

**ΕΘΝΙΚΟ ΚΑΙ ΚΑΠΟΔΙΣΤΡΙΑΚΟ ΠΑΝΕΠΙΣΤΗΜΙΟ  
ΑΘΗΝΩΝ**

**ΣΧΟΛΗ ΘΕΤΙΚΩΝ ΕΠΙΣΤΗΜΩΝ  
ΤΜΗΜΑ ΦΥΣΙΚΗΣ**

**ΤΟΜΕΑΣ ΑΣΤΡΟΝΟΜΙΑΣ, ΑΣΤΡΟΦΥΣΙΚΗΣ ΚΑΙ ΜΗΧΑΝΙΚΗΣ**



**ΟΠΤΙΚΕΣ ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΙΣ ΣΤΟ  
ΜΙΚΡΟ ΝΕΦΟΣ ΤΟΥ ΜΑΓΓΕΛΑΝΟΥ  
ΜΕ ΤΟ ΤΗΛΕΣΚΟΠΙΟ 6.5m  
MAGELLAN**

**ΝΟΕΜΒΡΙΟΣ 2012**

ΣΤΡΑΝΤΖΑΛΗΣ ΑΧΙΛΛΕΑΣ

Α.Μ. 2009050

**ΕΠΙΒΛΕΠΩΝ ΚΑΘΗΓΗΤΕΣ:**

ΧΑΤΖΗΔΗΜΗΤΡΙΟΥ ΔΕΣΠΟΙΝΑ (Αναπληρώτρια Καθηγήτρια ΕΚΠΑ)

ΚΟΝΤΙΖΑ ΜΑΙΡΗ (Επίκουρη Καθηγήτρια ΕΚΠΑ)

ΑΝΤΩΝΟΠΟΥΛΟΥ ΕΥΓΕΝΙΑ (Επίκουρη Καθηγήτρια ΕΚΠΑ)

## 1. ΠΕΡΙΛΗΨΗ

Σκοπός της παρούσας εργασίας είναι η φωτομετρική μελέτη ενός πεδίου διαμέτρου  $0.44^\circ$  (με κέντρο RA:  $00^h 53^m 28.2^s$ , Dec:  $-72^\circ 26' 34.51''$  (2000)) στην κεντρική περιοχή του Μικρού Νέφους του Μαγγελάνου (Small Magellanic Cloud, SMC) στα ευρέα φίλτρα B, V και R. Οι παρατηρήσεις έγιναν το 2004 με το Magellan Telescope στην Χιλή από την Αντωνίου Βάλια (Iowa State University), τον Ζέζα Ανδρέα (Πανεπιστήμιο Κρήτης) και Χατζηδημητρίου Δέσποινα (Πανεπιστήμιο Αθηνών).

Στα πλαίσια αυτής της εργασίας έγινε αστρομετρική και φωτομετρική μελέτη για 602.388 άστρα (με το πακέτο IRAF) της εικόνας. Τα φωτομετρικά μεγέθη ανήχθησαν στο φωτομετρικό σύστημα Johnson, με τη μέθοδο των δευτερευόντων αστερών αναφοράς (secondary standards), χρησιμοποιώντας κοινά λαμπρά άστρα από τον κατάλογο των *Harris & Zaritsky (2004)*. Ακολούθως, μελετήθηκαν αστρικά σμήνη που βρίσκονται στο συγκεκριμένο πεδίο, όπως αναφέρονται στους καταλόγους αστρικών σμηνών των *Bonnato & Bica (2010)* και *Glatt et al. (2010)*. Τα σμήνη που μελετήθηκαν είναι τα B79, NGC330, H86-135, H86-129, H86-127, H86-138, NGC306, H86-146, SOGLE220, B69 ή SOGLE89, H86-136, H86-145, BS259, H86-149, H86-142, H86-119, BS257, B73 ή SOGLE96. Για όλα τα αντικείμενα μελετήθηκε η ακτινική κατανομή τους, κατασκευάστηκε το διάγραμμα μεγέθους - δείκτη χρώματος (Colour Magnitude Diagram, CMD) και εκτιμήθηκε η ηλικία τους με βοήθεια ισόχρονων καμπυλών από τα μοντέλα των *Bressan et al. (2012)*. Επίσης εκτιμήθηκε η μεσοαστρική ερυθρόωση για κάθε σμήνος. Από τα 18 καταλογοποιημένα σμήνη επιβεβαιώθηκαν σαν σμήνη μόνο τα 12. Το μεγάλο ποσοστό αντικειμένων που λανθασμένα είχαν χαρακτηριστεί ως σμήνη οφείλεται στην μικρή σχετικά χωρική διακριτική ικανότητα των παλαιότερων παρατηρήσεων. Μόνο ένα από τα 18 σμήνη που μελετήθηκαν εδώ έχουν παρατηρηθεί με το Hubble Space Telescope (και επομένως με πολύ καλή διακριτική ικανότητα).

Η μελέτη των διαγραμμάτων δείκτη χρώματος-μεγέθους πεδίου οδήγησε στην ανακάλυψη διακριτού επεισοδίου έντονης αστρικής δημιουργίας πριν από περίπου 1.5 Gyr. Πρέπει να αναφέρουμε ότι οι ενδείξεις αυτές συμφωνούν με τα αποτελέσματα της στατιστικής ανάλυσης διαγραμμάτων (CMD) πεδίου από τους *Harris & Zaritsky (2004)*, ενώ αντίστοιχη ενίσχυση της αστρικής δημιουργίας

υποδεικνύεται και από την ηλικιακή κατανομή αστρικών σμηνών στο SMC (*Harris & Zaritsky 2004*) . Ωστόσο, είναι η πρώτη φορά που επιβεβαιώνονται τα αποτελέσματα αυτά με την εύρεση διακριτού turnoff στο διάγραμμα CMD.

*Νοέμβριος 2012*

## ABSTRACT

The aim of this Master's is the photometric study of field with diameter  $0.44^\circ$  (the centre is RA 00 53 28.2, DEC -72 26 34.51 (2000)) in the central region of the Small Magellanic Cloud (SMC). The observations were performed in 2004 at the Magellan Telescope in Chile by Antoniou Valia (Iowa State University), Zezas Andreas (University of Crete), and Chatzidimitriou Despoina (University of Athens).

In this thesis, astrometric and photometric studies for 602.388 stars of the field (with IRAF package of the image) were performed. The photometric magnitudes were converted, with the method of secondary standards in photometric system Johnson, using common bright stars from the catalogue of Harris and Zaritsky 2004. Afterwards, star clusters of this field were studied, that are referred from the catalogues of star clusters of Bonnato & Bica (2010) and Glatt et al. (2010). The studied star clusters are B79, NGC330, H86-135, H86-129, H86-127, H86-138, NGC306, H86-146, SOGLE220, B69  $\eta$  SOGLE89, H86-136, H86-145, BS259, H86-149, H86-142, H86-119, BS257, B73  $\eta$  SOGLE96.

For all the clusters the radial density's distribution was evaluated, Colour Magnitude Diagram (CMD) were constructed and their ages were estimated using isochrones curves of model Bressan et al. (2012). Also the interstellar reddening of each cluster was estimated. From the 18 objects under study that are also in the above catalogues, only 12 were confirmed as clusters.

This large percentage of objects that had falsely been characterised as clusters is due to the relatively small spatial resolution of the past observations. Only one of the 18 star clusters that were studied has been observed with the Hubble Space Telescope – and thus with high resolution.

The studied CMD of a region of field, led to the discovery of a discrete episode of intense star formation about 1.5 Gyr ago. These results are in accordance with the statistical analysis of field diagrams CMD from Harris & Zaritsky (2004), while equivalent amplification of the star formation is shown from the age distribution of star clusters (Harris & Zaritsky 2004). However, it is the first time that these results are confirmed with the discovery of a discrete turnoff in the CMD diagrams of a field in SMC.

*November 2012*

## Ευχαριστίες

Η παρούσα εργασία πραγματοποιήθηκε στα πλαίσια του μεταπτυχιακού προγράμματος του τομέα Αστρονομίας, Αστροφυσικής και Μηχανικής του Τμήματος Φυσικής κατά το χρονικό διάστημα από τον Σεπτέμβριο 2011 έως και τον Νοέμβριο 2012.

Καταρχάς, θα ήθελα να ευχαριστήσω την Αναπληρώτρια Καθηγήτρια, Χατζηδημητρίου Δέσποινα, για την ανάθεση του θέματος και για την ουσιαστική, και ακούραστη υποστήριξη και καθοδήγησή της σε όλη την διάρκεια της εργασίας μου.

Επίσης, θα ήθελα να ευχαριστήσω τον Επίκουρο Καθηγητή Ανδρέα Ζέζα και την ερευνήτρια Βάλια Αντωνίου, για τις πολύτιμες συμβουλές τους και τη συνεχή υποστήριξή τους σε θέματα που αφορούν την εργασία.

Επιπλέον, θα ήθελα να ευχαριστήσω τους υποψήφιους διδάκτορες Γιώργο Βασιλόπουλο, Κώστα Μαρκάκη και Θεοφάνη Χανή για τις συμβουλές τους και την βοήθεια τους σε θέματα τεχνικής υποστήριξης και κατασκευής προγραμμάτων.

Ακόμη θα ήθελα να ευχαριστήσω την Επίκουρη Καθηγήτρια Ευγενία Αντωνοπούλου για τις ουσιαστικές παρατηρήσεις της πάνω στην εργασία.

Τέλος, θα ήθελα να ευχαριστήσω την Επίκουρη Καθηγήτρια Μαίρη Κοντιζά, για την βοήθεια της και τις συμβουλές της, όχι μόνο όσον αφορά την συγκεκριμένη εργασία, αλλά γενικότερα κατά την διάρκεια των μεταπτυχιακών μου σπουδών.

## ΠΕΡΙΕΧΟΜΕΝΑ

|        |                                                             |    |
|--------|-------------------------------------------------------------|----|
| 1      | ΠΕΡΙΛΗΨΗ                                                    | 3  |
|        | ABSTRACT                                                    | 5  |
| 2      | ΕΙΣΑΓΩΓΗ                                                    | 9  |
| 3.     | ΔΕΔΟΜΕΝΑ                                                    | 12 |
| 3.1    | Παρατηρήσεις                                                | 12 |
| 3.2    | Magellan Telescopes                                         | 13 |
| 4.     | ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ                                                 | 15 |
| 4.1    | Φωτομετρία                                                  | 15 |
| 4.1.1  | Μεγέθη                                                      | 15 |
| 4.1.2  | Φίλτρα                                                      | 18 |
| 4.1.3  | CCD και Φωτοηλεκτρική Φωτομετρία.                           | 19 |
| 4.1.4. | Τεχνικές Παρατήρησης                                        | 19 |
| 4.2    | Επεξεργασία για κάθε φίλτρο                                 | 20 |
| 4.2.1  | Επεξεργασία του φίλτρου B                                   | 22 |
| 4.2.2  | Επεξεργασία του φίλτρου V                                   | 27 |
| 4.2.3  | Επεξεργασία του φίλτρου R                                   | 32 |
| 4.2.4  | Σύγκριση των φίλτρων B, V και R                             | 36 |
| 4.3.   | Hertsprung Russell Διάγραμμα                                | 40 |
| 4.3.1. | Εξέλιξη προς την Κύρια Ακολουθία                            | 41 |
| 4.3.2. | Η φάση της Κύριας Ακολουθίας                                | 42 |
| 4.3.3. | Μετά την Κύρια Ακολουθία                                    | 43 |
| 4.4    | Δημιουργία του <i>Colour Magnitude Diagram</i> (CMD) V, B-V | 45 |
| 4.5    | Διόρθωση B – V                                              | 46 |
| 4.5.1. | Διαδικασία αναγωγής στο standard σύστημα                    | 49 |
| 5.     | ΑΣΤΡΙΚΑ ΣΜΗΝΗ                                               | 57 |
| 5.1.   | B79, SOGLE99                                                | 59 |
| 5.2.   | H86-135                                                     | 61 |
| 5.3.   | H86-129                                                     | 64 |
| 5.4    | H86-127                                                     | 66 |
| 5.5.   | H86-138                                                     | 68 |
| 5.6.   | H86-146                                                     | 71 |
| 5.7.   | SOGLE220                                                    | 73 |
| 5.8.   | B69, SOGLE89                                                | 76 |
| 5.9.   | H86-136                                                     | 78 |
| 5.10.  | H86-145                                                     | 81 |
| 5.11.  | BS259                                                       | 83 |
| 5.12.  | H86-149                                                     | 85 |
| 5.13.  | H86-142                                                     | 87 |
| 5.14.  | H86-119                                                     | 89 |
| 5.15.  | BS257                                                       | 92 |

|                                                                                  |     |
|----------------------------------------------------------------------------------|-----|
| 5.16. B73, SOGLE96                                                               | 94  |
| 6. ΕΥΡΕΣΗ ΕΝΔΕΙΞΕΩΝ ΓΙΑ ΔΙΑΚΡΙΤΟ ΕΠΕΙΣΟΔΙΟ ΓΙΑ ΠΡΩΤΗ ΦΟΡΑ ΣΤΟ $H - R$ ΔΙΑΓΡΑΜΜΑ. | 98  |
| 7. ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ – ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΙΣ                                                   | 102 |
| ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ                                                                        | 104 |
| ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ                                                                     | 114 |

## 2 ΕΙΣΑΓΩΓΗ

Το Μικρό Νέφος του Μαγγελάνου (Small Magellanic Cloud, SMC) είναι ένας ακανόνιστος γαλαξίας, δορυφόρος του δικού μας γαλαξία. Η θέση του ( $00^{\text{h}} 52^{\text{m}} 44.8^{\text{s}}$ ,  $-72^{\circ} 49' 43''$ ) επιτρέπει την παρατήρησή του από Αστεροσκοπεία του Νοτίου Ημισφαιρίου στον αστερισμό του Tucana. Βρίσκεται σε απόσταση 60 kpc (*van der Bergh, 2000*) με γωνιακό μέγεθος περίπου  $3^{\circ} \times 3^{\circ}$ , ενώ η μεσοαστρική απορρόφηση είναι σχετικά χαμηλή στην διεύθυνση του, γεγονός που διευκολύνει την μελέτη του.

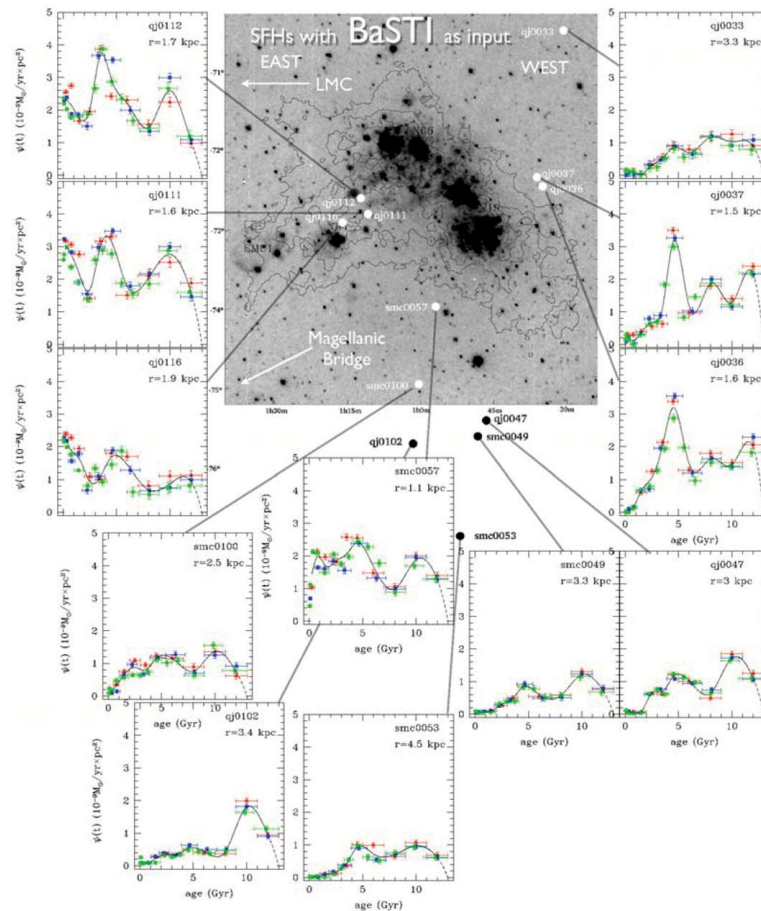
Το SMC αλληλεπιδρά με το Μεγάλο Νέφος του Μαγγελάνου (Large Magellanic Cloud, LMC) που βρίσκεται σε απόσταση 52 kpc από τον γαλαξία μας. Τα Νέφη του Μαγγελάνου φαίνεται να αλληλεπιδρούν, όχι μόνο μεταξύ τους αλλά και με τον δικό μας Γαλαξία. Είναι ένα ιδανικό εργαστήριο για την εξέταση των επιπτώσεων της αλληλεπίδρασης μεταξύ γαλαξιών, όπως είναι οι παλιρροιακές δυνάμεις και η ενεργοποίηση αστρικής δημιουργίας. Στις μεγαλύτερες κλίμακες το Ρεύμα του Μαγγελάνου (Magellan Stream) είναι ένα λείψανο αυτής της αλληλεπίδρασης (*Mathewson & Murray 1974*). Παρ' όλα αυτά ακριβείς μετρήσεις των ιδίων κινήσεων των Μαγγελανικών Νεφών έδειξαν ότι πιθανόν να υπάρχουν διαφορετικές πηγές διαταραχής των τροχιών μεταξύ τους (*Bekki et al. 2004*). Αυτό μπορεί να σημαίνει ότι η ιστορία αστρικής δημιουργίας (Star Formation History *SFH*) μπορεί να διαφέρει μεταξύ των δυο Νεφών του Μαγγελάνου (*Noelia et al. 2009*). Το βάθος του SMC κατά μήκος της γραμμής παρατήρησης φθάνει σε ορισμένες περιοχές τα 20 kpc (*Mathewson et al. 1988; Hatzidimitriou et al. 1993; Crowl et al. 2001, Lah et al 2005; Glatt et al. 2005; Subramanian & Subramaniam 2012; Kapakos & Hatzidimitriou 2012*). Αυτό το μεγάλος βάθος ερμηνεύεται ως αποτέλεσμα παραμορφώσεων του SMC λόγω των παλιρροϊκών δυνάμεων.

Χάρη στην μικρή σχετικά απόστασή του και τη χαμηλή μεσοαστρική απορρόφηση, το SMC είναι κατάλληλο για μελέτη άστρων, αστρικών σμηνών, καθώς επίσης και για μελέτη σε γαλαξιακή κλίμακα (π.χ. *Harris & Zaritsky 2004*). Η ιστορία αστρικής δημιουργίας (και δημιουργίας αστρικών σμηνών) στο SMC έχει αποτελέσει αντικείμενο μελέτης πληθώρας εργασιών για δεκαετίες.

Οι *Rich et al. 2000* με βάση την μελέτη 7 σημείων στο SMC έχουν προτείνει ότι υπήρχε έντονη αστρική δημιουργία σε δύο κύρια επεισόδια, το πρώτο ήταν περίπου στα  $8 \pm 2$  Gyr και το δεύτερο περίπου στα  $2 \pm 0.5$  Gyr. Επίσης οι *Harris & Zaritsky 2004* μελετώντας αστρικά σμήνη στο SMC, παρατήρησαν ότι για  $Z = 0.008$  έχουν δύο μέγιστα στις ηλικίες των σημείων. Παρόμοια αποτελέσματα έδειξε και η ανάλυση περιοχών πεδίου.

Στην συνέχεια (Εικόνα 1) βλέπουμε ένα διάγραμμα από την εργασία των *Noelia et al. (2009)*, οι οποίοι μελέτησαν το SFH σε 12 πεδία του SMC. Όπως βλέπουμε, τα πεδία στην ανατολική περιοχή και το πιο κεντρικό πεδίο (το SMC0057) στην νότια περιοχή παρουσιάζουν πρόσφατη αστρική δημιουργία. Πιο συγκεκριμένα τα πεδία της ανατολικής περιοχής παρουσιάζουν ένα μέγιστο ρυθμού αστρικής δημιουργίας στα 1.5 – 2 Gyr, ενώ το κεντρικό πεδίο στην νότια περιοχή παρουσιάζει μέγιστο πριν από 1 Gyr.

