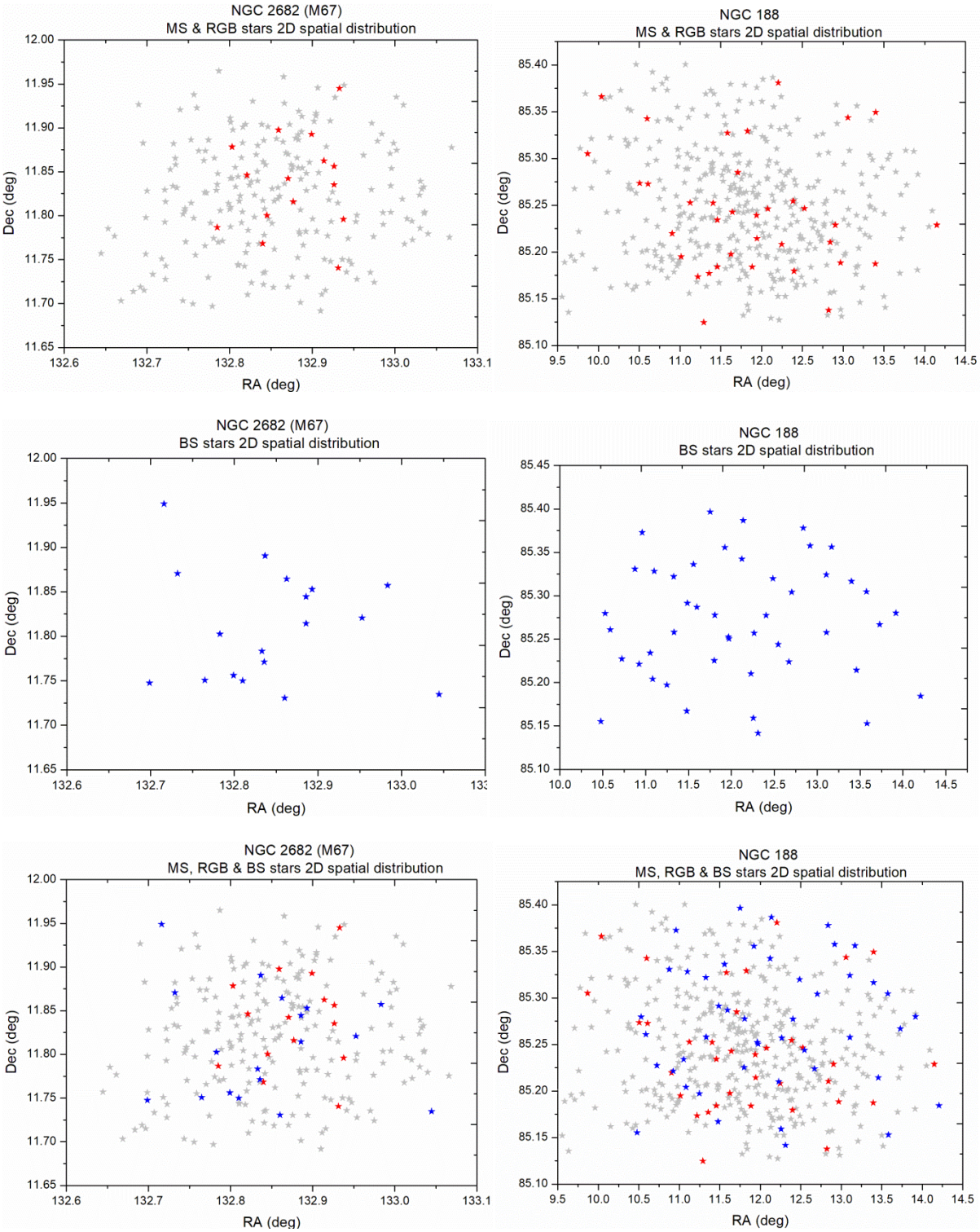
Χωρική κατανομή των αστέρων της MS, του RC και των BSs για τα ανοικτά σμήνη NGC 2682 (M67) και NGC 188

Τα ανοικτά σμήνη NGC 2682 (M67) και NGC 188, είναι δύο από τα πιο γηραιά και δυναμικά εξελιγμένα ανοικτά αστρικά σμήνη του Γαλαξία μας. Η ανθεκτικότητά τους στο χρόνο συνδέεται με τη θέση τους στο Γαλαξία, καθώς κινούνται σε τροχιές που δεν είναι ιδιαίτερα έντονα τα παλιρροιακά φαινόμενα και οι αναταράξεις από τα κύματα πυκνότητας των σπειρών. Όντας λιγότερο μαζικά από σφαιρωτά σμήνη, εξελίσσονται πιο γρήγορα δυναμικά. Επομένως, ο μικρός χρόνος χαλάρωσης σε συνδυασμό με την μεγάλη τους εξελικτική ηλικία, τα καθιστά ιδιαίτερα δυναμικά εξελιγμένα, όπως αποδεικνύεται και από την παρουσία των Blue Stragglers στα CMD τους (Εικόνα 5.34).



Εικόνα 5.34. CMD των M67 (αριστερά) και NGC 188 (δεξιά). Η παρουσία των Blue Stragglers στη προέκταση του σημείου στροφής της Κύριας Ακολουθίας, αποδεικνύει πως πρόκειται για δυναμικά εξελιγμένα αστρικά συστήματα.

Στη συνέχεια παραθέτουμε τις χωρικές κατανομές των αστέρων της MS, του RGB και των BS (Blue Stragglers) για τα δύο σμήνη. (Εικόνα 5.35). Όπως και στην περίπτωση του M11 παρατηρούμε πως οι Ερυθροί Γίγαντες είναι ελαφρώς πιο συγκεντρωμένοι από τους αστέρες της Κύριας Ακολουθίας, λόγω του διαχωρισμού μάζας. Το ίδιο ισχύει και για τους BS του M67, όχι όμως για τους BS του NGC 188, που εμφανίζονται απλώνονται σε όλη την έκταση του πεδίου. Βέβαια, αν το FoV ήταν μεγαλύτερο, ενδεχομένως να μπορούσαμε να έχουμε μια πιο ξεκάθαρη εικόνα για την πτώση της αστρικής επιφανειακής πυκνότητας μέχρι της παρυφές του σμήνους.



Εικόνα 5.35. Χωρικές κατανομές των αστρικών πληθυσμών του M67 (αριστερά) και του NGC 188 (δεξιά). Επάνω: MS και RGB. Μέση: BS. Κάτω: και οι τρεις πληθυσμοί.

Κεφάλαιο 6

Συμπεράσματα, συνεισφορά της εργασίας και μελλοντικά σχέδια

Στον επίλογο αυτής της διπλωματική εργασίας, σχολιάζουμε συγκεντρωτικά κάποια από τα βασικά σημεία της εργασίας και τα συμπεράσματα που εξάγαμε. Ακόμη, με αφορμή την παρούσα μελέτη θα παραθέσουμε κάποια μελλοντικά σχέδια πάνω στο πεδίο της μελέτης των αστρικών σμηνών.

6.1. Συμπεράσματα και συνεισφορά της εργασίας

Το αντικείμενο της παρούσας διπλωματικής εργασίας ήταν η παρατηρησιακή φωτομετρική μελέτη τριών αστρικών σμηνών του Γαλαξία μας, του ανοικτού σμήνους NGC 6705 (M11) και των σφαιρωτών σμηνών NGC 6809 (M55) και NGC 6838 (M71), με σκοπό την εξαγωγή αστροφυσικών συμπερασμάτων. Στα ευρύτερα πλαίσια της εργασίας, μελετήσαμε συνολικά οκτώ αστρικά σμήνη, τέσσερα ανοικτά και άλλα τόσα σφαιρωτά. Οι παρατηρήσεις πραγματοποιήθηκαν με το κατοπτρικό τηλεσκόπιο του Γεροσταθοπούλειου Πανεπιστημιακού Αστεροσκοπείου Αθηνών, διαμέτρου 0.4 m, στα οπτικά φίλτρα BVRI. Ακολούθησε η διόρθωση (dark & flat fielding), η επεξεργασία των εικόνων και η φωτομετρία PSF με το λογισμικό IRAF DAOPHOT. Απαραίτητη ήταν η αναγωγή των αστρομετρικών και φωτομετρικών δεδομένων στο παγκόσμιο σύστημα συντεταγμένων και στο πρότυπο φωτομετρικό σύστημα, αντίστοιχα. Η μέθοδος και η εφαρμογή όλων των εξισώσεων μετατροπής, αναφέρονται αναλυτικά στο Κεφάλαιο 4. Αυτό που έχει σημασία να αναφέρουμε πως η αστρομετρία μας ολοκληρώθηκε πετυχαίνοντας πολύ καλή ακρίβεια (± 0.05 arcsec) και πως με ένα σχετικά μικρό τηλεσκόπιο μέσα από την Αθήνα, καταφέραμε να φτάσουμε το 20° φαινόμενο μέγεθος. Η φωτομετρική ακρίβεια είναι ±0.25 mag για το 20° μέγεθος, ±0.1 mag για το 18° μέγεθος και μικρότερη από ±0.01 mag για αστέρες λαμπρότερους από το 15° μέγεθος.

Η κυριότερη συνεισφορά της εργασίας είναι ένας ομογενής, βαθμονομημένος αστρομετρικός και φωτομετρικός κατάλογος για τα χιλιάδες αστέρια των οκτώ σμηνών, ο οποίος συμπληρώνει τα κενά της βιβλιογραφίας που εντοπίσαμε (κυρίως στα φίλτρα R και I) γι' αυτό και σκοπεύουμε να προχωρήσουμε στη δημοσίευσή του. Ο κατάλογος χρησιμοποιήθηκε για την κατασκευή 24 διαγραμμάτων χρώματος-μεγέθους (CMD) σε κάθε σμήνος, με τη βοήθεια των οποίων πραγματοποιήθηκε η εκτίμηση της σχετικής ηλικίας των σμηνών. Για τον προσδιορισμό της ηλικίας χρησιμοποιήσαμε τις θεωρητικές ισόχρονες καμπύλες του εξελικτικού κώδικα PARSEC, του Πανεπιστημίου της Padova (Bressan et al. 2012, 2013).

Η εκτίμηση της ηλικίας έγινε λαμβάνοντας υπόψη την καλύτερη προσαρμογή των ισόχρονων ταυτόχρονα και στα 24 CMD, μειώνοντας έτσι την αβεβαιότητα. Συνδυάζοντας τα 4 φωτομετρικά φίλτρα ανά δύο προκύπτουν 6 διαφορετικοί δείκτες χρώματος, που με τη σειρά τους μας δίνουν τη δυνατότητα να κατασκευάσουμε 15 διαγράμματα χρώματος-χρώματος

(CCD). Από αυτά προσδιορίσαμε με καλή ακρίβεια την ερύθρωση στα 6 χρώματα, όπως περιγράφουμε στην §5.1, συνεισφέροντας και πάλι στη βιβλιογραφία με ερύθρωση σε νέα χρώματα πέραν του «παραδοσιακού» E(B-V).