**Εικόνα 1.** Διαγράμματα του SFH για τα 12 πεδία του SMC (*Noelia et al. 2009*)



Η μέση περιεκτικότητα σε μέταλλα (μεταλλικότητα) του Μικρού Νέφους του Μαγγελάνου είναι πολύ χαμηλότερη από την μέση περιεκτικότητα στον δικό μας Γαλαξία. Συνεπώς, το SMC αποτελεί ένα ιδανικό εργαστήριο μελέτης διαδικασιών και φαινομένων σχετιζόμενων με την αστρική δημιουργία και εξέλιξη που αναμένεται να επηρεάζονται από την μεταλλικότητα. Η μελέτη της ακτινικής κατανομής της μεταλλικότητας παρουσιάζει ιδιαίτερο ενδιαφέρον. Π.χ. με βάση τα πεδία της εικόνας 1, για απόσταση μικρότερη από  $2^{\circ}.5$  από το κέντρο του Νέφους η μέση μεταλλικότητα είναι  $[Fe/H] \sim -1$ . Παρόμοια τιμή μετρήθηκε και στα νότια πεδία της εικόνας 1 για απόσταση μικρότερη από  $3^{\circ}$ . Για τα πεδία που βρίσκονται πιο μακριά από το κέντρο του SMC σε σχέση με τα προαναφερόμενα, η μεταλλικότητα είναι πιο μικρή. Η μέση μεταλλικότητα φαίνεται να μειώνεται όσο απομακρυνόμαστε από το κέντρο του Νέφους (*Carrera et al. 2009*).

Τα αστρικά σμήνη στο SMC καλύπτουν ένα ευρύ φάσμα ηλικιών από 12Gyr μέχρι  $\sim <1\text{Myr}$  (*Glatt et al 2008 a, b; Parisi et al. 2009*). Έχουν καταλογοποιηθεί περί τα 770 σμήνη στο SMC που έχουν επιβιώσει μέχρι σήμερα (και συνεπώς είναι παρατηρήσιμα). Ο κατάλογος των σμηνών ενδέχεται να μην είναι πλήρης, καθώς μπορεί να μην έχουν ανιχνευτεί χαμηλής πυκνότητας αστρικά σμήνη.

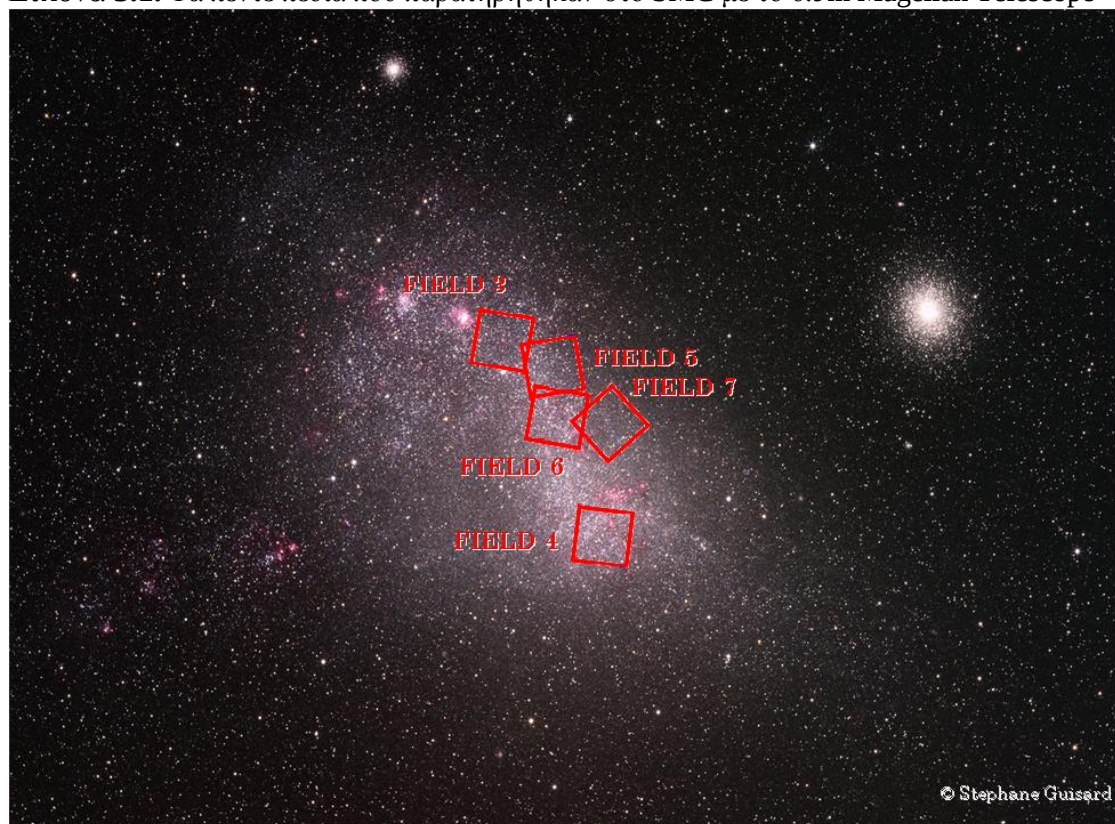
Οι πρόσφατες, χαμηλής ανάλυσης, φασματοσκοπικές μετρήσεις στα αστρικά σμήνη του SMC από τους Parisi et al. 2009, έδειξαν ότι τα νεαρά σμήνη έχουν ηλικίες από 0.9 έως 2.0 Myr.

### 3. ΔΕΔΟΜΕΝΑ

#### 3.1 ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΙΣ

Οι παρατηρήσεις έγιναν στα Magellan Telescopes στην Χιλή στις 4 Οκτώβρη του 2004, από τους Ανδρέα Ζέζα (Πανεπιστήμιο Κρήτης) και Βάλια Αντωνίου (Iowa State University). Οι παρατηρήσεις έγιναν στο ορατό με τέσσερα φίλτρα, τα B, V, R και I, σε πέντε διαφορετικά πεδία. Στην επόμενη εικόνα φαίνονται τα πέντε πεδία των παρατηρήσεων στο SMC.

**Εικόνα 3.1.** Τα πέντε πεδία που παρατηρήθηκαν στο SMC με το 6.5m Magellan Telescope



Στην παρούσα εργασία μελετάται το πεδίο 5, στα φίλτρα B, V και R. Οι παρατηρήσεις που υπάρχουν για την περίπτωση του πεδίου 5 αναφέρονται στον επόμενο πίνακα.

**Πίνακας 3.1:** Δεδομένα για τις παρατηρήσεις του πεδίου 5 στα 4 φίλτρα παρατήρησης

| U.T.      | Exp (s) | Filter | Air Mass    | Coments                         |
|-----------|---------|--------|-------------|---------------------------------|
| 8:47 p.m. | 2 × 90  | V      | 1646 – 1659 | 2exp in 00 53 19.8, -72 26 42   |
| 8:54 p.m. | 2 × 90  | V      | 1631 – 1640 | 2exp 15arcsec west of 78 - 79   |
| 9:00 p.m. | 2 × 90  | V      | 1614 – 1624 | 2exp 30arcsec south of 80 - 81  |
| 9:08 p.m. | 2 × 90  | V      | 1605        | 2exp 15arcsec east of 82 - 83   |
| 1:56 a.m. | 3 × 120 | B      | 1406        | 3exp in 00 53 19.8, -72 26 42   |
| 2:06 a.m. | 1 × 30  | R/I    | 1411        | 2exp in 00 53 19.8, -72 26 42   |
|           | 1 × 30  |        |             |                                 |
| 2:10 a.m. | 1 × 30  | I/R    | 1400        | 15'' west & 30'' north of 139-K |
|           | 1 × 30  |        |             |                                 |
| 2:40 a.m. | 3 × 120 | B      | 1440        | 3exp 15'' west & 30'' north     |

Οι παρατηρήσεις ήταν ευρέως πεδίου, με ακτίνα πεδίου  $0.44^\circ$  με εξαιρετική χωρική ανάλυση στα 0.2 arcsec. Είναι η πρώτη φορά που γίνεται παρατήρηση στο SMC με τέτοιο εύρος πεδίου και τόσο καλή χωρική ανάλυση. Οι παρατηρήσεις καταγράφονται από 8 CCDs που καλύπτουν ταυτόχρονα όλο το πεδίο. Κατά την παρατήρηση χρησιμοποιήθηκε η τεχνική dithering. Με την μέθοδο αυτή έχουμε μικρότερης διάρκειας διαδοχικές παρατηρήσεις του ίδιου πεδίου με μικρά “offsets”. Η τεχνική αυτή χρησιμοποιείται για να αποφευχθούν κενά μεταξύ των διαφορετικών CCD.

Είναι η πρώτη φορά που γίνεται εκτεταμένη μελέτη στην κεντρική περιοχή με τέτοια χωρική ανάλυση.

### 3.2 Τηλεσκόπια Magellan

Τα 6.5 μέτρων τηλεσκόπια Baade και Clay κατασκευάστηκαν από το Carnegie Institute της Washington στο Campanas Observatory στην Χιλή στα πλαίσια του Magellan Project, που είναι μια συλλογική προσπάθεια των Carnegie Institution, University of Arizona, Harvard University, University of Michigan και Massachusetts Institute of Technology. Το «Magellan Consortium» αποτελείται από 200 αστρονόμους, 100 μετδιδακτορικούς αστρονόμους και περίπου εκατό υποψήφιους διδάκτορες. Ο καθένας από αυτούς έχει την δικιά του επιστημονική ατζέντα για την χρήση του τηλεσκοπίου.

Ο κύριος καθρέπτης του κάθε τηλεσκοπίου Magellan είναι παραβολοειδής με f/1.25 και ριζοσπαστικά διαφορετικός από τους σχεδόν συμπαγείς γυάλινους

καθρέπτες του παρελθόντος. Το πρωτεύον κάτοπτρο ζυγίζει 21,000 λίβρες, είναι κατασκευασμένος από βοριοπυριτικό γυαλί και έχει κυψελοειδή εσωτερική δομή. Χρειάστηκαν 6 μήνες για να φτιαχτεί το καλούπι, 2 μέρες για να το γεμίσουν με κομμάτια γυαλιού, μία βδομάδα για να λιώσει το γυαλί και να αποκτήσει το κατάλληλο σχήμα (σε έναν ειδικά περιστρεφόμενο φούρνο) και τρεις μήνες για να ψυχθεί. Το καθένα γυαλιζόταν για οχτώ μήνες ενώ έλεγχαν συνέχεια τις επιφάνειες για την ακρίβειά τους. Σε αντιστοιχία με το μέγεθός τους κάθε κύριος καθρέπτης είναι τόσο λεπτός όσο μια δεκάρα.

Η αλουμινένια επιφάνεια κάθε καθρέπτη έχει πάχος μόλις 4 εκατομμυριοστά της ίντσας (0.1 micron). Ο καθένας επίσης κάθετα πάνω σε ένα “κελί” που παρουσιάζει δύο βασικές λειτουργίες. Πρώτο, θερμικά συστήματα ελέγχου του “κελιού” προσπαθούν να αποτρέψουν στρέβλωση που μπορεί να προκύψει από θερμική διαστολή ή συστολή. Το δεύτερο, το τμήμα υποστήριξης του “κελιού” προσπαθεί να διατηρήσει το κατάλληλο σχήμα ώστε να μην υπάρξει παραμόρφωση ή ρωγμή. Το πραγματικό σχήμα της επιφάνειας του καθρέπτη ελέγχεται με ακρίβεια μέσα δύο εκατομμυριοστών της ίντσας (0.05 micron).

Τα τηλεσκόπια επιπλέον πάνω σε ένα φιλμ λαδιού υψηλής πίεσης, κυκλικού σχήματος διαμέτρου 9 μέτρων. Για να εμποδίζεται η ολίσθηση ασκείται πολύ μεγάλη πίεση. Τα τηλεσκόπια είναι τόσο καλά ισορροπημένα και χωρίς τριβές ώστε ένα παιδί με μια απλή ώθηση μπορεί να μετακινήσει 150 τόνους.

Στα τηλεσκόπια αυτά οι αστρονόμοι χρησιμοποιούν εργαλεία, όπως τις high – end κάμερες CCD και φασματογράφους ώστε να καταγράψουν και να αναλύσουν το εισερχόμενο φως. Τα όργανα πλατφόρμας επιτρέπουν τις γρήγορες εναλλαγές μεταξύ οργάνων που μπορεί να χρειαστούν εξαιτίας των καιρικών συνθηκών ή του φως του φεγγαριού.

Τα τηλεσκόπια του Μαγγελάνου έχουν ξεκινήσει να λειτουργούν στις αρχές της προηγούμενης δεκαετίας και έχουν προσφέρει νέα δεδομένα και γνώσεις σε ένα ευρύ πεδίο της αστρονομίας, της κοσμολογίας και της αστροφυσικής.

## **4. ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ ΔΕΔΟΜΕΝΩΝ**

### **4.1 ΦΩΤΟΜΕΤΡΙΑ**

Φωτομετρία είναι η μέτρηση της ενέργειας που προέρχεται από ένα αστρονομικό αντικείμενο σε περιορισμένη περιοχή του φάσματος. Με βάση αυτόν τον ορισμό κάθε παρατήρηση είναι φωτομετρία. Σε αυτό το σημείο πρέπει να ορίσουμε την φασματοσκοπία και να την διαχωρίσουμε από την φωτομετρία αν και ο διαχωρισμός αυτός σε κάποιες περιπτώσεις δεν είναι διακριτός. Η φασματοσκοπία είναι η μέτρηση της ενέργειας που προέρχεται από ένα αντικείμενο σε περιορισμένο εύρος μήκους κύματος. Εντούτοις, μερικά μικρού εύρους φωτομετρικά συστήματα, με βάση τον προηγούμενο ορισμό είναι χαμηλής ανάλυσης φασματοσκοπικά συστήματα. Η κατάσταση είναι ακόμα πιο πολύπλοκη με βάση την εξέλιξη της φασματοσκοπίας, όπου έχουμε μεθόδους όπως είναι η φασματοσκοπία ολόκληρου πεδίου, όπου μπορούμε να αποκτήσουμε φάσμα για όλα ή για μερικά αντικείμενα της εικόνας. Η λήψη ενός φάσματος απαιτεί ένα στοιχείο διασποράς (dispersion element). Επίσης, είναι προφανές ότι με τη χρήση πολλών στενών φίλτρων μπορεί κανείς να προσεγγίσει την πληροφορία που περιέχεται σε ένα φάσμα πολύ χαμηλής ανάλυσης, αλλά, οπωσδήποτε δεν μπορεί κανείς να πετύχει συνεχή κάλυψη της περιοχής μηκών κύματος, ούτε και να αντλήσει πληροφορίες όπως η ακτινική ταχύτητα. Προφανώς βέβαια σε καμία περίπτωση δεν μπορείς να υποκαταστήσεις με φωτομετρία την πληροφορία που περιέχεται σε ένα φάσμα μεγάλης διακριτικής ικανότητας.

#### **4.1.1 Μεγέθη**

Η μέθοδος που χρησιμοποίησαν οι αστρονόμοι για την μέτρηση της φωτεινότητας των άστρων είναι αρκετά παλιά. Χρονολογείται από τους πρώτους αστρονομικούς καταλόγους του Ίππαρχου, στα τέλη του 2<sup>ου</sup> αιώνα π.Χ.. Τα άστρα στους καταλόγους αυτούς είναι ταξινομημένα σε έξι κλάσεις φωτεινότητας, όπου τα πιο φωτεινά είναι στην πρώτη κλάση και τα πιο αμυδρά στην έκτη κλάση. Με την ανακάλυψη των τηλεσκοπίων ένα τέτοιο σύστημα δεν ήταν πια κατάλληλο, και έπρεπε και αυτό με την σειρά του να επαναπροσδιοριστεί και να εξελιχθεί. Ο William Herschel ήταν ο πρώτος που το βελτίωσε, αλλά σήμερα βασιζόμαστε στην δουλειά του Norman Pogson. Πρότεινε μία λογαριθμική κλίμακα που προσεγγιστικά συμφωνεί με τις σημερινές μετρήσεις. Επίσης, πρέπει να αναφέρουμε ότι και η κλίμακα ανταπόκρισης του ματιού είναι λογαριθμική, έτσι το σύστημα του Ίππαρχου

ήταν λογαριθμικό σε όρους έντασης. Ένα αστέρι κλάσης 5 στους καταλόγους του Ίπαρχου είναι 2.5 φορές φωτεινότερο από ένα αστέρι κλάσης 6 και περίπου 2.5 φορές ασθενέστερο από ένα αστέρι κλάσης 4 κ.ο.κ. Ο Pogson διατύπωσε μία μαθηματική σχέση όπου το μέγεθος σχετίζεται λογαριθμικά με την διάμετρο του μικρότερου δυνατού τηλεσκοπίου για να δούμε το αστέρι. Επίσης, κατάφερε να εκφράσει το μέγεθος άμεσα σε όρους ενέργειας που προέρχεται από το αστέρι, όπου η σχέση είναι:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10}(E_1/E_2) \quad (4.1)$$

όπου  $m_1$  και  $m_2$  είναι τα μεγέθη των άστρων 1 και 2 αντίστοιχα, ενώ  $E_1$  και  $E_2$  είναι οι ενέργειες ανά μονάδα επιφάνειας για τα άστρα 1 και 2 αντίστοιχα.

Η κλίμακα είναι δύσκολη στην χρήση, καθώς -με βάση την κλίμακα αυτή- ένα άστρο λαμπρότερο κατά ένα μέγεθος είναι 2.512 φορές φωτεινότερο. Επίσης τα λαμπρότερα άστρα έχουν μεγέθη που οι πραγματικές τιμές τους είναι μικρότερες από εκείνες των ασθενέστερων άστρων. Το μηδέν της κλίμακας είναι με βάση πρότυπα άστρα. Στην κλίμακα του Ίπαρχου, εκείνα τα άστρα που είναι της κλίμακας 6, είναι μόλις ορατά με ένα κανονικό μάτι, σε μια καθαρή νύχτα χωρίς φεγγάρι. Τα πρότυπα αστέρια επιλέγονται έτσι ώστε τα μεγέθη τους να μην είναι μεταβλητά. Τα πρωτεύοντα πρότυπα άστρα είναι γνωστά σαν βόρεια πολική ακολουθία και περιλαμβάνουν άστρα που απέχουν μόλις 2 μοίρες από τον πολικό αστέρα. Έτσι μπορούν να παρατηρηθούν από τα παρατηρητήρια όλου του βόρειου ημισφαιρίου καθ'όλη την διάρκεια του έτους. Τα δευτερεύοντα πρότυπα άστρα μπορούν να προέρχονται από παρατηρήσεις από κάθε σημείο του ουρανού.

Τα αμυδρότερα άστρα που είναι ορατά με γυμνό μάτι, για τον ορισμό της κλίμακας, είναι μεγέθους 6, έτσι ορίζεται σαν το όριο μεγέθους για το μάτι. Για τις σημειακές πηγές η φωτεινότητα αυξάνεται με την χρήση τηλεσκοπίων κατά ένα παράγοντα  $G$ . Έτσι για το προσαρμοσμένο στο σκοτάδι ανθρώπινο μάτι, που έχει διάμετρο 7 mm, το  $G$  δίνεται από την σχέση:

$$G \sim 2 \cdot 10^4 d^2 \quad (4.2)$$

όπου  $d$  είναι η διάμετρος του τηλεσκοπίου σε m. Έτσι το οριακό μέγεθος αν χρησιμοποιείται το παραπάνω τηλεσκόπιο είναι:

$$m_L = 16.8 + 5 \log_{10}(d) \quad (4.3)$$

Οι CCDs κάμερες και κάποιες τεχνικές παρατήρησης βελτιώνουν το αποτέλεσμα παρατήρησης κατά 5 με 10 αστρικά μεγέθη, εξαιτίας της ευαισθησίας που διαθέτουν και του χρόνου παρατήρησης.