Βασιζόμενοι στα διορθωμένα από ερύθρωση CMD, υπολογίσαμε το μέτρο απόστασης των σμηνών. Για τα ανοικτά σμήνη χρησιμοποιήσαμε την σχέση των Bilir et al. 2013 (βλ. σχέση 5.3), που συνδέει το απόλυτο μέγεθος του πληθυσμού Red Clump (RC) με τον μέσο δείκτη χρώματος (B-V)o, στον οποίο εντοπίζεται και τη μεταλλικότητα του σμήνους. Προσδιορίσαμε το απόλυτο μέγεθος του RC και τελικά το μέτρο απόστασης του NGC 6705 το οποίο βρήκαμε $(m-M)_V$=12.47±0.20 mag, πολύ κοντά στην αντίστοιχη τιμή της βιβλιογραφίας, η οποία είναι $(m-M)_V$=12.69 mag, σύμφωνα με το WEBDA. Για τα σφαιρωτά σμήνη NGC 6809 και NGC 6838, ο υπολογισμός του μέτρου απόστασης έγινε εφαρμόζοντας μια αντίστοιχη εμπειρική σχέση των Demarque et al. 2000 (βλ. σχέση 5.7), για τον πληθυσμό του Οριζοντίου Κλάδου (HB), έχοντας σαν δεδομένη μόνο τη μεταλλικότητα του σμήνους. Βρήκαμε το μέτρο απόστασης $(m-M)_V$= 14.11±0.20 mag και $(m-M)_V$= 13.74±0.20 mag, αντίστοιχα ενώ οι τιμές που δίνονται από τη βιβλιογραφία είναι $(m-M)_V$=13.89 mag (Piotto et al. 2014) και $(m-M)_V$=13.69 mag (Vandenberg et al. 2013), αντίστοιχα. Στην §5.4 κατασκευάσαμε τα ακτινικά προφίλ αστρικής επιφανειακής πυκνότητας για τα σμήνη και προσαρμόσαμε σε αυτά κατάλληλα μοντέλα King, με σκοπό να κάνουμε μια προσεγγιστική εκτίμηση των δομικών παραμέτρων των σμηνών (αστρική πυκνότητα του υποβάθρου, κεντρική πυκνότητα, ακτίνα του πυρήνα και βαθμός συγκέντρωσης), στο βαθμό που μας το επέτρεψαν τα παρατηρησιακά μας δεδομένα.

Για να υπολογίσουμε την αστρική πυκνότητα χωρίσαμε το πεδίο μας σε κυκλικούς δακτυλίους-bins διαστάσεων 0.005 deg και μετρήσαμε τον αριθμό των αστέρων σε κάθε δακτύλιο, ενώ στη συνέχεια διαιρέσαμε με την εκάστοτε επιφάνεια ώστε να προκύψει η επιφανειακή πυκνότητα. Η διαδικασία αυτή πραγματοποιήθηκε μέχρι την ακτίνα των 8.5 arcmin, που ορίζει τον μέγιστο κύκλο που μπορεί να συμπεριληφθεί ολόκληρος μέσα στο FoV μας (βλ. Εικόνα 5.12). Στην περίπτωση του NGC 6705 (M11) διαπιστώσαμε πως δεν μπορούμε να κάνουμε καλή προσαρμογή των μοντέλων King, καθώς η ακτίνα του σμήνους είναι r_{lim}=21 arcmin, με βάση τους Santos et al. 2005, δηλαδή εκτείνεται αρκετά έξω από τα όρια του πεδίου μας, οπότε δεν μπορούμε να παρατηρήσουμε σημαντική πτώση της αστρικής πυκνότητας. Το όριο του αστρικού σμήνους NGC 6809 (M55) ήταν οριακά λίγο έξω από το πεδίο μας, οπότε μπορέσαμε να δούμε σημαντική μείωση της αστρικής πυκνότητας και να κάνουμε μια προσεγγιστική εκτίμηση των δομικών παραμέτρων του με προσαρμογή των μοντέλων King. Στο σφαιρωτό σμήνος NGC 6838 (M71) δεν είχαμε αυτό το πρόβλημα καθώς είναι αρκετά μικρό σε διαστάσεις. Το μόνο που επηρέασε τις εκτιμήσεις μας ήταν η έντονη παρουσία αστέρων πεδίου στην περιοχή, γι' αυτό και υπολογίσαμε την ακτινική κατανομή στο όριο 0 έως 3 arcmin, όπου κυριαρχεί ο πληθυσμός των αστέρων του σμήνους.