Το μέγεθος που μελετήσαμε παραπάνω είναι το φαινόμενο μέγεθος και έχει να κάνει με την εν γένει φωτεινότητα του αντικειμένου και την απόσταση του από τη Γη. Σε αντίθεση, το απόλυτο μέγεθος σχετίζεται μόνο με την πραγματική φωτεινότητα του αντικειμένου. Το απόλυτο μέγεθος ορίζεται σαν το φαινόμενο μέγεθος που έχει το αντικείμενο όταν βρίσκεται σε απόσταση 10pc από την Γη. Το απόλυτο μέγεθος συμβολίζεται με  $M$ , ενώ αντίστοιχα το φαινόμενο μέγεθος συμβολίζεται με  $m$ . Η σχέση μεταξύ των δύο μεγεθών μπορεί εύκολα να αποκτηθεί από την σχέση (3.1). Θεωρούμε ότι το αντικείμενο βρίσκεται σε απόσταση 10 pc από την Γη. Η ενέργεια ανά μονάδα επιφάνειας στην Γη θα αλλάξει κατά έναν παράγοντα  $(D/10)^2$ , όπου  $D$  είναι η πραγματική απόσταση του αντικειμένου σε parsecs. Έτσι προκύπτουν οι σχέσεις:

$$M - m = -2.5 \log_{10}(D/10)^2 \quad (4.4)$$

$$Distance Modulus = 5 \log_{10} D - 5 \quad (4.5)$$

Στην εξίσωση (4.5) οι μόνοι παράγοντες που επηρεάζουν το φαινόμενο μέγεθος είναι η απόσταση και η εν γένει φωτεινότητα. Ωστόσο το φως που προέρχεται από το αντικείμενο παρατήρησης συχνά περνάει μέσα από μεσοαστρικό αέριο και σύννεφο σκόνης, οπότε μπορεί να απορροφηθεί. Μία πιο ολοκληρωμένη σχέση για την εύρεση του απόλυτου μεγέθους είναι η ακόλουθη

$$M = m + 5 - 5 \log_{10} D - AD \quad (4.6)$$

όπου  $A$  είναι η μεσοαστρική απορρόφηση σε μεγέθη ανά parsec. Μια χαρακτηριστική τιμή του  $A$ , ως προς την διεύθυνση παρατήρησης του γαλαξιακού επιπέδου είναι 0.002 mag/pc.

Το απόλυτο και το φαινόμενο μέγεθος συνήθως μετριοούνται σε καλά ορισμένες περιοχές του φάσματος. Αν τα δύο αντικείμενα μετρηθούν σε δύο διαφορετικές περιοχές τότε οι σχέσεις με την παραπάνω μορφή παύουν να ισχύουν.

#### 4.1.2 Φίλτρα

Πλήθος φίλτρων και συνδυασμός αυτών έχουν κατασκευαστεί. Μπορούν να διακριθούν ως προς την μέγεθος της περιοχής του ηλεκτρομαγνητικού φάσματος που καλύπτουν, σε ευρέα, ενδιάμεσα και μικρού εύρους. Στην ορατή περιοχή τα ευρέα φίλτρα έχουν εύρος παρατήρησης 100 nm, τα ενδιάμεσα φίλτρα έχουν 10 με 50 nm και του μικρού εύρους έχουν 0.05 με 10 nm. Η διάκριση αυτή δεν έχει καμία φυσική σημασία.

Τα φίλτρα είναι δύο τύπων, αυτά που είναι βασισμένα στην απορρόφηση/μετάπτωση και στην παρεμβολή. Τα φίλτρα απορρόφησης/μετάπτωσης αποτελούνται από άλατα νικελίου ή οξειδία κοβαλτίου διαλυμένα σε γυαλί ή ζελατίνη, ή αιώρημα κολλοειδών σωματιδίων. Φίλτρα παρεμβολής είναι κυρίως τα Feby Perot με πολλούς μικρούς διαχωρισμούς στους καθρέπτες.

Με την ανάπτυξη της φωτομετρίας και την εφαρμογή της στην αστρονομία στις αρχές του προηγούμενου αιώνα, περισσότερες φασματικές περιοχές έγιναν διαθέσιμες για μελέτη. Τώρα υπάρχει ένας μεγάλος αριθμός διαφορετικών φωτομετρικών συστημάτων, αν και πολλά αυτά τα συστήματα αναπτύχθηκαν για ιδιαίτερους σκοπούς, οπότε δεν μπορούν να έχουν ευρεία εφαρμογή σε αντίθεση με άλλα συστήματα που είναι πιο ευρέως διαδεδομένα.

Για μεγάλο διάστημα, το πιο διαδεδομένο σύστημα ήταν το UBV σύστημα, που πρωτοεμφανίστηκε από τους Harold Johnson και William Morgan το 1953. Στο σύστημα αυτό οι B και V περιοχές αντιστοιχούσαν κατά προσέγγιση στην ορατή περιοχή και η U περιοχή στην ιώδη και υπεριώδη. Για ακριβείς μετρήσεις απαιτούνταν ένα τηλεσκόπιο με αλουμινένιους καθρέπτες και φωτοπολλαπλασιαστής τύπου RCA 1R21.

Υπάρχουν διάφορες προεκτάσεις του συστήματος UBV για μεγαλύτερα μήκη κύματος. Ένα ευρείας χρήσης σύστημα εισήχθη από τον Johnson το 1960. Στα μεγαλύτερα μήκη κύματος αυτά τα συστήματα είναι πολύ ευαίσθητα εξαιτίας της ατμόσφαιρας.

Οι παρατηρήσεις για αυτή την εργασία είναι στα φίλτρα B, V, R και I

#### 4.1.3 CCD και Φωτοηλεκτρική Φωτομετρία.

Η πιο ακριβής φωτομετρία στηρίζεται πάνω σε φωτοηλεκτρικές διατάξεις διαφόρων τύπων. Αυτές πρωτίστως είναι οι CCDs που χρησιμοποιούνται στο ορατό

και στην NIR περιοχή. Οι CCDs παρουσιάζουν μη γραμμική απόκριση στην περίπτωση αντικειμένων που βρίσκονται κοντά στον κορεσμό (saturation). Μια τεχνική μείωσης της έντασης είναι να αφαιρέσουμε το σήμα του υποβάθρου, εκεί που η ένταση είναι σχεδόν σταθερή. Η λαμπρότητα ενός άστρου αποκτιέται άμεσα, αθροίζοντας τα pixels που καλύπτονται από την εικόνα του άστρου και αφαιρώντας την ένταση όπως προκύπτει από παρόμοιο αριθμό pixels του υποβάθρου κοντά την περιοχή του άστρου. Η μετατροπή σε αστρικά μεγέθη απαιτεί να έχει μετρηθεί το μέγεθος κάποιων standard άστρων. Με το ψηφίδωμα (mosaics) πολλών CCDs, είναι πιθανόν να υπάρχουν πολλά standard άστρα σε κάθε εικόνα.

Στα NIR (near infrared) και στα MIR (mid-infrared) μήκη κύματος η διαδικασία είναι παρόμοια. Σε κάποιες περιπτώσεις το αντικείμενο που παρατηρείται είναι πολύ αμυδρότερο από τον θόρυβο του υποβάθρου. Για τις περιοχές MIR και FIR (far infrared) υπάρχουν κάποιες τεχνικές παρατήρησης, στις οποίες διαχωρίζουμε το υπόβαθρο από την πηγή. Τα περισσότερα τηλεσκόπια που σχεδιάζονται ειδικά για το υπέρυθρο, έχουν δευτερεύοντες καθρέφτες που βοηθούν για τον παραπάνω σκοπό.

#### **4.1.4. Τεχνικές Παρατήρησης**

Πιθανόν η πιο σημαντική παράμετρος για τις επιτυχείς παρατηρήσεις είναι η επιλογή του τόπου παρατήρησης. Μόνο ο συνεχώς καθαρός ουρανός είναι κατάλληλος για ακριβή φωτομετρία. Ομίχλη, σύννεφα και φωτορύπανση καθώς και οι μεταβολές αυτών είναι αυτά που καθιστούν μια περιοχή κατάλληλη για φωτομετρία ή όχι. Για αυτό τον λόγο οι κατάλληλες περιοχές για φωτομετρία είναι σπάνιες. Επίσης, για φωτομετρικές παρατηρήσεις στο υπέρυθρο θα πρέπει να επιλέγουμε περιοχές όπου έχουμε όσο το δυνατόν χαμηλότερους υδρατμούς. Γενικά περιοχές που είναι σε μεγάλα υψόμετρα και έχουν σταθερά αίθριο καιρό είναι κατάλληλες. Νησιά σε ωκεανούς και οροσειρές με επικρατούντες ανέμους από τους ωκεανούς, που βρίσκονται πάνω από το στρώμα αναστροφής, είναι οι καταλληλότερες επιλογές.

Ο δεύτερος κύριος παράγοντας επιτυχούς φωτομετρίας είναι η επιλογή των άστρων σύγκρισης. Πρέπει να είναι μη μεταβλητά, παρόμοιου μεγέθους και φασματικής τάξης, και με αξιόπιστα μεγέθη για το χρησιμοποιούμενο φωτομετρικό σύστημα. Είναι συνήθως δύσκολο να βρούμε κάποιο λαμπρό άστρο σχετικά κοντά στην περιοχή παρατήρησής μας που να είναι κατάλληλο για standard. Αντίθετα, είναι

πολύ ευκολότερο να βρούμε αμυδρότερα άστρα κοντά στην περιοχή παρατήρησής μας, όμως λόγω ακριβώς της μικρότερης φωτεινότητάς τους είναι πολλές φορές δύσκολο να βρούμε επαρκώς μελετημένα αντικείμενα που να έχουν τις προδιαγραφές για να είναι standard.

Μια μοναδική παρατήρηση μπορεί να παρατηρήσει ένα αντικείμενο για μικρό χρονικό διάστημα. Εντούτοις, ταχέως μεταβαλλόμενα αντικείμενα, μπορεί να χρειάζονται συνεχή παρακολούθηση για 24 h. Πλήθος παρατηρήσεων καταναμημένο σε όλο τον κόσμο που προκύπτει από διάφορα συνεργαζόμενα προγράμματα μπορεί να προσφέρουν συνεχείς φωτομετρικές παρατηρήσεις.

## 4.2 ΕΠΕΞΕΡΓΑΣΙΑ ΓΙΑ ΚΑΘΕ ΦΙΛΤΡΟ

Όπως αναφέραμε οι παρατηρήσεις έγιναν για 4 φίλτρα, το B, V, R και I. Στην συνέχεια αναπτύσσεται η επεξεργασία μόνο των φίλτρων B, V και R. Η επεξεργασία κάθε φίλτρου έγινε με το πακέτο επεξεργασίας δεδομένων IRAF.

Το IRAF διαθέτει διάφορα πακέτα επεξεργασίας (βασικής επεξεργασίας εικόνων CCD, φωτομετρικής και φασματοσκοπικής ανάλυσης). Τα πακέτα που χρησιμοποιήθηκαν εδώ βρίσκονται στο μεγαλύτερο πακέτο DAOPHOT.

Οι εικόνες που χρησιμοποιήθηκαν, έχουν ήδη υποβληθεί στην απαραίτητη προεργασία (αφαίρεση bias, επιπεδοποίηση – flat fielding και αστρομετρική διόρθωση) από την B. Αντωνίου.

Στην συνέχεια θα γίνει μια μικρή περιγραφή των προγραμμάτων που χρησιμοποιήθηκαν εδώ για την φωτομετρία των άστρων των εικόνων μας:

*DAOFIND*: Αρχικά χρησιμοποιείται το DAOFIND, με το οποίο βρίσκουμε ένα μεγάλο ποσοστό των αντικειμένων που έχουν καταγραφεί στην εικόνα. Για τα αντικείμενα αυτά γίνεται η πρώτη επεξεργασία με τα προγράμματα που ακολουθούν.

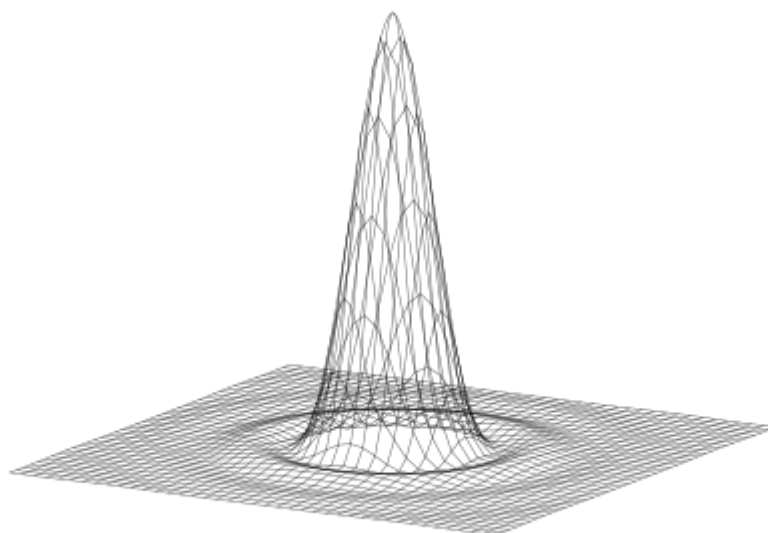
*PHOT*: Στην συνέχεια τρέχουμε το πακέτο PHOT, όπου γίνεται μία πρώτη εκτίμηση του μεγέθους των άστρων που έχουν ανιχνευτεί από το DAOFIND (στην εκτίμηση του μεγέθους έχουμε και το αντίστοιχο σφάλμα).

*PSTSELECT*: Το επόμενο πακέτο που τρέχουμε είναι το PSTSELECT, που επιλέγει τα λαμπρότερα άστρα, από τα αυτά που έχουν βρεθεί με το DAOFIND, κατάλληλα για την εύρεση του PSF.

*PSF*: Στο πακέτο δεδομένων PSF (point-spread-function) γίνεται η επιλογή των άστρων από τον χρήστη, ξεκινώντας από την προεπιλογή του PSTSELECT.

Αφού επιλεγούν τα άστρα, το πακέτο δοκιμάζει έξι συναρτήσεις σε κάθε άστρο και μας δίνει την συνάρτηση με την μικρότερη δυνατή απόκλιση στο σύνολο των άστρων του PSF. Η συνάρτηση αυτή αποτελεί το μοντέλο του PSF που θα χρησιμοποιηθεί και στην συνέχεια. Η συνάρτησή μας θα προσεγγίζει την μορφή του επόμενου σχήματος.

**Εικόνα 4.1.** Η εικόνα μίας συμμετρικής συνάρτησης psf ((Point Spread Fuction).



Για έναν συμμετρικό απομονωμένο αστέρα, η συνάρτηση psf θα είναι επίσης συμμετρική. Το γωνιακό μέγεθος του psf μπορεί να περιγραφεί από το μέτρο του FWHM (Full Width at Half Maximum) που είναι η διάμετρος όπου η ροή πέφτει στο μισό της αρχικής τιμής.

*ALLSTAR*: Τέλος χρησιμοποιείται το πακέτο *ALLSTAR* που χρησιμοποιεί την συνάρτηση του PSF που έχουμε προσδιορίσει στο προηγούμενο βήμα, για να προσεγγίσει την κατανομή φωτός οποιουδήποτε καταγεγραμμένου αστέρα. Η συνάρτηση βαθμονομείται για κάθε άστρο ξεχωριστά με βάση το μέγεθος που έχουμε βρει από το PHOT. Στη συνέχεια αφαιρείται η προσαρμοσμένη κατανομή από την εικόνα, αφήνοντας «υπολείματα» (residuals) που μπορεί να οφείλονται σε αμυδρότερα αντικείμενα πίσω από το αρχικό αντικείμενο, ή σε ατέλειες στην psf. Στο τέλος παίρνουμε μια νέα εικόνα όπου έχει αμυδρά άστρα που δεν είχαν ανιχνευτεί την πρώτη φορά (και αυξημένο θόρυβο λόγω μικρών υπολειμμάτων λαμπρότερων κυρίως άστρων που παρέμειναν κατά την αφαίρεσή τους).

Το τρέξιμο των προγραμμάτων με την σειρά που αναφέραμε αποτελεί το «πρώτο πέραςμα» στην εικόνα μας. Στην συνέχεια διατηρώντας σταθερό το αρχείο

του psf, τρέχουμε ξανά στην νέα εικόνα το *DAOFIND* για να εντοπίσουμε νέα αμυδρά άστρα που ήταν κοντά σε λαμπρότερα πριν και ήταν δύσκολο να ανιχνευτούν, μετά το *PHOT* για να προσδιορίσουμε το μέγεθός τους και στην συνέχεια το *ALLSTAR* για να αφαιρεθούν και να προκύψει νέα εικόνα χωρίς αυτά. Η διαδικασία αυτή επαναλαμβάνεται μέχρι να κρίθει ότι έχουν ανιχνευτεί όλα τα «πραγματικά» αντικείμενα στην εικόνα μας.

#### 4.2.1 Επεξεργασία του φίλτρου B

Για την επεξεργασία και την φωτομετρία του B φίλτρου χρησιμοποιήθηκε η διαδικασία που περιγράφηκε παραπάνω. Κατά την διαδικασία επεξεργασία της εικόνας χρησιμοποιήθηκαν κάποιες ελεύθεροι παράμετροι στα πέντε πακέτα επεξεργασίας που αναφέραμε πριν. Οι ελεύθερες παράμετροι και οι τιμές που χρησιμοποιήσαμε δίνονται στον παρακάτω πίνακα:

|                                            |       |
|--------------------------------------------|-------|
| Full Width Half Maximum                    | 5     |
| Standard deviation of background in counts | 90    |
| Detection the shold in sigma               | 4 - 3 |
| Minimum good data value                    | 0     |
| Maximum good data value                    | 40000 |
| Inner radius of sky annulus in scale units | 10    |
| Width of the sky annulus in scale units    | 10    |
| File/list of aperture radii in scale units | 3     |
| Maximum number of psf stars                | 200   |
| Psf radius in scale units                  | 13    |
| Fitting radius in scale units              | 5     |
| Order of variable psf                      | 2     |

Το *Full Width Half Maximum* εκτιμήθηκε με βάση τα πιο λαμπρά άστρα που χρησιμοποιήθηκαν στο psf . Για το *Standard deviation of background in counts* η εκτίμηση έγινε με βάση μικρές περιοχές σε όλες τις ccd του πεδίου, που μελετήθηκαν ξεχωριστά, με την εφαρμογή του IRAF *imstat*. Η τιμή που υιοθετήθηκε για τη συγκεκριμένη παράμετρο είναι η μέση τιμή που πρέκυψε από 12 δείγματα.

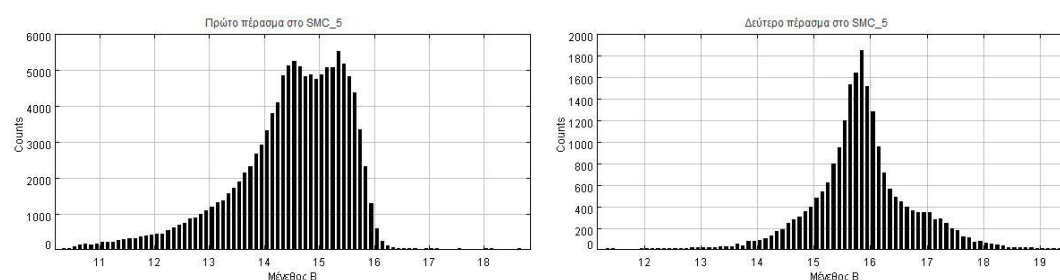
Για το *Minimum good data value* η επιλεχθείσα τιμή είναι το 0 για να μην αποκλειστούν το πιο αμυδρά άστρα. Για το *Maximum good data value* η εκτίμηση έγινε με βάση την τιμή κορεσμού των pixels («καμένα» pixels). Ο αριθμός των άστρων που χρησιμοποιήθηκαν για τον καθορισμό του *psf* είναι 200 (ο μεγαλύτερος δυνατός). Στο *Psf radius in scale units* (για *Full Width Half Maximum*, 5) δόθηκε η ενδεδειγμένη (από το Manual) τιμή, 13. Το *Fitting radius in scale units* με βάση τα λαμπρότερα άστρα που επιλέχτηκαν είναι 5.

Στην αρχική εικόνα έγινε ένα πέρασμα με βάση την προηγούμενη διαδικασία που αναφέρεται, και με το *sigma* στο 4. Ξανατρέχουμε την ίδια διαδικασία στην νέα εικόνα που προέκυψε πάλι με το *sigma* στο 4. Εδώ πρέπει να αναφέρουμε ότι το *sigma* εξαρτάται από τον θόρυβο του ουρανού. Όσο πιο μικρό είναι το *sigma* τόσο το όριο των μετρήσεων μας πλησιάζει τον θόρυβο του ουρανού.

Από το σημείο αυτό μπορούσαν να γίνουν δύο επαναλήψεις στις εκάστοτε νέες εικόνες με *sigma* =4 ή με *sigma*=3. Όταν το *sigma* = 3 ανιχνεύουμε πιο αμυδρά αντικείμενα αλλά πλησιάζουμε και τον θόρυβο του ουρανού. Τις όποιες διαφορές θα τις δούμε στην συνέχεια στα διαγράμματα που ακολουθούν.

Στην επόμενη εικόνα παρουσιάζονται τα ιστογράμματα μεγεθών για τις δύο πρώτες επαναλήψεις.

**Εικόνα 4.2.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο B για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC.



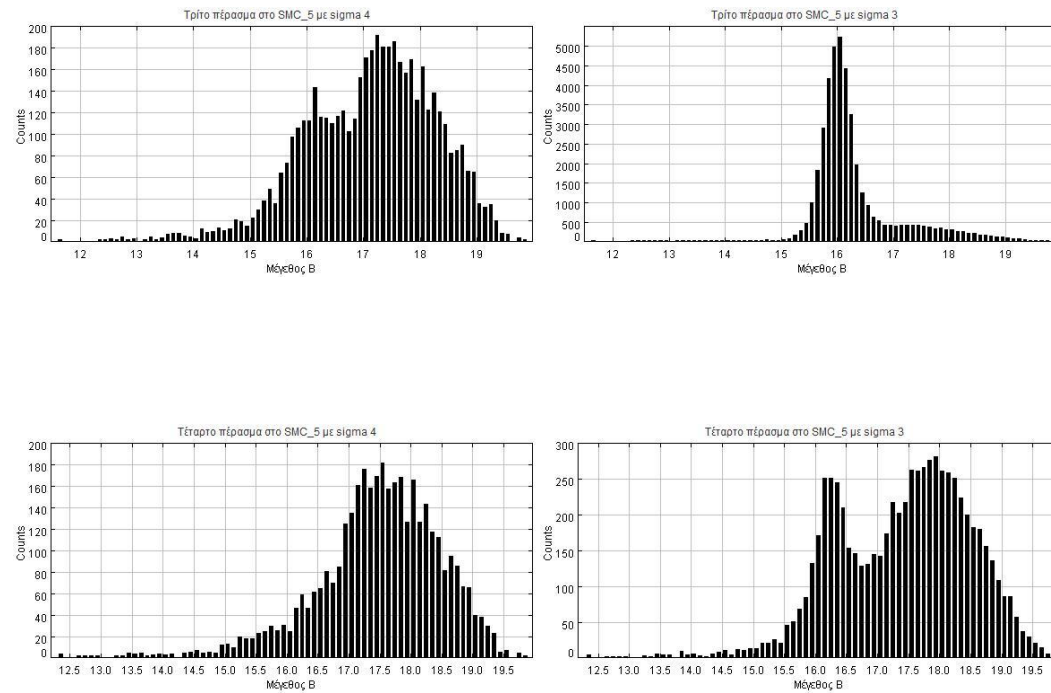
Στο πρώτο πέρασμα μετρήθηκαν 186786 άστρα ενώ στο δεύτερο πέρασμα μετρήθηκαν 21576 άστρα. Εδώ πρέπει να αναφέρουμε ότι οι τιμές του μεγέθους B είναι τιμές όπως έχουν προκύψει από το πρόγραμμα του IRAF (*instrumental magnitudes*) και όχι πραγματικές. Είναι ενδεικτικές όμως για να μπορέσουμε να κάνουμε τις συγκρίσεις των διαγραμμάτων.

Από την εικόνα Γ.1. παρατηρούμε ότι το κύριο μέρος των άστρων που ανιχνεύτηκαν είναι μεταξύ 14.5 και 15.5 μεγέθους στο B. Στο δεύτερο πέρασμα τα

περισσότερα άστρα έχουν μέγεθος κοντά στο 16. Παρατηρούμε δηλαδή ότι με το δεύτερο πέρασμα πηγαίνουμε σε πιο αμυδρά άστρα.

Στην συνέχεια θα δούμε τα δύο επόμενα περάσματα. Το κάθε πέρασμα θα είναι σε αντιπαράθεση για τις δύο τιμές που χρησιμοποιήθηκαν για το  $\sigma$ .

**Εικόνα 4.3.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο B για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

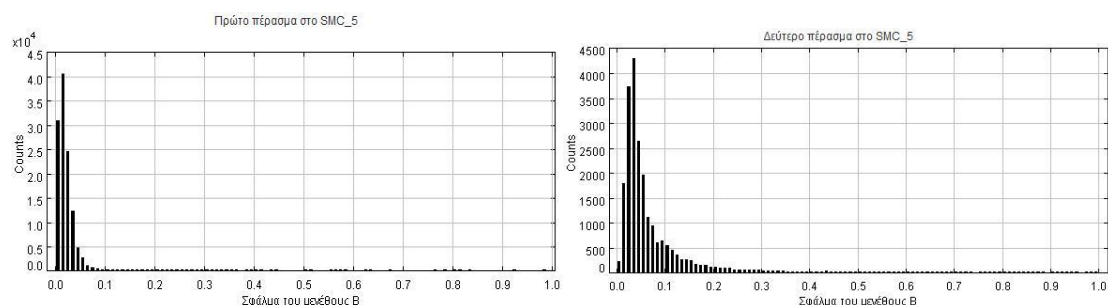


Για το τρίτο πέρασμα με  $\sigma=4$ , τα άστρα που μετρήθηκαν είναι 4857, ενώ με  $\sigma=3$ , είναι 40527, δέκα φορές περισσότερα. Στο τέταρτο πέρασμα με  $\sigma=4$  τα άστρα που μετρήθηκαν είναι 3718 ενώ με  $\sigma=3$  μετρήθηκαν 6958. Είναι εμφανές ότι με  $\sigma=3$  τα άστρα που μετρούνται είναι πολύ περισσότερα σε σχέση με  $\sigma=4$ . Επίσης βλέπουμε ότι για  $\sigma=3$  στο τρίτο πέρασμα τα περισσότερα άστρα έχουν μέγεθος 16, ελαφρώς μεγαλύτερο από το δεύτερο πέρασμα, ενώ στο τέταρτο πέρασμα έχουμε δύο μέγιστα, ένα στο 16 και ένα στο 18. Μπορούμε να πούμε γενικά ότι σε κάθε πέρασμα πηγαίνουμε σε πιο αμυδρά άστρα.

Πρέπει να αναφέρουμε ότι οι μετρήσεις αυτές και τα διαγράμματα αναφέρονται σε άστρα που μετρήθηκαν με σφάλμα μέχρι 1. Τα άστρα αυτά τα χρησιμοποιούμε για την καλύτερη παρουσίαση των διαγραμμάτων, κυρίως αυτών που περιέχουν σφάλματα. Στην τελική επιλογή των άστρων για να κατασκευάσουμε το CMD του πεδίου θα επιλέξουμε άστρα με σφάλμα μέχρι 0.2.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα αντίστοιχα ιστογράμματα του σφάλματος για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

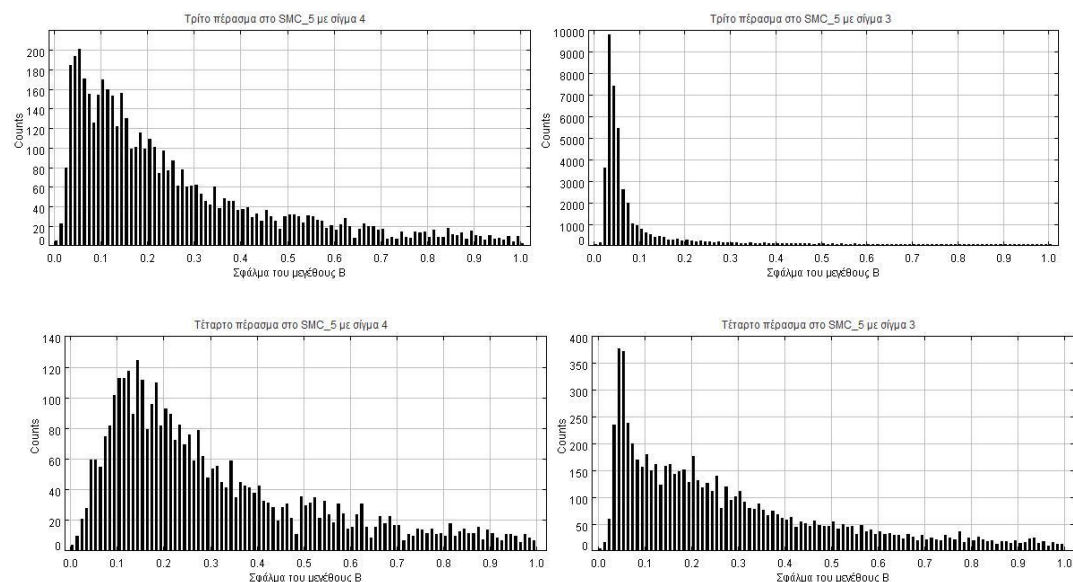
**Εικόνα 4.4.** Τα ιστογράμματα σφάλματος στο φίλτρο B για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.



Βλέπουμε ότι και στις δύο περιπτώσεις ο μεγαλύτερος όγκος σφαλμάτων είναι μεταξύ του 0 και του 0.1. Δηλαδή, η κατανομή και στις δύο περιπτώσεις είναι αρκετά ικανοποιητική.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα αντίστοιχα διαγράμματα (με την εικόνα 4.4) για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα για σίγμα 3 και σίγμα 4.

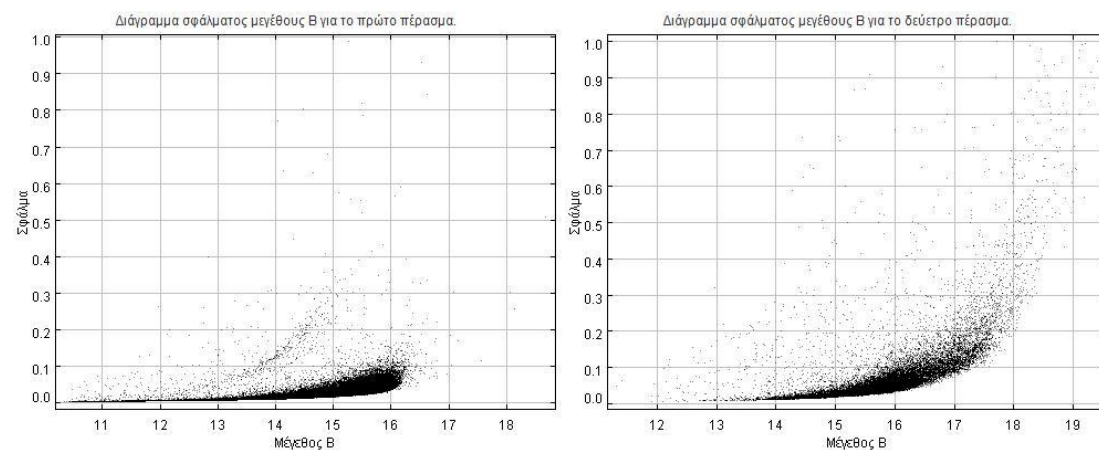
**Εικόνα 4.5.** Τα ιστογράμματα σφάλματος στο φίλτρο B για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα για σίγμα 3 και σίγμα 4.



Παρατηρούμε ότι για το τρίτο πέρασμα η κατανομή των σφαλμάτων είναι πολύ καλύτερη, δηλαδή το μεγαλύτερο πλήθος των αντικειμένων έχει σφάλμα μικρότερο του 0.2 για  $\sigma = 3$  σε αντίθεση με  $\sigma = 4$  όπου η κατανομή του πλήθους μειώνεται με πολύ πιο αργό τρόπο, ενώ στο τέταρτο πέρασμα για  $\sigma = 3$  έχουμε ελαφρώς καλύτερη κατανομή.

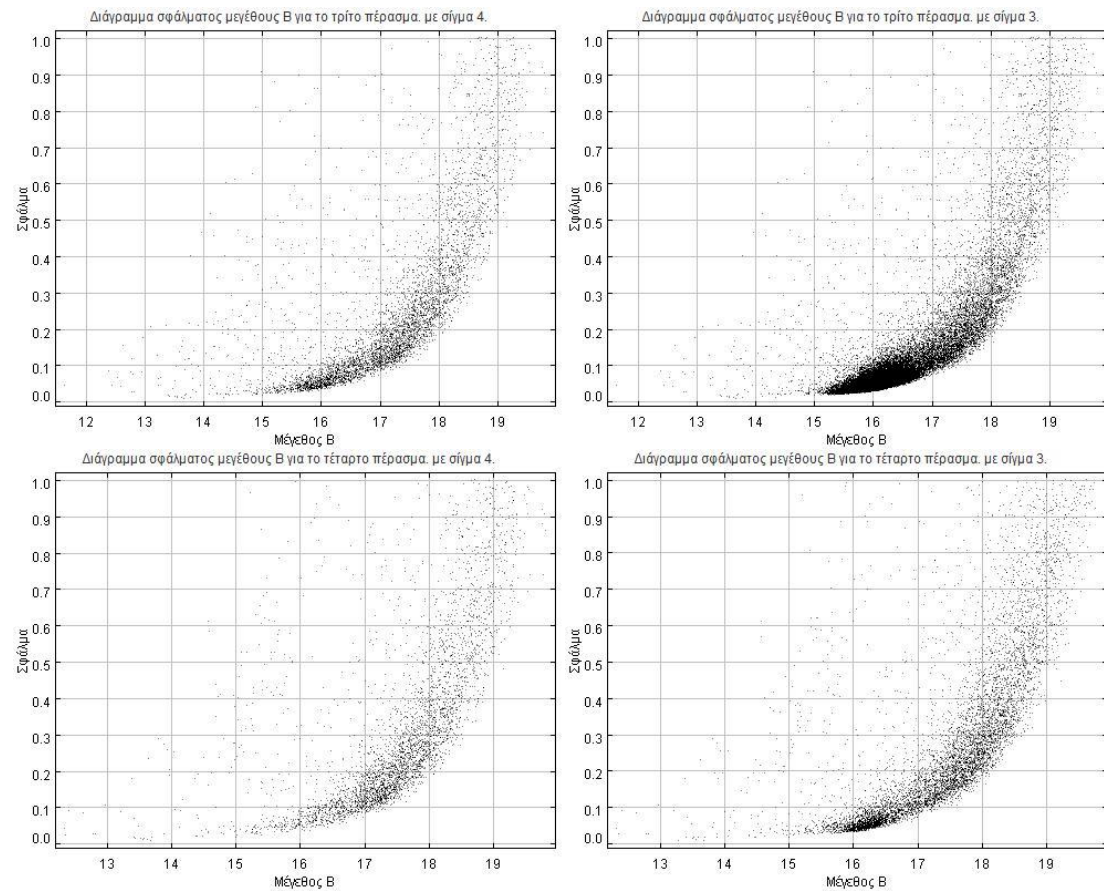
Άλλη μια κατηγορία διαγραμμάτων που μπορεί να μας βοηθήσει στην επιλογή του καταλληλότερου  $\sigma$ , καθώς επίσης μπορούμε να αξιολογήσουμε και την συνολική διαδικασία (όπως θα δούμε στην συνέχεια για το φίλτρο R) είναι τα διαγράμματα Σφάλματος – Μεγέθους B. Τα διαγράμματα για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα φαίνονται στην επόμενη εικόνα.

**Εικόνα 4.6.** Τα διαγράμματα σφάλματος μεγέθους για το πρώτο και το δεύτερο πέρασμα στο B.



Παρατηρούμε, όπως και στην κατανομή σφαλμάτων, ότι στο πρώτο πέρασμα δεν έχουμε μετρήσεις με μεγάλα σφάλματα, και τα μεγέθη φτάνουν το μέχρι 16.5, αντίθετα στο δεύτερο πέρασμα όπου έχουμε αρκετά μεγέθη μέχρι 18 και λίγα μέχρι 19, έχουμε σε περισσότερες περιπτώσεις μεγάλα σφάλματα. Παρατηρούμε και σε αυτή την περίπτωση ότι στο δεύτερο πέρασμα πηγαίνουμε σε μεγαλύτερα μεγέθη αλλά αυξάνεται το σφάλμα.

**Εικόνα 4.7.** Τα διαγράμματα σφάλματος μεγέθους για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα στο B, για τιμές σίγμα 4 (αριστερά) και τρία (δεξιά).



Στην παραπάνω εικόνα είναι εμφανής ο λόγος γιατί πρέπει να διαλέξουμε στα δύο τελευταία περάσματα  $\sigma=3$ . Παρατηρούμε ότι στα αμυδρά μεγέθη, 17.5 και πάνω τα διαγράμματα είτε είναι το  $\sigma=3$  είτε  $\sigma=4$ , μοιάζουν αρκετά. Όμως για  $\sigma=3$  κυρίως στο τρίτο αλλά και στο τέταρτο πέρασμα έχουμε πολλά περισσότερα άστρα με μέγεθος μεταξύ 15.5 και 17 σε σχέση με  $\sigma=4$ , που έχουν μικρά σφάλματα και θα απομείνουν στην τελική επιλογή (έχουμε αναφέρει ότι για τον σχηματισμό των διαγραμμάτων χρώματος θα κρατήσουμε άστρα με σφάλμα μέχρι 0.2).

#### 4.2.2. Επεξεργασία του φίλτρου V

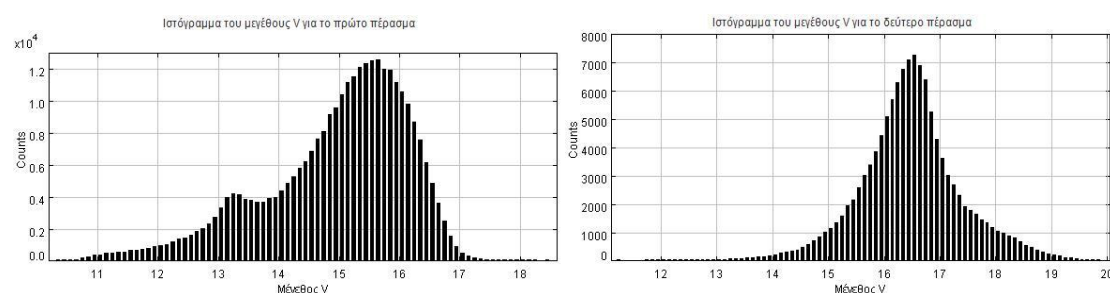
Με όμοιο τρόπο έγινε και η επεξεργασία των εικόνων στο V φίλτρο. Οι τιμές των ελεύθερων παραμέτρων για τις ρουτίνες που τρέξαμε φαίνονται παρακάτω:

|                                            |       |
|--------------------------------------------|-------|
| Full Width Half Maximum                    | 5     |
| Standard deviation of background in counts | 60    |
| Detection the shold in sigma               | 4 - 3 |
| Minimum good data value                    | 0     |
| Maximum good data value                    | 40000 |
| Inner radius of sky annulus in scale units | 10    |
| Width of the sky annulus in scale units    | 10    |
| File/list of aparture radii in scale units | 3     |
| Maximum number of psf stars                | 200   |
| Psf radius in scale units                  | 13    |
| Fitting radius in scale units              | 5     |
| Order of variable psf                      | 2     |

Αξίζει αν αναφερθεί ότι οι περισσότερες τιμές είναι ίδιες με το B, και μάλιστα ακριβώς με την ίδια λογική, εκτός από την *Standard deviation of background in counts*, όπου όμοια με το B επιλέξαμε 12 περιοχές από όλες τις CCD και στην συνέχεια πήραμε την μέση τιμή. Παρόμοια και στην εικόνα V έγιναν τέσσερα περάσματα όπου τα δύο τελευταία έγιναν με  $\sigma=3$  και με  $\sigma=4$ .