Στην §5.5 επιλέξαμε χαρακτηριστικούς λαμπρούς πληθυσμούς των σμηνών ώστε να ελέγξουμε την χωρική κατανομή τους μέσα στο σμήνος. Στην περίπτωση που είχαμε καταλόγους των αστέρων για κάποιον πληθυσμό από τη βιβλιογραφία (όπως στο M11) συσχετίσαμε τους καταλόγους αυτούς με τους δικούς μας, με τη βοήθεια του TOPCAT, ώστε να κρατήσουμε τα επιβεβαιωμένα μέλη. Όταν δεν βρίσκαμε ανάλογους καταλόγους, απομονώναμε με το TOPCAT του πληθυσμούς (γνωρίζοντας προσεγγιστικά τα όριά τους από τη βιβλιογραφία) και ελέγχαμε να ανήκει το δείγμα στην ίδια περιοχή και στα 24 CMD, απορρίπτοντας έτσι έναν σημαντικό αριθμό "outliers". Η διαδικασία αυτή δεν είναι πλήρως απαλλαγμένη από αστέρες πεδίου, αλλά η επιβεβαίωση των μελών μπορεί να γίνει μόνο μέσα

από φασματοσκοπικές μελέτες, που είναι πέρα από τα όρια της παρούσας εργασίας. Για το ανοικτό σμήνος M11 ελέγξαμε την χωρική κατανομή των αστέρων της άνω Κύριας Ακολουθίας και του Red Clump, που είναι ευδιάκριτοι στα CMD μας. Διαπιστώσαμε μια τάση για πιο κεντρική συγκέντρωση στους Ερυθρούς Γίγαντες, σε συμφωνία με τον διαχωρισμό μάζας που είναι γνωστό ότι υπάρχει στο σμήνος (Cantat-Caudin et al. 2014). Το ίδιο διαπιστώσαμε και για τα δυναμικά εξελιγμένα ανοικτά σμήνη NGC 2682 (M67) και NGC 188. Για το σφαιρωτό σμήνος M55 ελέγξαμε τη χωρική κατανομή των Ερυθρών Γιγάντων (RGB) και του Οριζοντίου Κλάδου (HB) αλλά δεν βρήκαμε κάποια βαθμίδα στην κατανομή τους μέσα στο σμήνος. Όταν όμως ελέγξαμε την κατανομή των δύο άκρων του Οριζοντίου Κλάδου βρήκαμε πως ο Μπλε Οριζόντιος Κλάδος (BHB) είναι λίγο πιο κεντρικά συγκεντρωμένος από τον Κόκκινο (RHB). Το ίδιο ακριβώς (αλλά πιο εμφανές) βρήκαμε και στο σφαιρωτό σμήνος NGC 6218 (M12). Σύμφωνα με πρόσφατες έρευνες, οι BHB φαίνεται να συνδέονται με την ύπαρξη δεύτερης γενεάς αστέρων στο σμήνος. Αν κάτι τέτοιο ισχύει, είναι αναμενόμενο η δεύτερη γενιά να είναι λίγο πιο κεντρικά συγκεντρωμένη από την πρώτη (με τη λογική ότι εκεί είναι μεγαλύτερη η πυκνότητα των μοριακών νεφών στα οποία γίνεται η αστρογένεση) και να παρουσιάζει μικρή διακύμανση στο χημικό της αποτύπωμα καθώς αποτελείται από πρωταρχικό υλικό του σμήνους εμπλουτισμένο με υλικό που διέφυγε κατά την αστρική εξέλιξη των αστέρων της πρώτης γενιάς. Στο M12 παρατηρούμε και μεγαλύτερη συγκέντρωση του RGB σε σύγκριση με τον συνολικό HB, κάτι το οποίο δείχνει την έντονη παρουσία το διαχωρισμού μάζας στο σμήνος. Τέλος, το M71 έχει έναν μικρό HB (γι' αυτό δεν τον αναλύσουμε σε υπο-πληθυσμούς, όπως στο M55 και στο M12) και έναν RGB. Οι αστέρες πεδίου δεν μας επιτρέπουν να διακρίνουμε καλά τους δύο πληθυσμούς γι' αυτό κι εδώ κάνουμε την ανάλυση από 0-3 arcmin, που επικρατούν τα αστέρια του σμήνους. Οι δύο πληθυσμοί δεν παρουσιάζουν κάποια ουσιαστική διαφορά στην κατανομή τους. Αυτό συμφωνεί με την έρευνα των Cordero et al. (2015), οι οποίοι διαπίστωσαν πως ακόμη και οι αστέρες του πληθυσμού της δεύτερης γενεάς, είναι χωρικά αναμειγμένοι μέσα στο σμήνος. Η εξήγηση σε αυτό αλλά και γενικότερα στην κατανόηση της κατανομής των πληθυσμών μέσα στα αστρικά σμήνη, απαιτούν εκτενέστερες μελέτες που θα συνδυάζουν φωτομετρία, φασματοσκοπία, στατιστικές αναλύσεις και αριθμητικές προσομοιώσεις.

Συμπερασματικά, η εκτενής μελέτη της χωρικής κατανομής και των φυσικών και χημικών ιδιοτήτων των επιμέρους αστρικών πληθυσμών στα σμήνη, αναμένεται να ρίξει φως στην αστρική και δυναμική εξέλιξη των συστημάτων N-σωμάτων, αφού ακόμη υπάρχουν αρκετά σημεία τα οποία δεν έχουμε κατανοήσει. Τα αστρικά σμήνη είναι από τα σημαντικότερα «εργαστήρια» για τους αστροφυσικούς καθώς είναι πολύπλευρα και μπορεί η μελέτη ενός και μόνο σμήνους να μας παρέχει μια πληθώρα πληροφοριών. Μάλιστα, όσο πιο εντατικά τα μελετούμε τόσο πιο πολύπλοκα διαπιστώνουμε πως είναι, σε σχέση με αυτό που νομίζαμε αρχικά. Αυτό μας δίνει επιπλέον ώθηση να συνεχίσουμε την έρευνά μας, με σκοπό να ξεκλειδώσουμε σταδιακά όσο περισσότερα γίνεται, από τα καλά κρυμμένα μυστικά τους.