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα ιστογράμματα μεγέθους για τα δύο πρώτα περάσματα της εικόνα του πεδίου 5 του SMC.

**Εικόνα 4.8.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο V για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

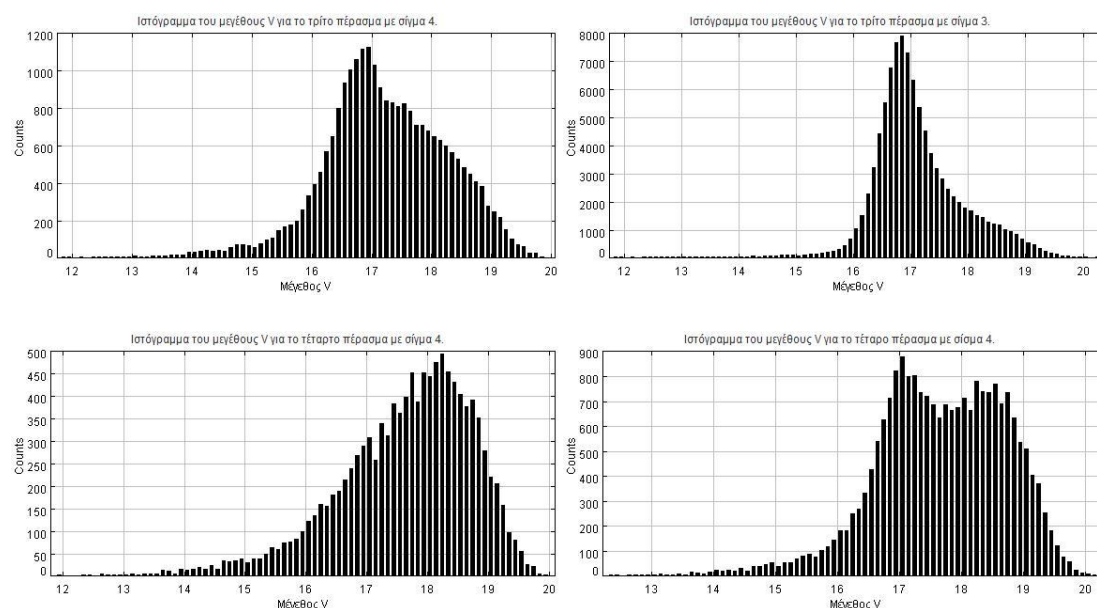


Βλέπουμε ότι στο πρώτο πέρασμα έχουμε ένα μικρό μέγιστο λίγο μετά το 13 και ένα μεγάλο μέγιστο στο 15.5. Αξίζει να θυμηθούμε ότι στο αντίστοιχο πέρασμα στο B είχαμε το πρώτο μέγιστο στο 14.5 και το δεύτερο μέγιστο στο 15.5. Στο δεύτερο πέρασμα το μέγιστο είναι στο 16.5, ενώ στο B ήταν κοντά στο 16. Πρέπει να σημειωθεί ότι στο πρώτο πέρασμα το IRAF μέτρησε 302352 άστρα και στο δεύτερο

119204. Τα άστρα που μετρήσαμε στο V είναι τα διπλάσια σε σχέση με το B (421556 έναντι 208362) στα δύο πρώτα περάσματα.

Στο επόμενο σχήμα θα δούμε τα δύο επόμενα περάσματα στο V για σίγμα 3 και για σίγμα 4.

**Εικόνα 4.9.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο V για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για σίγμα 4 και δεξιά για σίγμα 3.

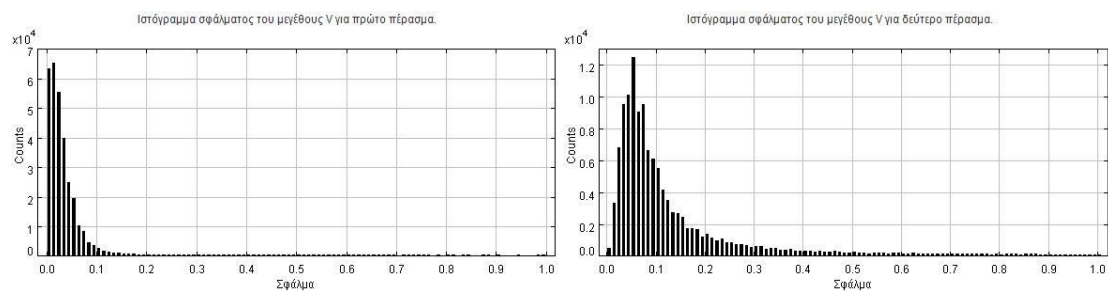


Στο τρίτο πέρασμα τόσο για  $\sigma=4$  όσο και για  $\sigma=3$  το μέγιστο είναι λίγο πριν το 17, στο  $\sigma=4$  όμως μετρήθηκαν 24099 άστρα ενώ στο  $\sigma=3$ , 97915 άστρα. Στο τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$  έχουμε ένα μέγιστο κοντά στο 18.5, ενώ για το  $\sigma=3$  έχουμε δύο μέγιστα, ένα στο 17 και ένα κοντά στο 18.5. Τα άστρα που μετρήθηκαν για  $\sigma=4$  είναι 11400, ενώ για  $\sigma=3$  είναι 21669.

Όμοια με το φίλτρο B σε κάθε επόμενο πέρασμα το μέγιστο του μεγέθους πήγαινε σε μεγαλύτερες τιμές, δηλαδή σε πιο αμυδρά άστρα.

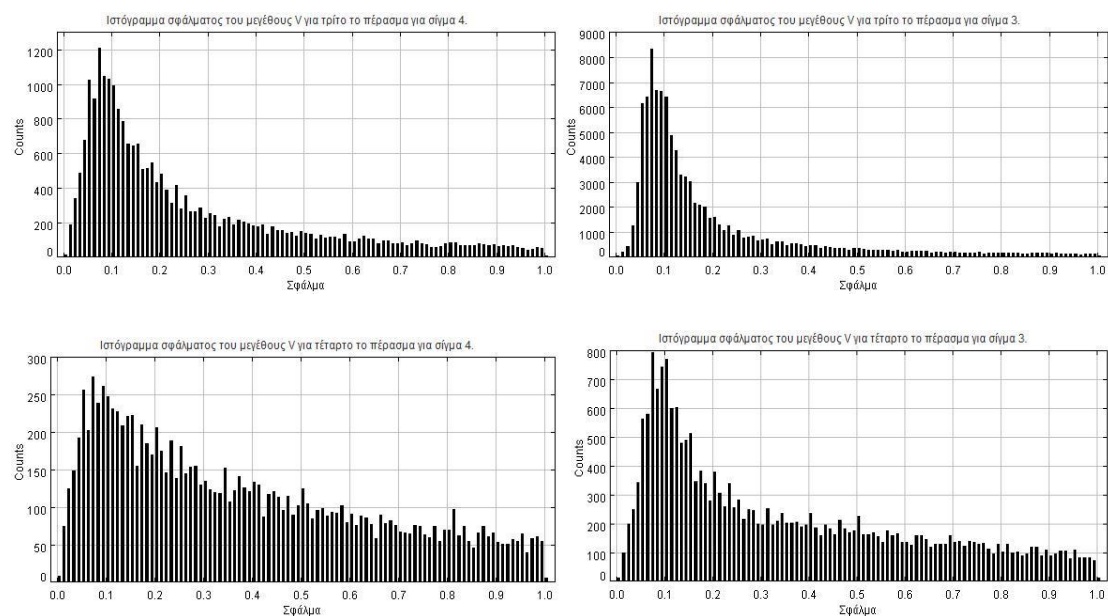
Στο επόμενο σχήμα φαίνονται τα ιστογράμματα σφάλματος για το μέγεθος V για τα δύο πρώτα περάσματα.

**Εικόνα 4.10.** Τα ιστογράμματα σφάλματος του μεγέθους στο φίλτρο V για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.



Παρατηρούμε και στις δύο περιπτώσεις ότι η κατανομή σφαλμάτων είναι κανονική. Στο πρώτο πέρασμα τα περισσότερα σφάλματα είναι  $<0.1$ , ενώ στο δεύτερο πέρασμα τα περισσότερα είναι  $<0.3$ . Στην συνέχεια βλέπουμε τα αντίστοιχα ιστογράμματα για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$  και 3.

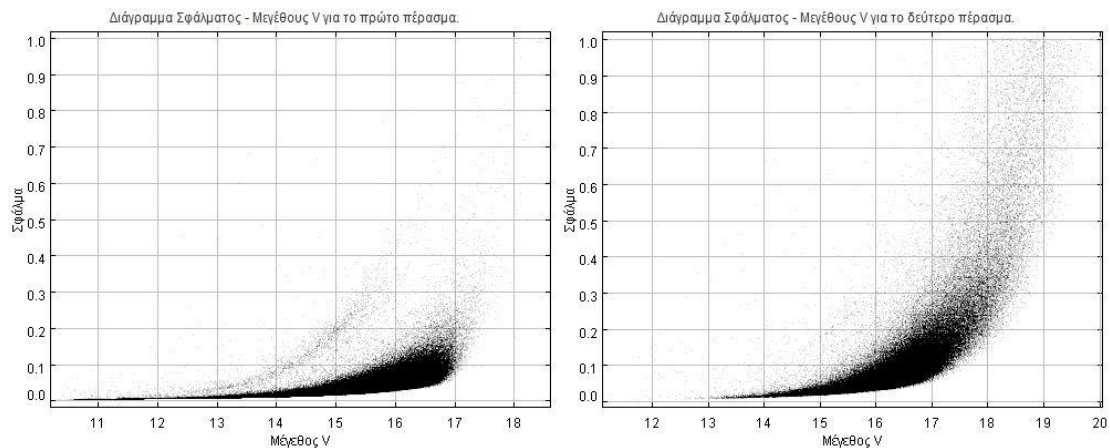
**Εικόνα 4.11.** Τα ιστογράμματα σφάλματος του μεγέθους στο φίλτρο  $V$  για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για σίγμα 4 και δεξιά για σίγμα 3.



Βλέπουμε ότι για  $\sigma=3$  τα ιστογράμματα του σφάλματος είναι καλύτερα. Δηλαδή έχουμε πιο γρήγορη μείωση του αριθμού των αντικειμένων με μεγαλύτερες τιμές σφαλμάτων.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα διαγράμματα Σφάλματος Μεγέθους  $V$  για ο πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

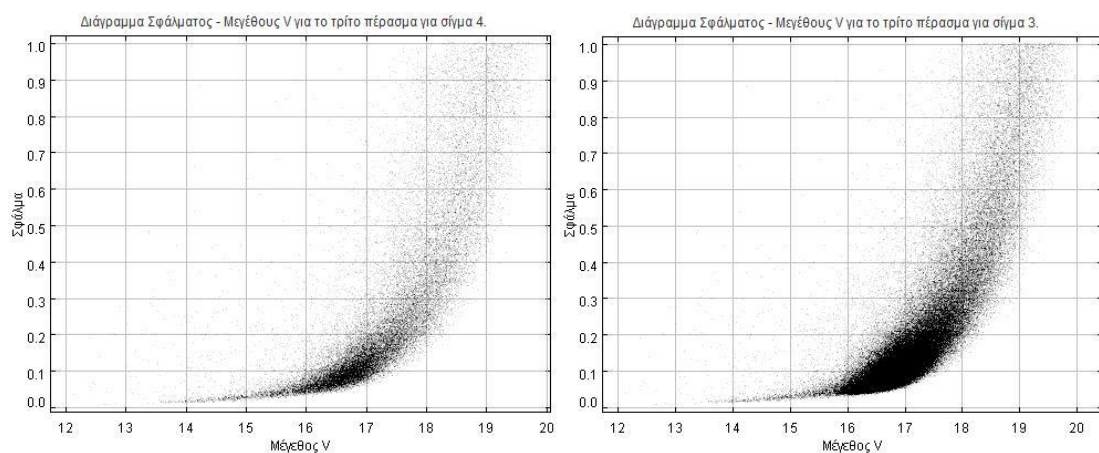
**Εικόνα 4.12.** Τα διαγράμματα σφάλματος - μεγέθους στο φίλτρο V για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

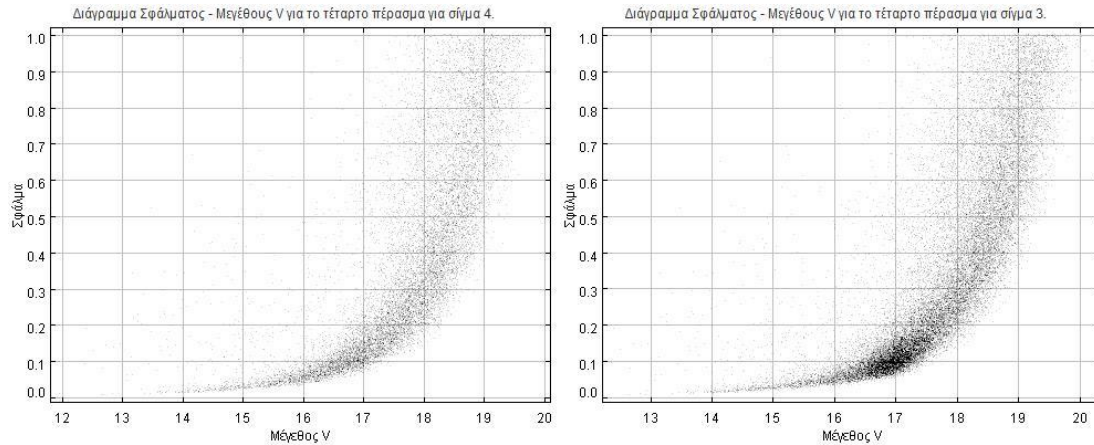


Παρατηρούμε ότι στο πρώτο πέρασμα οι περισσότερες τιμές είναι κάτω του σφάλματος 0.2 και τα περισσότερα σημεία είναι μέχρι μέγεθος 17. Επίσης, η καμπύλη σημείων που βρίσκεται πάνω από την κύρια συγκέντρωση, είχε παρατηρηθεί και στην περίπτωση του φίλτρου B. Στο δεύτερο πέρασμα φτάνουμε σε μεγαλύτερα μεγέθη αλλά έχουμε και μεγαλύτερα σφάλματα.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα αντίστοιχα διαγράμματα για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$  και  $\sigma=3$ .

**Εικόνα 4.13.** Τα διαγράμματα σφάλματος - μεγέθους στο φίλτρο V για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για σίγμα 4 και δεξιά για σίγμα 3.





Ο κύριος όγκος των σημείων στο τρίτο πέρασμα για  $\sigma=4$  είναι μεταξύ 16 και 17 μεγέθους V και μέχρι σφάλμα 0.2, ενώ για  $\sigma=3$  είναι μεταξύ 16 και 18 μεγέθους V και σφάλμα 0.3. Στο τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$ , δεν υπάρχει περιοχή που μπορεί να χαρακτηριστεί, ότι περιέχει τον κύριο όγκο των σημείων, ενώ για  $\sigma=3$  έχουμε έναν μικρό κύριο όγκο μεταξύ 16.5 και 17.5 μεγέθους V και σφάλμα μέχρι 0.2.

#### 4.2.3 Επεξεργασία του φίλτρου R

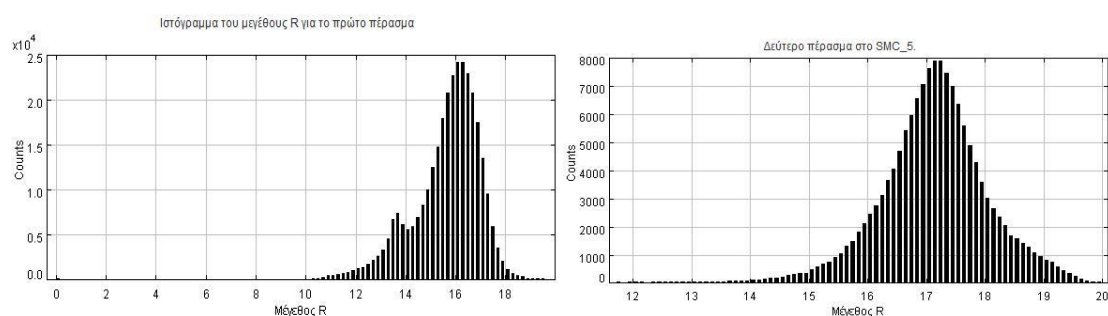
Παρόμοια και για το φίλτρο R το πρόγραμμα που χρησιμοποιήθηκε είναι το IRAF. Οι τιμές των ελεύθερων παραμέτρων για τις ρουτίνες που έτρεξαν φαίνονται παρακάτω

|                                            |       |
|--------------------------------------------|-------|
| Full Width Half Maximum                    | 5     |
| Standard deviation of background in counts | 30    |
| Detection the shold in sigma               | 4 - 3 |
| Minimum good data value                    | 0     |
| Maximum good data value                    | 40000 |
| Inner radius of sky annulus in scale units | 10    |
| Width of the sky annulus in scale units    | 10    |
| File/list of aperture radii in scale units | 3     |
| Maximum number of psf stars                | 200   |
| Psf radius in scale units                  | 13    |
| Fitting radius in scale units              | 5     |
| Order of variable psf                      | 2     |

Όμοια με το B και το V η μόνη ελεύθερος παράμετρος που διαφέρει είναι η *Standard deviation of background in counts* όπου για να είμαστε ακριβείς για την τιμή της μελετήσαμε ξεχωριστά 8 δείγματα περιοχών από κάθε CCD.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα ιστογράμματα μεγέθους για τα δύο πρώτα περάσματα της εικόνα του πεδίου 5 του SMC.

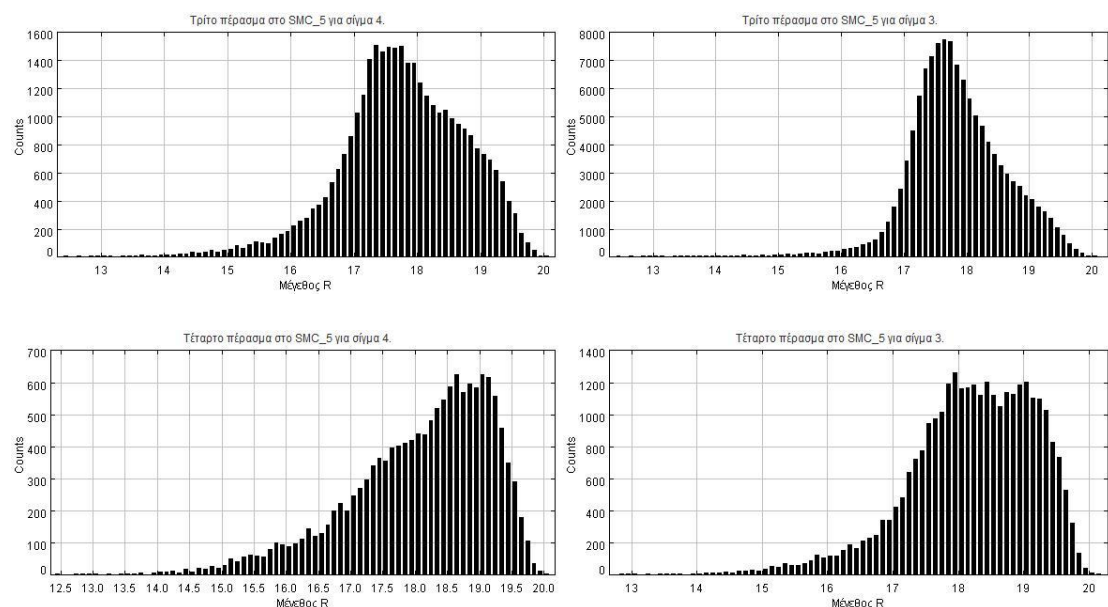
**Εικόνα 4.14.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο R για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.



Βλέπουμε ότι στο πρώτο πέρασμα έχουμε ένα μικρό μέγιστο λίγο μετά το 13 και ένα μεγάλο μέγιστο αμέσως μετά το 16. Στο δεύτερο πέρασμα έχουμε ένα μέγιστο λίγο μετά το 17.

Στο επόμενο σχήμα θα δούμε τα δύο επόμενα περάσματα στο R για  $\sigma=3$  και για  $\sigma=4$ .

**Εικόνα 4.15.** Τα ιστογράμματα μεγέθους στο φίλτρο R για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για  $\sigma=4$  και δεξιά για  $\sigma=3$ .

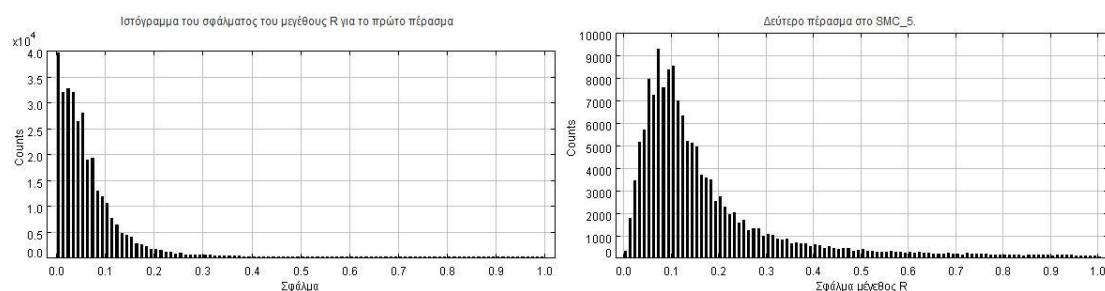


Στο τρίτο πέρασμα τόσο για  $\sigma=4$  έχουμε μία περιοχή μεγίστων λίγο πριν το 18 μέχρι το 19 ενώ για  $\sigma=3$  το μέγιστο είναι περίπου το 17.5,. Στο τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$  έχουμε μία περιοχή μεγίστων από 18.5 μέχρι 19, ενώ για το  $\sigma=3$  έχουμε πάλι μία περιοχή μεγίστων από λίγο μετά το 17 μέχρι λίγο πριν το 18.

Όμοια με το φίλτρο B και το φίλτρο V σε κάθε επόμενο πέρασμα το μέγιστο του μεγέθους πήγαινε σε μεγαλύτερες τιμές, δηλαδή σε πιο αμυδρά άστρα.

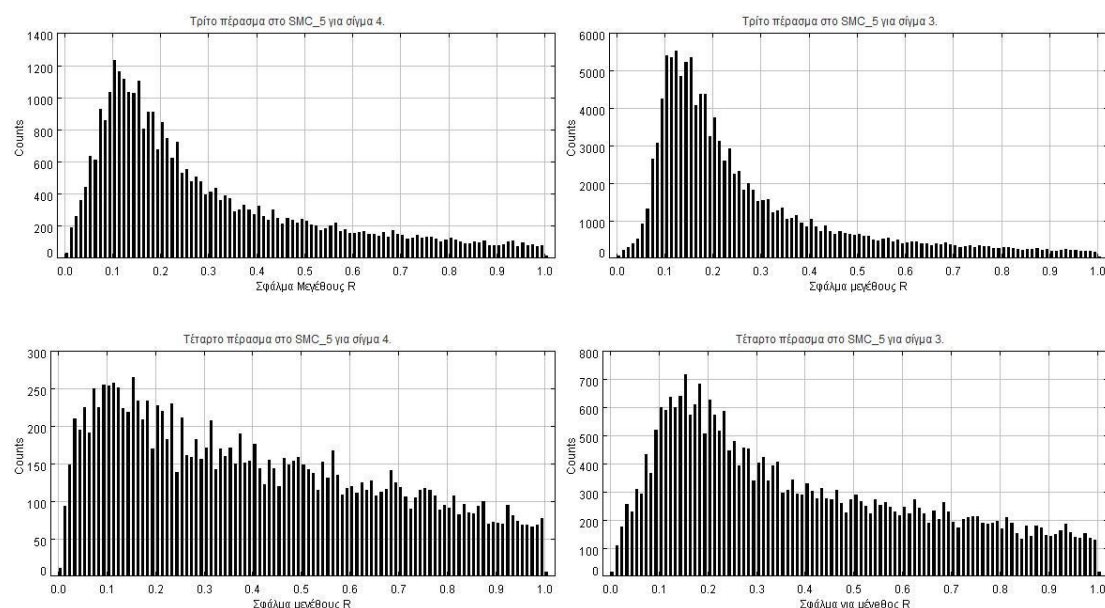
Στο επόμενο σχήμα φαίνονται τα ιστογράμματα σφάλματος για το μέγεθος V για τα δύο πρώτα περάσματα.

**Εικόνα 4.16.** Τα ιστογράμματα σφάλματος του μεγέθους στο φίλτρο R για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.



Στο πρώτο πέρασμα φαίνεται ότι ο κύριος όγκος σφαλμάτων είναι  $<0.2$ , ενώ στο δεύτερο πέρασμα ο κύριος όγκος σφαλμάτων είναι  $<0.5$ .

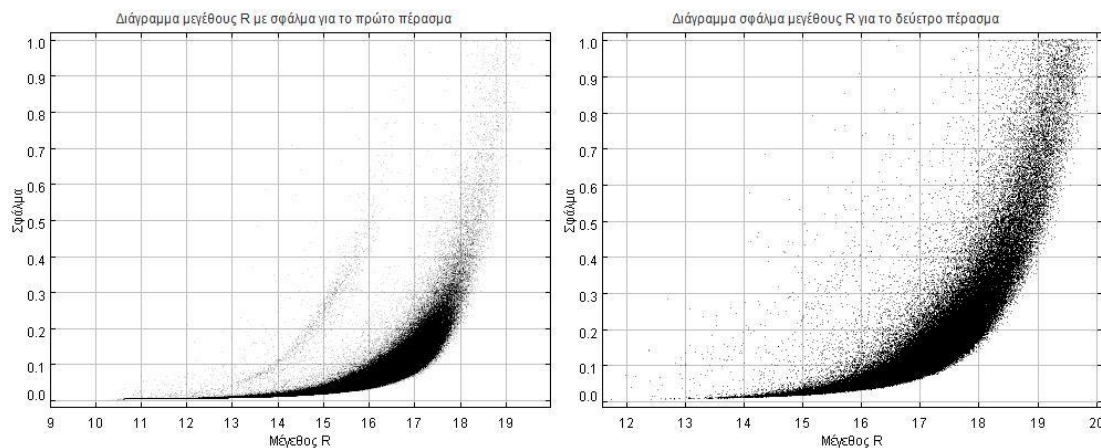
**Εικόνα 4.17.** Τα ιστογράμματα σφάλματος του μεγέθους στο φίλτρο R για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για  $\sigma=4$  και δεξιά για  $\sigma=3$ .



Τα ιστογράμματα σφάλματος για  $\sigma=3$  και για  $\sigma=4$ , στο τρίτο και τέταρτο πέρασμα φαίνεται να μην παρουσιάζουν μεγάλες διαφορές. Όμως είναι ελαφρώς καλύτερες διότι οι κατανομές πηγαίνουν πιο γρήγορα σε χαμηλότερο πληθυσμό σημείων.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα διαγράμματα Σφάλματος-Μεγέθους  $R$  για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.

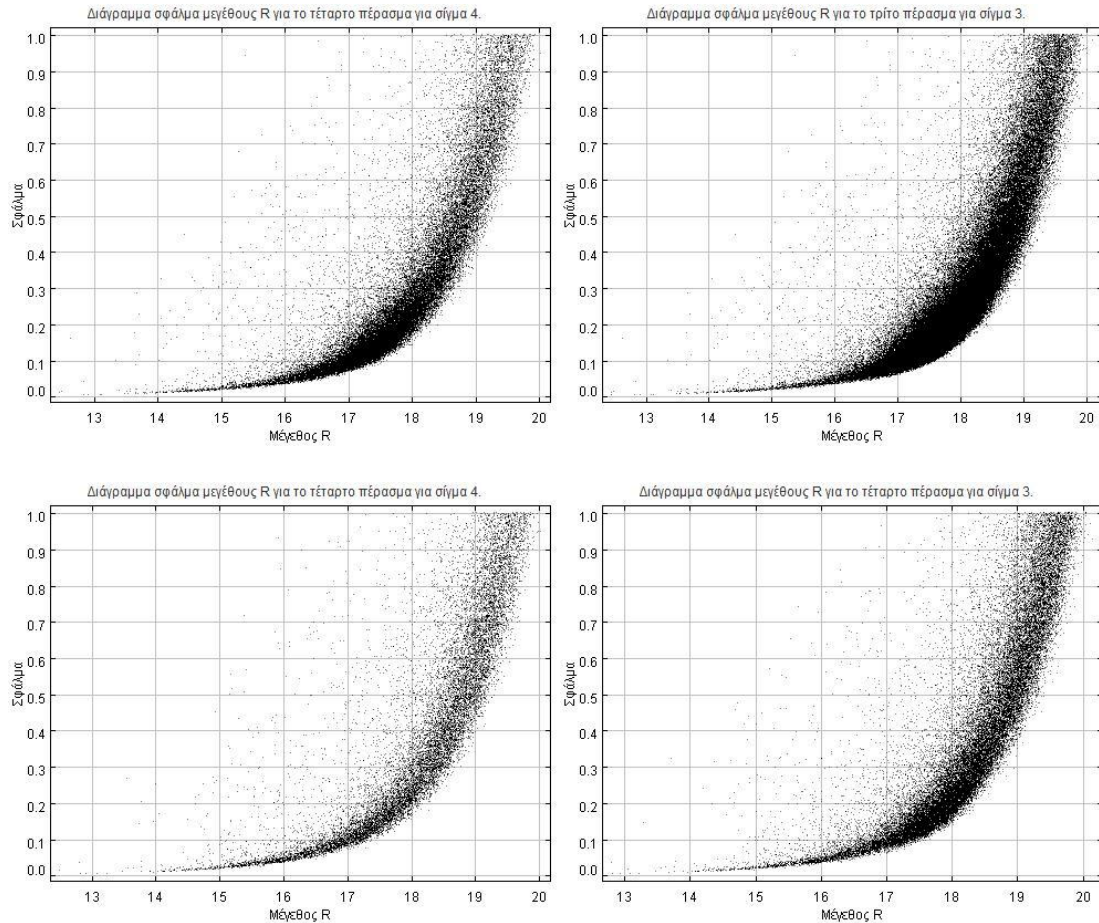
**Εικόνα 4.18.** Τα διαγράμματα σφάλματος - μεγέθους στο φίλτρο  $R$  για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το πρώτο και δεύτερο πέρασμα.



Παρατηρούμε ότι στο πρώτο πέρασμα οι περισσότερες τιμές είναι κάτω του σφάλματος 0.2 και τα περισσότερα σημεία είναι μέχρι μέγεθος 18. Επίσης, η καμπύλη σημείων που βρίσκεται πάνω από την κύρια συγκέντρωση, είχε παρατηρηθεί και στην περίπτωση του φίλτρου  $B$  και στου  $V$ . Στο δεύτερο πέρασμα φτάνουμε σε μεγαλύτερα μεγέθη, μέχρι 19.5 αλλά έχουμε και μεγαλύτερα σφάλματα.

Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε τα αντίστοιχα διαγράμματα για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα για  $\sigma=4$  και  $\sigma=3$ .

**Εικόνα 4.19.** Τα διαγράμματα σφάλματος - μεγέθους στο φίλτρο  $R$  για την εικόνα του πεδίου 5 στο SMC για το τρίτο και τέταρτο πέρασμα αριστερά για  $\sigma=4$  και δεξιά για  $\sigma=3$ .



Παρατηρούμε ότι για  $\sigma=3$ , παρόλο που τα σημεία με μεγάλα σφάλματα υπάρχουν (όπως και για  $\sigma=4$ ), έχουμε περισσότερα σημεία και στα μικρά σφάλματα (κάτω από 0.2) που μπορούν να φανούν χρήσιμα για την περαιτέρω μελέτη.

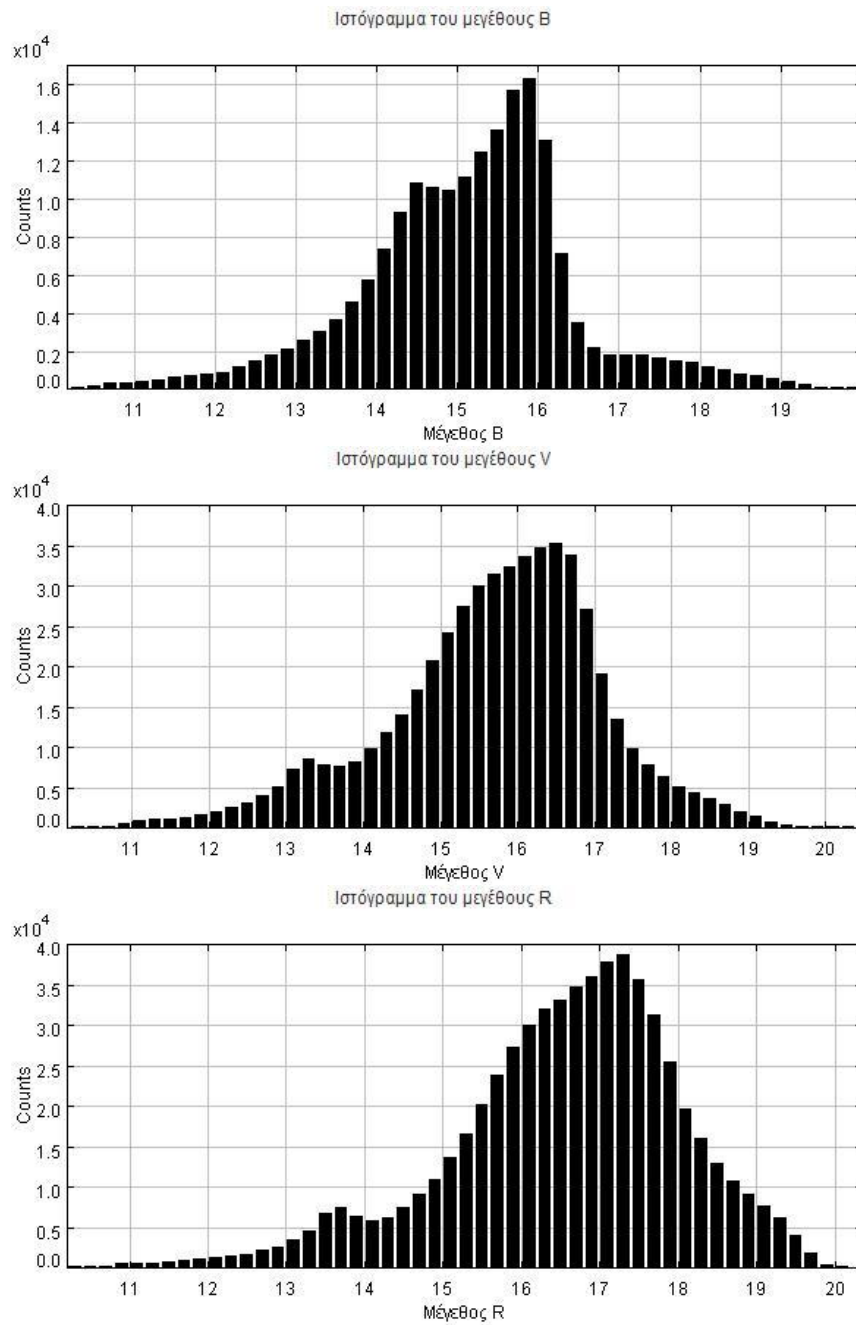
Γενικά μπορούμε να συμπεράνουμε ότι τα δύο τελευταία περάσματα με  $\sigma=3$  δίνουν καλύτερα αποτελέσματα, από ότι να έχουμε  $\sigma=4$ . Στην συνέχεια τα επόμενα αποτελέσματα θα εννοείται ότι τα δύο τελευταία περάσματα (το τρίτο και το τέταρτο) θα είναι με  $\sigma=3$ .

#### 4.2.4 Σύγκριση των φίλτρων B, V ΚΑΙ R

Στην συνέχεια θα δούμε τα διαγράμματα των τριών φίλτρων, όπου θα είναι και τα 4 περάσματα μαζί. Όπως έχει ήδη αναφερθεί τα δύο τελευταία είναι με  $\sigma=3$ .

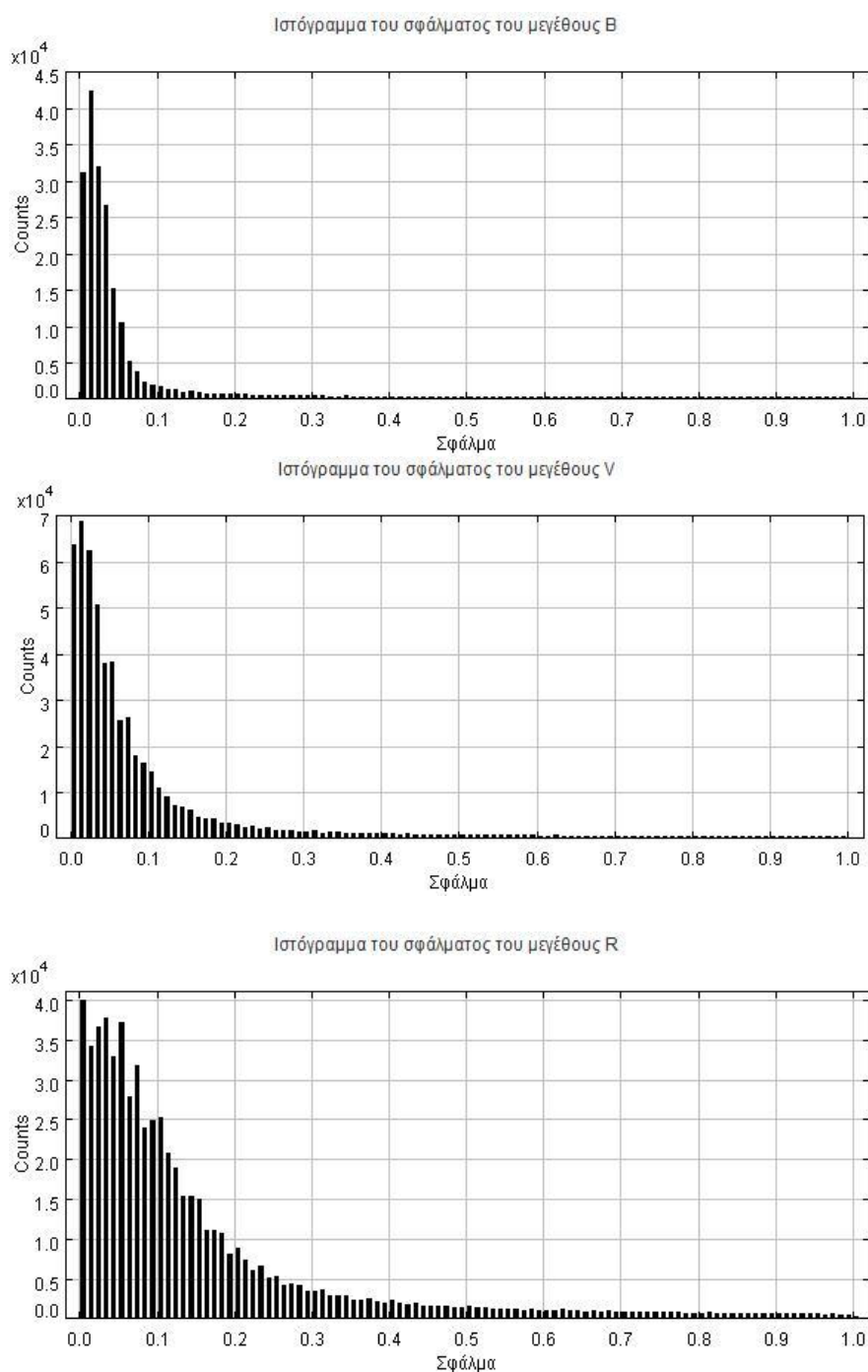
Στην επόμενη εικόνα φαίνονται τα ιστογράμματα μεγέθους για κάθε φίλτρο.