6.2. Μελλοντικά σχέδια

Με αφορμή την εργασία αυτή αναφέρουμε παρακάτω κάποια μελλοντικά σχέδια:

- ✓ Δημοσίευση των αστρομετρικών και φωτομετρικών καταλόγων για τα χιλιάδες αστέρια των οκτώ σμηνών, που συνολικά μελετήσαμε, με σκοπό την συμπλήρωση των κενών της βιβλιογραφίας, που έχουμε αναφέρει.
- ✓ Μεγαλύτερες εκθέσεις ώστε να αυξήσουμε την φωτομετρική μας ακρίβεια και να φθάσουμε πιο βαθιά μέσα στα σμήνη. Σε αυτή την κατεύθυνση θα βοηθούσε και η αγορά μιας καλύτερης CCD camera.
- ✓ Εφαρμογή ισχυρότερου focal reducer που θα μας επιτρέψει να αυξήσουμε το FoV, αρκετά ώστε να εμπεριέχονται στο πεδίο μας ακόμη και τα μεγάλα σε έκταση σμήνη. Έχοντας μεγαλύτερο πεδίο θα είμαστε σε θέση να βλέπουμε όλη την πτώση της επιφανειακής πυκνότητας μέχρι το αστρικό υπόβαθρο. Αυτό συνεπάγεται καλύτερη προσαρμογή των μοντέλων King και πιο σωστή εκτίμηση τόσο των δομικών παραμέτρων των σμηνών όσο και της ακτινικής κατανομής των επιμέρους πληθυσμών μέσα σε αυτά.
- ✓ Εφαρμογή του completeness για τη διόρθωση των καταλόγων, κυρίως για τα πυκνά σφαιρωτά σμήνη.
- ✓ Κατασκευή συνάρτησης λαμπρότητας και συνάρτηση μάζας για ποσοτικοποίηση του διαχωρισμού μάζας στα σμήνη.
- ✓ Φωτομετρία με φίλτρα ευαίσθητα στην ανίχνευση πολλαπλών αστρικών πληθυσμών (κυρίως φίλτρα Washington).
- ✓ Παρατηρήσεις σε μεγάλο αριθμό σμηνών προκειμένου να μελετήσουμε εκτενέστερα τον HB, αναζητώντας τις παραμέτρους και τις φυσικές ποσότητες από τις οποίες εξαρτάται η μορφολογία του.
- ✓ Μελέτη μεμονωμένων αστέρων των σμηνών. Η μελέτη, για παράδειγμα, των Blue Stragglers είναι κρίσιμη για την σύνδεσή τους με την εξέλιξη των διπλών αστρικών συστημάτων σε επαφή.

Βιβλιογραφία

Διεθνείς αναφορές

- Aarseth, S., J., 1963, MNRAS, 126, 223A
- Ade et al., 2014, A&A, 571, 26 (Planck Collaboration)
- Alcaino, G., Liller, W., Alvarado, F., Wenderoth, E., 1992, AJ, 104, 1
- Angeletti, L., Giannone, P., 1980, A&A, 85, 113A
- Bragaglia, A., Gratton, R. G., Carretta, E., et al. 2012, A&A, 548, A122
- Bastian, N., Covey, K.R., Meyer, M.R., 2010, A&A, 48, 339-389
- Baumgardt, H., Makino, J., 2003, MNRAS, 340, 227B
- Beaver, J., Kaltcheva, N., Briley,M., Piehl, D., 2013, PASP, 125, 934, 1412-1420
- Bedin, L., R., Piotto, G., Zoccali, M., Stetson, P., B., et al., 2000, A&A, 363, 159B
- Bedin, L., R., Piotto, G., Anderson, J., Cassisi, S., King, I. R., et al., 2004, ApJ, 605, L125-L128
- Bellazzini, M., Perina, S., Galleti, S., et al., 2008, MmSAI, 79, 663B
- Berry, R., Burnell, J. 2000, Willmann-Bell, Richmond (Virginia)
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Faggoto, F., Nasi, E., 1994, A&AS, 106, 275
- Bessel, M., S., 1984, PASP, 95, 94
- Bica, E., Bonatto, C., & Dutra, C. 2004, A&A, 422, 555
- Bilir, S., Ak, T., Ak, S., Yontan, T., Bostancı, Z. F., 2013, NewA, 23, 88
- Biman, Medhi, J., Tamura, M., 2013, MNRAS, 430, 1334M
- Binney, J., Merrifield, M., Galactic Astronomy, Princeton University Press, 1998
- Bonatto, C., Bica, E., 2003, A&A, 405, 525–530
- Bonatto, C., Bica, E., Santos Jr, J., 2005, A&A, 433, 917-929
- Bonatto, C., & Bica, E. 2005, A&A, 437, 483
- Bonatto, C., Fabiola, C., Kepler, S.O., 2013, MNRAS, 435, 263
- Bonnel, A., Bate, M. R. & Vine S. G., 2003, MNRAS, 343, 418
- Boyd, D., 2012, JAAVSO, 40, 990

- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al., 2012, MNRAS, 427, 127 (PARSEC isochrones)
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Rosenfield, P., 2013, aspm, confE, 4B
- Bressert, E., Bastian, N., Gutermuth, R., Megeath, S.T., et al., 2010, NNRAS, 409, L54-L58
- Burtsein, D., Faber, S., M., Gonzales, J. J., 1896, AJ, 91, 1130B
- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Zaggia, S., et al., 2014, A&A, 569, AA17
- Carraro G., Chiosi, C., 1994, A&A, 287, 761
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. & Lucatello, S. 2008 (arxXiv0811.3591C)
- Carretta, E., Bagaglia, A., Gratton, R. G., et al., 2009a, A&A, 505, 117-138
- Carretta, E., Bagaglia, A., Gratton, R. G., Lucatelo, S., 2009b, A&A, 505, 139-155
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., Recio-Blanco, A., Lucatello, S., D'Orazi, V., & Cassisi, S. 2010, A&A, 516, 55
- Cavallo, R., M., Nagar, N., M., 2000, AJ, 120, 1364
- Cavallo, R., M., Suntzeff, N., B., Pilachowski, C., A., 2004, AJ, 127, 3411-3421
- Chabrier, G., 2003, ASP, 115, 763
- Charbonnel, C., Chantereau, W., Decressin, T., Meynet, G., Schaerer, D., 2013, A&A, 557, L17
- Chernoff, D., F., Kochanek, C., S., Shapiro, S., L., 1986, ApJ, 309, 183C
- Cohen, J., G., 1983, ApJ, 270, 654
- Cohen, J., G. & Melendez, J., 2005, AJ, 129,303
- Cohn, H., 1997, hst, prop, 7995C
- Cordero, M., J., Pilachowski, C., A., Johnson, C., I., et al., 2014, ApJ, 800, 3
- Cordero, M., J., Pilachowski, C., A., Johnson, C., I., Vesperini, E., 2015, ApJ, 780, 94
- Cristian, C., A., Jane, K., A., 1979, AJ, 84, 204
- Cummings, J., D., Geisler, D., Villanova, S., Carraro, G., 2014, AJ, 148, 27C
- Dale, J., Ercolano, B., Bonnell, I., 2013, MNRAS, 430, 234 MD'Antona & Caloi 2008
- D'Antona, F., & Caloi, V., 2008, MNRAS, 390, 693–705
- D'Antona, F., D'Ercole, A., Carini, R., Vesperini, F., Ventura, P., 2012, MNRAS, 426, 1710
- Davies, M., B., Piotto, G., De Angeli, F., 2004, MNRAS, 348, 129
- D'Ercole, A., Vesperini, E., D'Antona, F., McMillan, S. L. W., & Recchi, S. 2008, MNRAS, 391, 825

- Decressin, T., Meynet, G., Charbonnel, C., Prantzos, N., & Ekstrom, S. 2007, A&A, 464,1029
- Decressin, T., Baumgardt, H., Charbonnel, C., & Kroupa, P. 2010, A&A, 516, A73
- Demarque, P., Zinn, R., Lee, Y. W., Yi, S., 2000, AJ, 119, 1398
- De Mink, S. E., Pol, O. R., Langer, N., & Izzard, R. J. 2009, 507, L1
- Denissenkov, P., A., Hartwick, F., D., A., 2014, MNRAS, 437L, 21D
- Devies, M. B., Piotto, G., De Angeli, F., 2004, MNRAS, 348, 129
- Deng, L., Chen, R., Liu, X. S., Chen, J. S., 1999, ApJ, 524, 824
- Dervisoglu, A., Tout, C., A., Ibanoglu, C., 2010, MNRAS, 406, 1071
- Dib, S., Schmeja, S., Hony, S., 2017, MNRAS, 464, 1738D
- Dotter, A., Chaboyer, B., Jevremovi´c, D., et al. 2008, ApJS, 178, 89
- Dotter, A., 2008, ApJ, 68L, 21D
- Drukier, G., A., 1993, MNRAS, 265, 773D
- Drukier, G., A., 1995, ApJS, 100, 347D
- Elmegreen, B., G., 2017, ApJ, 836, 80E
- Fan, X., Burstein, D. et al., 1996, AJ, 112, 628
- Fregeau, J., M., Ivanova, N., Rasio, F., A., 2009, ApJ, 707, 1533
- Gazeas, K. D., Niarchos, P. G., 2006, MNRAS, 370, L29
- Gazeas, K., Stępień K., 2008, MNRAS, 390, 1577, 2008
- Gebhardt, K., Fischer, P., 1995, AJ, 109, 209C
- Gerber. J., M., Friel, E., D., Vesperini, E., 2018, AAS, 231, 34804G
- Gnedin, O., Y., & Ostriker, J., P., 1997,ApJ, 474-223
- Gnedin, O., Y., Lee, H., M., Ostriker, J., P., 1999, ApJ, 522, 935G
- Goldsbury, R., Richer, H., Anderson, J., Dotter, A. et al., 2010, AJ, 140, 1830
- Gratton, R., Sneden, C. & Carretta, E. 2004, A&A, 41, 385-440
- Gratton, R., Carreta, E., 2010, A&A, 521, A54
- Gratton, R., G., Carretta, E., Bragaglia, A., 2012, A&A, 20, 50G
- Gunn, J., E., Griffin, R., F., 1979, AJ, 84, 752G
- Han, S., I., Lee, Y., W., Joo, S., J., Sohn, S., T., Yoon, S., J., Kim, H., S., Lee, J., W., 2009, ApJ, L190-L194

- Harris, W.E., 1996, AJ, 112, 1487 (2010 update)
- Hatzidimitriou, D., 1991, MNRAS, 251, 545-554
- Heiter, U., Soubiran, C., Netopil, M., Paunzen, E., 2014, A&A, 561, A93
- Hurley, J., R., Shara, M., M., Michael, M., et al., 2008, AJ, 135, 2129H
- Irwin, M., Trimble, V., 1984, AJ, 89, 3
- Ivans, I., I., Kraft, R., P., Sneden, C., Smith, G., H., Rich, R., M., Shetrone, M., 2001, AJ, 122, 1438-1463
- Johnson, C., I., Kraft, R., P., Pilachowski, C., A., Sneden, C., Ivans, I., I., Benman, G., 2005, PASP, 117, 1308-1324
- Johnson, C., I., Pilachowski, C., A., 2010, ApJ, 722, 1373-1410
- Johnson, C., I., Pilachowski, C., A., 2012, ApJ, 754, 38
- Kainulainen, J., Federrath, C., Henning, T., 2014, Sci, 344, 183K
- Kaluzny, J., Pietrukowicz, P., Thompson, I., B., Krzeminski, W., Schearzenberg-Czerny, A., Pych, W., Stachowski, G., 2005, MNRAS, 359, 677-682
- Kaluzny, J., Thompson, I., B., Krzeminski, W., Zloczewski, K., 2010, ACTAA, 60, 245-260
- King, I., R., 1962, AJ, 67, 471
- King, I., R., 1966, AJ, 71, 64
- King, I., R., 1963, AJ, 68Q, 282K
- King I. R., Sosin C., Cool A. M., 1995, ApJ, 452, L33 Knigge, C., Leigh, N., W., Sills, A., 2009, Nature, 457, 288
- Kroupa, P., 2001, MNRAS, 322, 231
- Leigh, N., W., Sills, A., 2010, MNRAS, 410, 217
- Leonard, P., J., T., 1989, AJ, 98, 217
- Leonard, P., J., T., Linnell, A., P., 1992, AJ, 103, 1928
- Li, L., Zhang, F., 2006, MNRAS, 369, 2001
- Maccarone, T., J., Zurek, D., R., 2012, MNRAS, 423, 2M
- Mathieu, R. D. 1984, ApJ, 284, 643
- Mathieu, R., D., Geller, A., R., 2009, Nature, 462, 1032
- Maciejewski, G., Niedzielski, A., 2013, A&A, 6588
- McCrea, W., H., 1964, MNRAS, 128, 147

- McNamara, B. J., & Sanders, W. L. 1977, A&A, 54, 569
- Mermilliod, J., C., Milone, A., P., 1996, ASPC, 90, 475
- Messina, S., Parihar, P., Koo, J.-R., et al. 2010, A&A, 513, A29
- Meylan, G., & Mayor, M. 1986, A&A,166, 122
- Milone, A., P., Piotto, G., Bedin, L., R., Sarajedini, A., 2008, MmSAI, 79, 623
- Milone, A., P., et al., 2008, ApJ, 673, 241-250 Milone, A. P., Piotto, A. G., King, I. R., et al. 2010, ApJ, 709, 1183
- Milone, A., P., Marino, A., Piotto, G., Renzini, A., Bedin, L., R., Anderson, J., Cassisi, S., D'Antona, F., D., Bellini, A., Jefren, H, Pietrinferni, A., Ventura, P., 2015, ApJ, 808, 51
- Milone, A., P., Piotto, G., et al., 2017, MNRAS 464, 3636–3656
- Montgomery K. A., Marschall L. A., Janes K. A., 1993, AJ, 106, 181
- Mucciarelli, A., Origlia, L., Ferraro, F., R., Pancino, E., 2009, ApJ, 695, L134-L139
- Nataf, D., Gould,A., Pinsonneault, M., Udalski,A., 2013, ApJ, 766, 77
- Navin, C., Martell, S., Zucker, D., 2016, arXiv160606430N (Accepted for publication in ApJ)
- Nilakshi, Sagar, R., Pandey, A. K., & Mohan, V. 2002, A&A, 383, 153
- Olech, A., Kaluzny, J., Thompson, I.B., Pych, W., Krzeminski, W., Schwarzenberg-Czerny, A., 1999, AJ, 118, 442
- Önehag, A., Gustafsson, B., Korn, A., 2014, A&A, 562, 102
- Pace, G., Pasquini, L., François, P., 2008, A&A, 489, 403
- Paltrinieri, B., Ferraro, F. R., Carretta, E., Fusi P, F., 1998, MNRAS, 293, 434
- Pasquini, L., Biazzo, K., Bonifacio, P., Randich, S., Bedin, L. R., 2008, A&A, 489, 677
- Paust, N., Reid, N., Piotto, G., Anderson, G., Sarajedini, A., et al , 2010, AJ, 139, 476
- Peters, H., B., Fabrysky, D., C., 2009, ApJ, 697, 1048
- Peterson, C., J., King, I.. R., 1975, AJ, 80, 472P
- Phinney, E., S., 1993, ASPC, 50, 141P
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., Hidalgo, S., 2013, A&A, 558A, 46P
- Pichardo, B., Moreno, E., Allen, C., Bedin, L. R., Bellini, A., Pasquini, L., 2012, AJ, 143, 73
- Piotto, G., Zoccali, M., 1999, A&A, 345, 485P
- Piotto, G., Bedin, L., R., Anderson, J., et al., 2007, ApJ Letters, 661, L53