**Εικόνα 4.20.** Τα ιστογράμματα μεγέθους για τα φίλτρα B, V και R.



Παρατηρούμε ότι στο φίλτρο B έχει ένα μικρό μέγιστο στο 14.5 και ένα μεγαλύτερο στο 16. Αντίστοιχα στο φίλτρο V έχουμε ένα μέγιστο στο 13.5 και ένα μεγάλο στο 16.5. Για το φίλτρο R επίσης έχουμε ένα μέγιστο στο 13.5 και ένα μεγάλο στο 17.5. Παρατηρούμε ότι το R είναι πιο βαθύ σε αμυδρά άστρα, σε σχέση με το B και το V. Εδώ αξίζει να σημειωθεί ότι στο φίλτρο B μετρήθηκαν 186786 αντικείμενα, στο φίλτρο V, 519436 αντικείμενα και στο φίλτρο R, 602388 αντικείμενα.

**Εικόνα 4.21.** Τα ιστογράμματα του σφάλματος του μεγέθους για τα φίλτρα B, V και R.

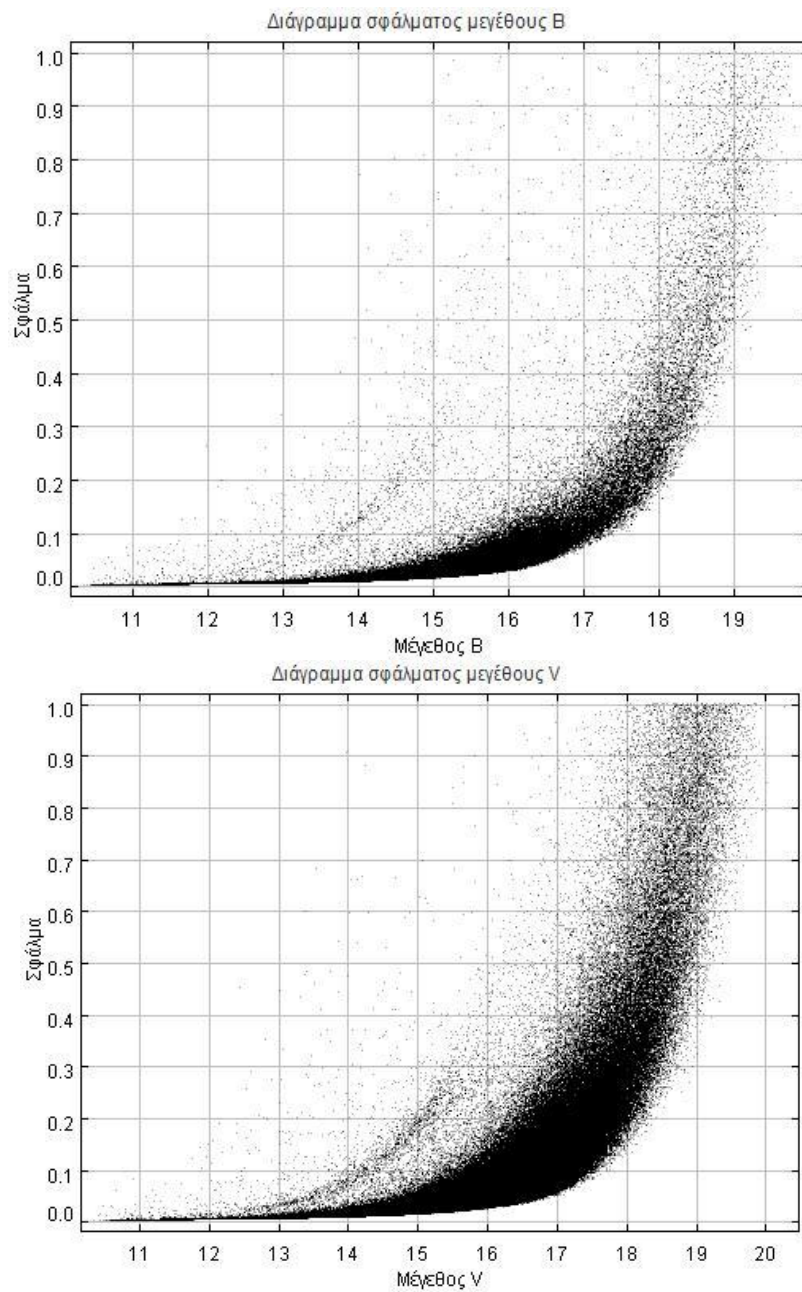


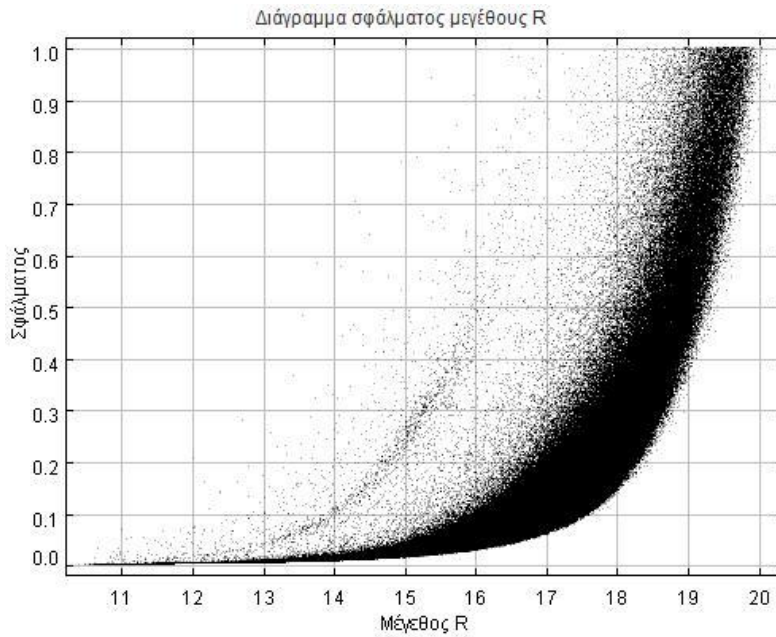
Στην προηγούμενη εικόνα παρατηρούμε ότι για το φίλτρο B τα περισσότερα σημεία έχουν σφάλμα μέχρι 0.1, για το φίλτρο V έχουν μέχρι 0.1, ενώ για το φίλτρο R έχουν μέχρι 0.5.

Στην επόμενη εικόνα παρατηρούμε τα διαγράμματα σφάλματος με το μέγεθος. Βλέπουμε ότι για το μέγεθος B ότι ο κύριος όγκος των άστρων που έχουν μέγεθος μέχρι 18 έχουν σφάλμα 0.3, αντίθετα στο V τα άστρα με μέγεθος 18 έχουν

κυρίως σφάλμα μέχρι 0.5, ενώ τέλος για το R μεγάλος αριθμός των αντικειμένων παρουσιάζει μεγάλα σφάλματα μέχρι και 1.0.

**Εικόνα 4.22.** Τα διαγράμματα του σφάλματος μεγέθους για τα φίλτρα B, V και R.





### 4.3. HERTZSPRUNG – RUSSELL Διάγραμμα

Το Hertzsprung Russell διάγραμμα (H – R) που προέκυψε από τις ανεξάρτητες εργασίες των Ejnar Hertzsprung και του Henry Norris Russell, είναι ένα γράφημα της φωτεινότητας ενός άστρου ως προς την ενεργό του θερμοκρασία. Πηγάζει από την βασική σχέση μεταξύ φωτεινότητας και θερμοκρασίας ενός σώματος που εκπέμπει θερμική ακτινοβολία μέλανος σώματος:

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_e^4 \quad (4.7)$$

όπου  $L$  είναι η φωτεινότητα (ενέργεια που εκπέμπεται ανά δευτερόλεπτο από ολόκληρη την επιφάνεια,  $\sigma$  είναι η σταθερά Stephan Boltzmann,  $R$  η ακτίνα και  $T_e$  η απόλυτη θερμοκρασία του υποτιθέμενου μέλανος σώματος που έχει την ίδια ακτίνα και φωτεινότητα  $L$ .

Διαφορετικοί πληθυσμοί άστρων έχουν διαφορετικό διάγραμμα H-R. Ιδιαίτερο θεωρητικό και παρατηρησιακό ενδιαφέρον παρουσιάζουν τα διαγράμματα H-R αστρικών σμηγνών, που αποτελούνται από άστρα ίδιας ηλικίας και χημικής σύστασης, συνεπώς η θέση ενός άστρου στο HR διάγραμμα στις περιπτώσεις αυτές εξαρτάται μόνο από τη μάζα του. Στα σφαιρωτά σμήνη, όλες οι φάσεις αστρικής εξέλιξης εξέλιξης είναι διακριτές, ενώ στα ανοικτά σμήνη συνήθως είναι σχετικά μικρός ο αριθμός άστρων πέραν της κύριας ακολουθίας.

Από τα H-R διαγράμματα αστρικών σημνών μπορούμε να βγάλουμε συμπεράσματα για την ηλικία την χημική σύσταση, την μεσοαστρική ερύθρωση και την απόστασή του σμήνους, ενώ η σύγκριση με θεωρητικές ισόχρονες βοηθάει στην βελτίωση των μοντέλων εσωτερικού των αστέρων.

Το H-R διάγραμμα ενός σύνθετου πληθυσμού μπορεί να μας δώσει πληροφορίες για την ιστορία αστρικής δημιουργίας στον συγκεκριμένο πληθυσμό.

Συνήθως, το H-R διάγραμμα παρουσιάζεται σαν διάγραμμα του φαινομένου μεγέθους συναρτήσει του χρώματος για ένα δεδομένο φωτομετρικό σύστημα, π.χ. για το κλασσικό του Johnson UBV. Το χρώμα ορίζεται από την διαφορά  $m_\lambda$  και  $m_\lambda'$  μεταξύ δύο μεγεθών που αντιστοιχούν στα μήκη κύματος  $\lambda$  και  $\lambda'$  αντίστοιχα.

#### 4.3.1. Εξέλιξη προς την κύρια ακολουθία

Η πρώτη φάση δημιουργίας των άστρων είναι ο πρωτοαστέρας. Ο σχηματισμός των άστρων επηρεάζεται γενικά από την ακτινοβολία και την περιστροφή της συνολικής μάζας. Σήμερα πιστεύουμε ότι τα πυκνά, σφαιρικά νέφη τα λεγόμενα σφαιρίδια είναι τα πρώτα στάδια των πρωτοαστέρων.

Μόλις σχηματιστεί ο πρωτοαστέρας είναι πολύ ψυχρός και οι διαστάσεις του πολύ μεγάλες. Τότε αρχίζουν τα πρώτα στάδια της συστολής κάτω από την επίδραση των δυνάμεων της βαρύτητας του αστερά, ενώ στην συνέχεια αρχίζει να εκπέμπει φωτεινή ενέργεια. Η δυναμική κατάρρευση της ύλης έχει ως αποτέλεσμα την αύξηση της πυκνότητας στο κέντρο του πρωτοαστέρα. Ταυτόχρονα ο πυρήνας γίνεται αδιαφανής και συνεπώς δεν έχουμε απώλειες από τον πυρήνα. Έτσι, αυξάνεται η θερμοκρασία και η πίεση στον πυρήνα. Με αυτό τον τρόπο αρχίζει να δημιουργείται μια εσωτερική πίεση στο αέριο από τον πυρήνα προς την επιφάνεια του αστερά μέχρις ότου επιτευχθεί ημιυδροστατική ισορροπία. Στο στάδιο αυτό αναπτύσσεται πίεση ικανή να επιβραδύνει την κατάρρευση της μάζας που πέφτει προς το κέντρο του αστερά.

Αν αρχικά αναζητήσουμε τη θέση που βρίσκονται οι πρωτοαστέρες πάνω στο διάγραμμα H-R, θα τους βρούμε να καταλαμβάνουν την επάνω δεξιά περιοχή του. Όπως είναι φανερό η θερμοκρασία του εξωτερικού κελύφους του πρωτοαστέρα, άρα και η σχετική φωτεινότητά του, αυξάνεται διότι η αδιαφάνεια του υλικού είναι πολύ μικρή, με αποτέλεσμα το σύνολο της παραγόμενης ακτινοβολίας να φθάνει πολύ γρήγορα στα εξωτερικά στρώματα του. Αυτό σημαίνει ότι ο πρωτοαστέρας θα είναι

πολύ λαμπρός, άρα και τοποθετημένος πολύ υψηλά στο διάγραμμα H-R. Το μέγιστο της ακτινοβολίας που εκπέμπεται κατά την φάση αυτή βρίσκεται στα ερυθρά μήκη κύματος, δηλ. σε χαμηλή θερμοκρασία, γεγονός που σημαίνει ότι αυτός θα βρίσκεται πολύ δεξιά στο διάγραμμα H-R. Από την πάνω δεξιά περιοχή στο διάγραμμα H-R, ο πρωτοαστέρας, καθώς συστέλλεται και η φωτεινότητά του ελαττώνεται, επειδή μειώνονται οι διαστάσεις του, αρχίζει να αλλάζει θέσεις πάνω στο διάγραμμα H-R κινούμενος προς τα κάτω και αριστερά μέχρι να συναντήσει σε κάποια φάση της εξέλιξής του την Κύρια Ακολουθία. Το σύνολο των διαδοχικών θέσεων που καταλαμβάνει ο πρωτοαστέρας πάνω στο διάγραμμα H-R κατά την διάρκεια αυτής της φάσης της ζωής του σχηματίζει μια γραμμή που ονομάζεται γραμμή Hayashi, προς τιμή του Ιάπωνα αστροφυσικού Chushiro Hayashi (1920 – 2010) που δημιούργησε μία θεωρία εξέλιξης.

Η εξέλιξη των πρωτοαστέρων, που είναι χημικώς ομογενείς, προς την Κύρια Ακολουθία Μηδενικής Ηλικίας διαρκεί  $10^4$  με  $10^8$  έτη, ανάλογα με την μάζα τους. Πρωτοαστέρες με μεγάλη μάζα εξελίσσονται γρηγορότερα από εκείνους με μικρότερες μάζες. Κλείνοντας αυτή τη φάση της ζωής του ο πρωτοαστέρας έχει αποκτήσει έναν πυρήνα γεμάτο υδρογόνο και η μελλοντική του εξέλιξη εξαρτάται από την συνολική ποσότητα μάζας που έχει καταφέρει να συσσωρεύσει μέχρι εκείνη την στιγμή σχηματίζοντας το προαστρικό σώμα. Σπουδαία ανακάλυψη της θεωρίας Hayashi είναι ότι υπάρχει μια απαγορευμένη περιοχή στο διάγραμμα H-R, όπου δεν είναι δυνατή η εύρεση λύσεων των διαφορικών εξισώσεων δομής ενός αστεριού.

#### 4.3.2. Η φάση της κύριας ακολουθίας

Στην φάση αυτή ο πρωτοαστέρας μετατρέπεται πλέον σε αστέρα. Συνεπώς όταν η θερμοκρασία του κέντρου ενός πρωτοαστέρα φθάσει στους  $10^6$  K περίπου, αρχίζει να «καίγεται» το υδρογόνο του πυρήνα, μέσω μιας σειράς θερμοπυρηνικών αντιδράσεων, δίνοντας ως προϊόν αυτής της «καύσης» ήλιο.

Όπως έχουμε ήδη επισημάνει, το σύνολο των δυνατών θέσεων που μπορούν να πάρουν πάνω στο διάγραμμα H-R αστέρια διαφορετικών μαζών την πρώτη στιγμή εκδήλωσης των πυρηνικών αντιδράσεων καύσης του υδρογόνου, χαράσσει μια καμπύλη η οποία ονομάζεται Κύρια Ακολουθία Μηδενικής Ηλικίας (ΚΑΜΗ). Η θέση του κάθε νεογέννητου άστρου στην ΚΑΜΗ εξαρτάται από την μάζα του. Έτσι

οι νέοι αστέρες μεγάλης μάζας βρίσκονται στις υψηλότερες περιοχές της ΚΑΜΗ, ενώ οι λιγότεροι μαζικοί στις κατώτερες.

Όσα άστρα βρίσκονται πάνω στην Κύρια Ακολουθία είναι χημικώς ομογενή και κύριο χαρακτηριστικό τους είναι η μετατροπή υδρογόνου του πυρήνα τους σε ήλιο. Ο χρόνος παραμονής ενός άστρου πάνω στην Κύρια Ακολουθία εξαρτάται από τον χρόνο που διαρκεί η καύση του υδρογόνου στον πυρήνα του. Άρα οι αστέρες με μεγάλες μάζες καίνε γρήγορα το υδρογόνο του πυρήνα τους και, ως εκ τούτου, ο χρόνος παραμονής τους στην Κύρια Ακολουθία είναι πολύ μικρός. Πάντως στην φάση αυτή ο αστέρας καταναλίσκει το μεγαλύτερο μέρος της ενεργού ζωής του.

Η κύρια ακολουθία διαιρείται σε δύο περιοχές. Στην ανώτερη Κύρια Ακολουθία την οποία καταλαμβάνουν αστέρες με μάζες μεγαλύτερες της 1.5 ηλιακής μάζας. Αυτοί έχουν πυρήνα μεταφοράς με θερμοκρασία μεγαλύτερη των  $20 \cdot 10^6$  K, ενώ επικρατεί ο κύκλος θερμοπυρηνικής καύσης του H, CNO. Η άλλη περιοχή είναι η κατώτερη Κύρια Ακολουθία την οποία καταλαμβάνουν οι αστέρες με μάζες μικρότερες της 1.5 ηλιακής μάζας. Αυτοί έχουν επιφάνεια μεταφοράς και ακτινοβολία πυρήνα ή πυρήνα μεταφοράς, ανάλογα με την χημική τους σύσταση, με θερμοκρασία μικρότερη από  $20 \cdot 10^6$  K και έτσι επικρατεί η αλυσίδα  $p - p$  θερμοπυρηνικής καύσης του H.

Τα αποθέματα ενέργειας κάθε αστέρα είναι πεπερασμένα και για αυτό τα άστρα δεν παραμένουν επ' άπειρον στην ίδια θέση στο διάγραμμα H-R. Τα άστρα εξελίσσονται και βαθμιαίως μεταβάλλεται τόσο η φωτεινότητά τους όσο και ο φασματικός τους τύπος. Πάντως, επισημαίνουμε το γεγονός ότι η πιο ευσταθής θέση ενός αστέρα είναι όταν αυτός βρίσκεται πάνω στην Κύρια Ακολουθία, διότι τότε καίει το υδρογόνο του πυρήνα με αργό ρυθμό, ιδιαίτερα αν είναι μικρής μάζας, και έτσι τόσο η δομή του όσο και η χημική του σύσταση δεν αλλάζουν για πολύ μεγάλα χρονικά διαστήματα. Οι ουσιαστικές μεταβολές στα άστρα αρχίζουν όταν εξαντληθεί το υδρογόνο του πυρήνα τους και αυτό αποτελεί έναυσμα της εξέλιξής τους από την Κύρια Ακολουθία και μετέπειτα.