- Piotto, G., 2008, MSAI, 79, 334
- Piotto, G., Milone, A., P., Bedin, L. R., et al.,2015, AJ, 149, 91
- Plummer H. C., 1911, MNRAS, 71, 460
- Pryor, C., McClure, R., D., Fletcher, J., M., Hesser, 1989, AJ, 98, 596P
- Pych, W., Kaluzny, J., Krzeminski, W., Schwarzenberg-Czerny, A., Thompson, I.,B., 2001, *A&A*, 367, 148.
- Renzini, A. 2008, MNRAS, 391, 354-362
- Richer, H., B., Dotter, A., Hurley, J., Anderson, J., et al., 2008, AJ, 135, 2141R
- Salpeter, E., E., 1995, ASPC, 80, 264S
- Sandage, A., R., 1953, AJ, 58, 61
- Sandquist, E. L., Gordon, M., Levine, D., Bolte, M., 2010, AJ, 139, 2374
- Sarajedini, A., Demarque, P., 1990, ApJ, 365, 219
- Sarajedini, A., Dotter, A., & Kirkpatrick, A. 2009, ApJ, 698, 1872
- Santos, Jr., J. F. C., Bonatto, C., & Bica, E. 2005, A&A, 442, 201
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- Sigurdsson, S., Phinney E. S., 1995, ApJS, 99, 609
- Sills, A., Bailyn, C., D., 1999, ApJ, 513, 428
- Smith. G., H., Kraft, R.,P., 1996, PASP, 108, 344S
- Sneden, C., Kraft, R., P., Guhathakurta, P., Peterson, R., C., Fulbright, J., P., 2004, AJ, 127, 2162-2184
- Stępień, K., Gazeas, K., 2012, AcA, 62, 153
- Stetson, P.B. 1987, PASP, 99, 191
- Stetson, P.B. 1990, PASP, 102, 932
- Stetson, P.B, 1992 (User's Manual for DAOPHOT II)
- Sung, H., Bessell, M. S., Lee, H.-W., Kang, Y. H., & Lee, S.-W. 1999,MNRAS, 310, 982
- Tautvaisiene, G., Drazdauskas, A., Mikolaitis, S., et al. 2015, yCat, 35730055T
- Taylor, M., B., 2005, ASPC, 347, 29T (TOPCAT & STIL: Starlink Table/VOTable Processing Software)
- Van den Bergh, S., 1965, JRASC, 59,151
- Vandenberg, D. A., 1988, ASPC, 4, 187

- Vandenberg, D. A., Bolte, M., Stetson, P. B., 1990, AJ, 100, 445
- Vandenberg, D. A., Brogaard, K., Leaman, R., Casagrande, L., 2013, ApJ, 775, 134
- Vandenberg, D. A., Stetson, P. B., 2004, PASP, 116, 997
- Van de Ven, G., Van den Bosch, R., C., E., Verolme, E., K., De Zeew, P., T., 2006, A&A, 445, 513V
- Van Dokkum, P., G., Conroy, C., 2010, Natur, 468, 940V
- Vargas-Alvarez, C., A., Sandquist, E., L., 2007, AJ, 134, 825-834
- Ventura, P., D'Antona, F., Mazzitelli, I., & Gratton, R. 2001, ApJ Letters, 550, L65
- Vesperini, E. & Heggie, D. C., 1997, MNRAS, 289, 898
- Villanova, S., Piotto, G., King, I., R., Anderson, J., Bedin, L., R., et al., 2007, ApJ, 663, 296V
- Weinberg 1994
- Wenger et al., 2000, A&AS, 143, 9 (The SIMBAD astronomical database)
- Xin, Y., Deng, L., 2005, ApJ, 619, 824
- Zaggia, S., R., Piotto, G., Capaccioli, M., 1994, MmSAI, 65, 667Z
- Zwart, Portegiew, S., McMilan, S., Gieles, M., 2010, ARA&A, 48, 431P

Ξενόγλωσσα βιβλία

- Binney, J., Merrifield, M., Galactic Astronomy, Princeton University Press, 1998
- Kitchin, C., R., Astrophysical Techniques, Hatfield Observatory, 1991
- Kovalevsky, J., Kenneth, Seidelmann P., Fundamentals of Astrometry, Cambridge University Press, 2004
- Carrol, B., W., Ostlie, D., A., Pearson, Introduction to Modern Astrophysics, Weber State University, 2006
- Smith, R., C., Observational Astrophysics, Cambridge University Press, 1995
- Spitzer, L., Dynamical evolution of globular clusters, Princeton University Press, 1987

Ελληνικές αναφορές

- Αυγολούπης Σ., Σειραδάκης Γ., Παρατηρησιακή Αστρονομία, Πλανητάριο Θεσσαλονίκης, 2009
- Shu F., Αστροφυσική (Δομή και εξέλιξη του Σύμπαντος) Τόμος Ι, Πανεπιστημιακές Εκδόσεις Κρήτης, 2010
- Αντωνοπούλου Ε., Κοντιζά Μ., Μαστιχιάδης Α., Πανεπιστημιακές σημειώσεις του μαθήματος ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗ ΙΙ , Αθήνα 2005

Ιστοσελίδες

- Γεροσταθοπούλειο Πανεπιστημιακό Αστεροσκοπείο (http://observatory.phys.uoa.gr/)
- SAO/NASA ADS (http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html)
- Kosmas Gazeas Website (http://users.uoa.gr/~kgaze/)
- SIMBAD (http://simbad.u-strasbg.fr/simbad)
- Aladin (http://aladin.u-strasbg.fr/aladin.gml)
- Vizier (http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR)
- WEBDA (https://www.univie.ac.at/webda/)
- Harris, W. E., Globular Clusters Catalog (http://physwww.mcmaster.ca/~harris/mwgc.dat), last update 2010