#### **4.3.3. Μετά την κύρια ακολουθία**

Μετά το τέλος της καύσης του υδρογόνου στον πυρήνα του άστρου, η δομή του βαθμιαία αλλάζει. Αποτέλεσμα της παύσης των πυρηνικών αντιδράσεων στον πυρήνα είναι η ελάττωση της πίεσης στο κέντρο του σε τέτοιο βαθμό ώστε να μην

είναι αρκετή για να συγκρατήσει το βάρος των εξωτερικών στρωμάτων του αστεριού, τα οποία περιβάλλουν το ήλιο του πυρήνα, με άμεση συνέπεια την άρση της υδροστατικής ισορροπίας. Έτσι αρχίζει μια αργή βαρυτική κατάρρευση των εξωτερικών στρωμάτων του άστρου προς τον πυρήνα του, γεγονός που αυξάνει την πίεση άρα και την θερμοκρασία στην κεντρική περιοχή του πυρήνα..

Η βαρυτική συστολή θα συνοδευτεί από αντίστοιχη αύξηση της  $T_c$ . Το υδρογόνο συνεχίζει να καίγεται σε έναν φλοιό γύρω από τον πυρήνα. Πότε ακριβώς αρχίζει η καύση του υδρογόνου στον φλοιό εξαρτάται από την μάζα του αστερά. Για αστέρια με μάζες μικρότερες από 1.5 ηλιακές μάζες, η εξάντληση του H στον πυρήνα και η ανάφλεξή του στον φλοιό είναι σχεδόν ταυτόχρονη. Για την διατήρηση όμως της ενεργειακής ισορροπίας, λόγω αύξησης της  $T_c$  από την συστολή, τα εξωτερικά στρώματα του αστερά διαστέλλονται. Δηλαδή ο αστέρας σαν σύνολο διαστέλλεται, ενώ ο πυρήνας συστέλλεται.

Η μεν φωτεινότητα του άστρου παραμένει περίπου σταθερή, η δε ενεργός θερμοκρασία του ελαττώνεται λίγο, λόγω της αύξησης της ακτίνας του. Ο αστέρας βρίσκεται στο τέλος της φάσης της Κύριας Ακολουθίας και κινείται προς τα δεξιά και προς τα επάνω στο διάγραμμα (ερυθρός γίγαντας ή ερυθρός υπεργίγαντας, ανάλογα με τη μάζα).

Σημειώνουμε ότι ο νάνος αστέρας δεν ακολουθεί πορεία εξέλιξης προς το ανώτερο τμήμα της Κύριας Ακολουθίας, αλλά από την θέση που βρίσκεται φεύγει, και εξελίσσεται προς τα δεξιά και επάνω στο διάγραμμα H-R. Δηλαδή η επιφάνεια του άστρου ψύχεται καθώς διαστέλλεται και έτσι αυτό γίνεται πιο ερυθρό από ένα άστρο της Κύριας Ακολουθίας της ίδιας φωτεινότητας.

Για αστέρια με μάζα μεγαλύτερη της 1.3 ηλιακής μάζας ο ισόθερμος πυρήνας είναι εκφυλισμένος. Όταν η θερμοκρασία του πυρήνα, που συνεχώς συστέλλεται φθάσει στους  $2 \cdot 10^8$  K, τότε το ήλιο, μέσω της θερμοπυρηνικής αντίδρασης 3α, «καίγεται» σε άνθρακα. Η καύση του Ηλίου σε άστρα μικρής μάζας αρχίζει με την λεγόμενη *έκλαμψη του ηλίου*, κατά την οποία ελευθερώνεται τόση ενέργεια, που αυξάνεται η θερμοκρασία του πυρήνα και επιτελείται άρση του εκφυλισμού.

Παράλληλα συνεχίζεται η καύση του υδρογόνου στο κέλυφος που περιβάλλει τον πυρήνα ηλίου και το οποίο συνεχώς μετατοπίζεται προς τα έξω. Μόλις αρχίσει η καύση του ηλίου σε άνθρακα στον πυρήνα, η αργή βαρυτική συστολή σταματά. Τότε αυξάνεται πάλι η εσωτερική πίεση και ξαναδημιουργείται υδροστατική ισορροπία (η πίεση στον πυρήνα γίνεται ικανή να εξισορροπήσει το βάρος των υπερκείμενων

στρωμάτων) μέχρις ότου εξαντληθεί το ήλιο του πυρήνα. Στην ουσία το άστρο έχει δύο πηγές ενέργειας, την καύση του ηλίου και την καύση του υδρογόνου στον φλοιό. Στο στάδιο αυτό το άστρο βρίσκεται στον λεγόμενο οριζόντιο κλάδο, μια θέση στο διάγραμμα H-R, που εξαρτάται από την αρχική μάζα του, από την χημική του σύσταση όταν βρισκόταν στην Κύρια Ακολουθία, αλλά και από την μάζα που έχασε κατά το ενδιάμεσο στάδιο της παραμονής του στον κλάδο των ερυθρών γιγάντων.

Αν η μάζα του αστεριού είναι μικρότερη από 0.5 ηλιακές μάζες, η θερμοκρασία στον πυρήνα δεν θα φθάσει ποτέ σε τέτοια επίπεδα ώστε να αρχίσει να καίγεται το ήλιο που υπάρχει σε αυτό. Οι αστέρες αυτής της κατηγορίας, αφού αυξήσουν την θερμοκρασία τους μέχρι κάποιο όριο, ψύχονται καταλήγοντας να γίνουν ερυθροί νάνοι. Οι ερυθροί νάνοι συνεχίζοντας την συστολή τους θα καταλήξουν αρχικά σε λευκούς νάνους και τελικά σε σκοτεινούς.

Οι ερυθροί νάνοι έχουν πολύ μικρές μάζες και θεωρητικά μπορούν να παραμείνουν στην Κύρια Ακολουθία πολύ περισσότερο χρόνο από ότι υπολογίζεται πως είναι η ηλικία του Σύμπαντος.

Μετά την εξάντληση του ηλίου στον πυρήνα, αρχίζει ξανά η βαρυτική συστολή του πυρήνα, που αποτελείται από άνθρακα, ενώ το κέλυφος πάλι διαστέλλεται. Συνεπώς ο αστέρας διαστέλλεται και συνεχίζει η εξέλιξή του στον ασυμπτωτικό κλάδο γιγάντων, όπου η πηγή ενέργειας του άστρου είναι να δύο κελύφη ηλίου και υδρογόνου που περιβάλλουν τον πυρήνα και στα οποία συνεχίζονται οι θερμοπυρηνικές αντιδράσεις, ενώ ο πυρήνας είναι αδρανής.

#### **4.4. Κατασκευή του *Colour Magnitude Diagram (CMD) V vs B-V* στο πεδίο 5**

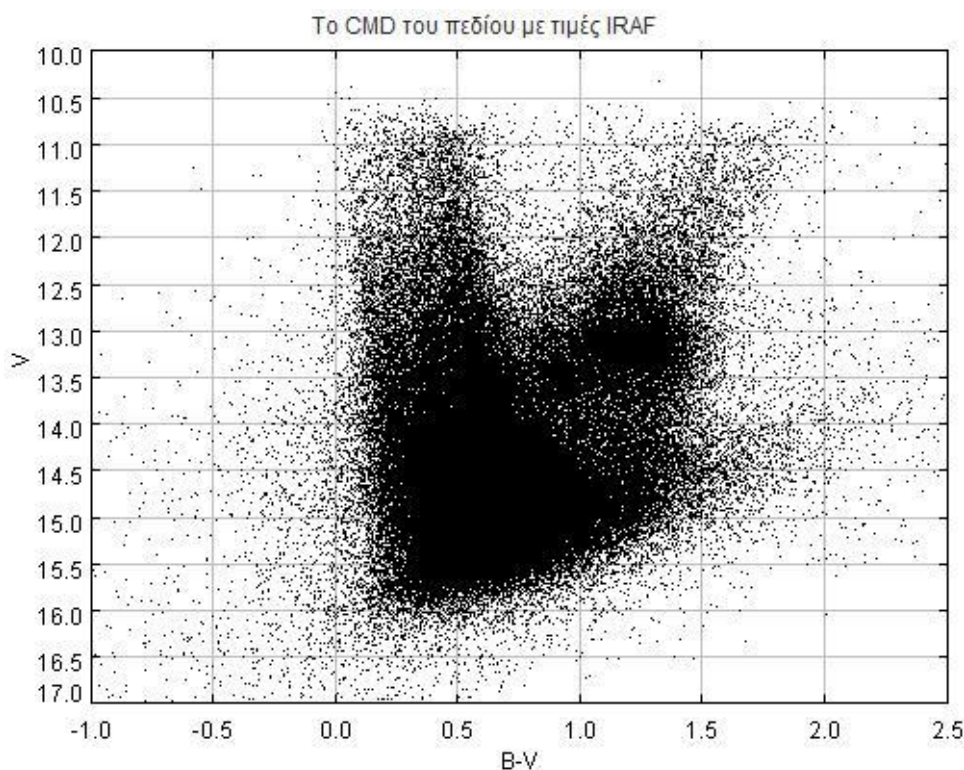
Για την κατασκευή του CMD διαγράμματος θα προσπαθήσουμε να βρούμε τα κοινά άστρα που έχουν μετρηθεί στο φίλτρο V και στο φίλτρο B. Για τον σκοπό αυτό χρησιμοποιούμε το πρόγραμμα TopCat. Για κάθε άστρο έχουμε τις συντεταγμένες του σε RA και DEC που είναι κοινές και για τις δύο εικόνες. Με σύγκριση των τιμών αυτών και βάζοντας απόκλιση 0.5 arcsec βρίσκουμε τα κοινά αντικείμενα που βρέθηκαν και στα δύο φίλτρα.

Πρέπει να αναφέρουμε ότι τα αντικείμενα που έχουμε κρατήσει εξ αρχής για τα φίλτρα B και V έχουν σφάλμα μέχρι 0.2. Τα μετρημένα αντικείμενα που κρατάμε με σφάλμα μέχρι 0.2 στο φίλτρο B είναι 177805 (από τα 186786, δηλαδή είναι το

95% των αρχικά μετρούμενων άστρων) και στο φίλτρο V είναι 472990 (από τα 519436, το 91% των αρχικά μετρούμενων άστρων).

Τα κοινά άστρα που βρέθηκαν για τα δύο φίλτρα, για να μας βοηθήσουν στην κατασκευή του διαγράμματος CMD, είναι 156827.

**Εικόνα 4.23.** Το διάγραμμα CMD με βάση τις τιμές του μεγέθους του IRAF για τα φίλτρα B και V, για ολόκληρο το 5° πεδίο



#### 4.5. ΔΙΟΡΘΩΣΗ B – V

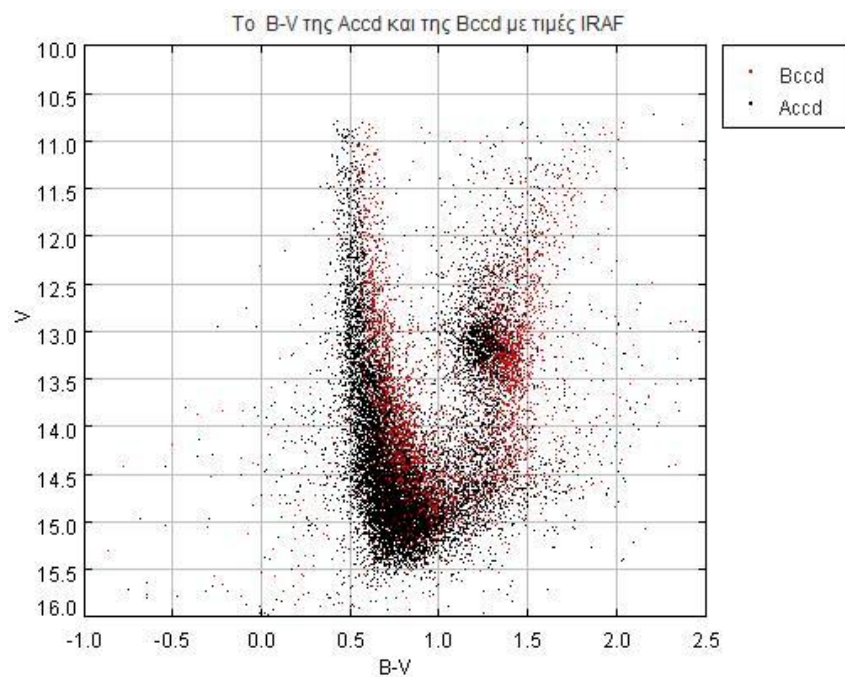
Παρατηρούμε το διάγραμμα της εικόνας 4.22. Οι τιμές για το μέγεθος V και το χρώμα B – V βασίζονται στις “instrumental” τιμές που προκύπτουν από την εφαρμογή του φωτομετρικού προγράμματος IRAF, δεν είναι «κανονικά» (standard) μεγέθη και δεν έχουν υποστεί καμία διόρθωση. Είναι προφανές από τη διασπορά των σημείων γύρω από τις χαρακτηριστικές δομές του CMD, ότι πρέπει να υπάρχουν συστηματικές αποκλείσεις από περιοχή σε περιοχή (από CCD σε CCD). Αυτό είναι αναμενόμενο στη περίπτωση των CCD mosaics. Στα επόμενα διερευνήσαμε τις συστηματικές διαφορές στη φωτομετρία μεταξύ των 8 CCD του mosaic μας.

Η φωτομετρία έγινε σε όλη την εικόνα και όχι σε κάθε CCD ξεχωριστά. Παρ’ όλα αυτά περιμένουμε κάθε CCD να μας δίνει παρόμοιο CMD διάγραμμα. Στο

επόμενο διάγραμμα που ακολουθεί βλέπουμε το CMD διάγραμμα για την Accd και την Bccd κάμερα (το κόκκινο είναι η Bccd και το μαύρο είναι η Accd). Παρατηρούμε ότι τα δύο διαγράμματα παρουσιάζουν παρόμοια χαρακτηριστικά, αλλά το CMD της Bccd είναι ελαφρώς μετατοπισμένο προς τα αριστερά σε σχέση με το CMD της Accd.

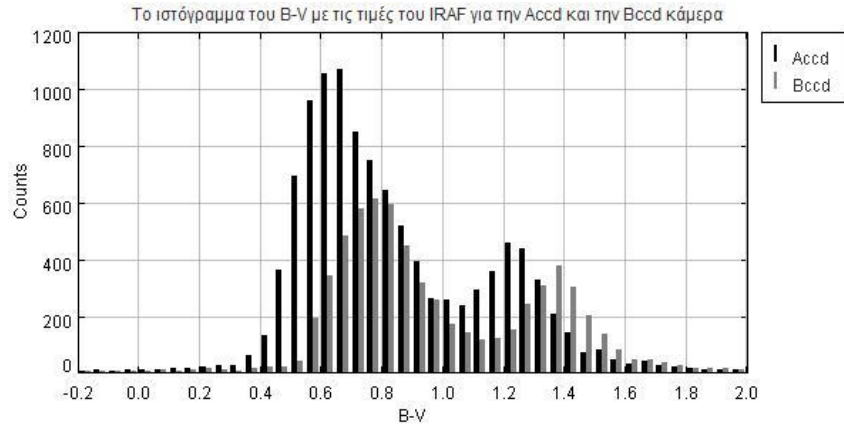
Την διαφορά αυτή, μεταξύ της Accd και της Bccd μπορούμε να την παρατηρήσουμε σε ένα κοινό ιστόγραμμα των τιμών του  $B - V$ . Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε το κοινό ιστόγραμμα του  $B - V$  των δύο CCDs.

**Εικόνα 4.24.** Τα CMD των Accd και Bccd σε κοινούς άξονες με βάση τις τιμές του IRAF.



Την διαφορά αυτή, μεταξύ της Accd και της Bccd μπορούμε να την παρατηρήσουμε σε ένα κοινό ιστόγραμμα των τιμών του  $B - V$ . Στην επόμενη εικόνα βλέπουμε το κοινό ιστόγραμμα του  $B - V$  των δύο CCDs.

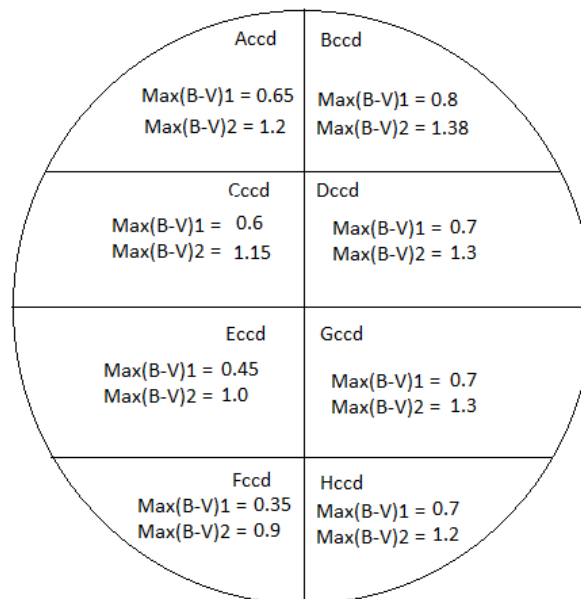
**Εικόνα 4.25.** Τα ιστογράμματα των τιμών  $B - V$  για τις Accd και Bccd με βάση τις τιμές του IRAF.



Από το παραπάνω διάγραμμα παρατηρούμε ότι το ιστόγραμμα της Accd παρουσιάζει δύο μέγιστα. Το ένα μέγιστο είναι για  $(B - V)_1 = 0.65$  ενώ το άλλο μέγιστο είναι για  $(B - V)_2 = 1.2$ , ενώ αντίστοιχα για την Bccd κάμερα οι αντίστοιχες τιμές είναι  $(B - V)_1 = 0.8$  και  $(B - V)_2 = 1.38$ . Το πρώτο αντιστοιχεί στην κύρια ακολουθία και το δεύτερο στο «red clump». Οι δύο CCDs παρουσιάζουν διαφορά στα δύο μέγιστα. Αν δούμε πιο προσεκτικά η διαφορά αυτή φαίνεται και στα CMDs σε κοινούς άξονες των δύο CCDs. Το διάγραμμα της Bccd είναι ελαφρώς μετατοπισμένο σε σχέση με το διάγραμμα της Accd.

Παρόμοιες διαφορές υπάρχουν για όλες τις CCDs. Στην επόμενη εικόνα φαίνονται και οι οχτώ CCDs, και οι τιμές των μεγίστων (σε όλες τις περιπτώσεις έχουμε δύο μέγιστα), για την κάθε μία αντίστοιχα.

**Εικόνα 4.26.** Σχηματική αναπαράσταση των διακριτών περιοχών των 8 ccds, και τα μέγιστα που παρουσιάζουν τα αντίστοιχα ιστογράμματα B - V με βάση τις τιμές του IRAF.



Παρατηρούμε ότι τα μέγιστα διαφέρουν σημαντικά μεταξύ τους, και οι διαφορές αυτές υπάρχουν στα αντίστοιχα CMDs. Άρα πρέπει να γίνει μια διόρθωση των τιμών του IRAF, αλλά η διόρθωση αυτή δεν πρέπει να γίνει ως προς όλη την εικόνα αλλά για κάθε CCD ξεχωριστά.

#### 4.5.1. Διαδικασία Αναγωγής στο standard σύστημα

Οι διαφορές που περιγράφηκαν στην προηγούμενη παράγραφο υποδεικνύουν ότι η αναγωγή των μεγεθών στο standard σύστημα πρέπει να γίνει ανεξάρτητα για κάθε CCD, δηλ. να εξαχθούν ξεχωριστές εξισώσεις βαθμονόμησης. Για το σκοπό αυτό χρησιμοποιήσαμε άστρα με γνωστή φωτομετρία στο standard σύστημα UBVRI από τον κατάλογο *Zaritsky & Harris (2004)*, που βρίσκονται στο πεδίο 5. Η διόρθωση θα είναι 1<sup>ης</sup> τάξης. Οι σχέσεις βαθμονόμησης που θα χρησιμοποιήσουμε θα είναι οι εξής:

$$B = B_{ir} + a (B-V) + c \quad (1)$$

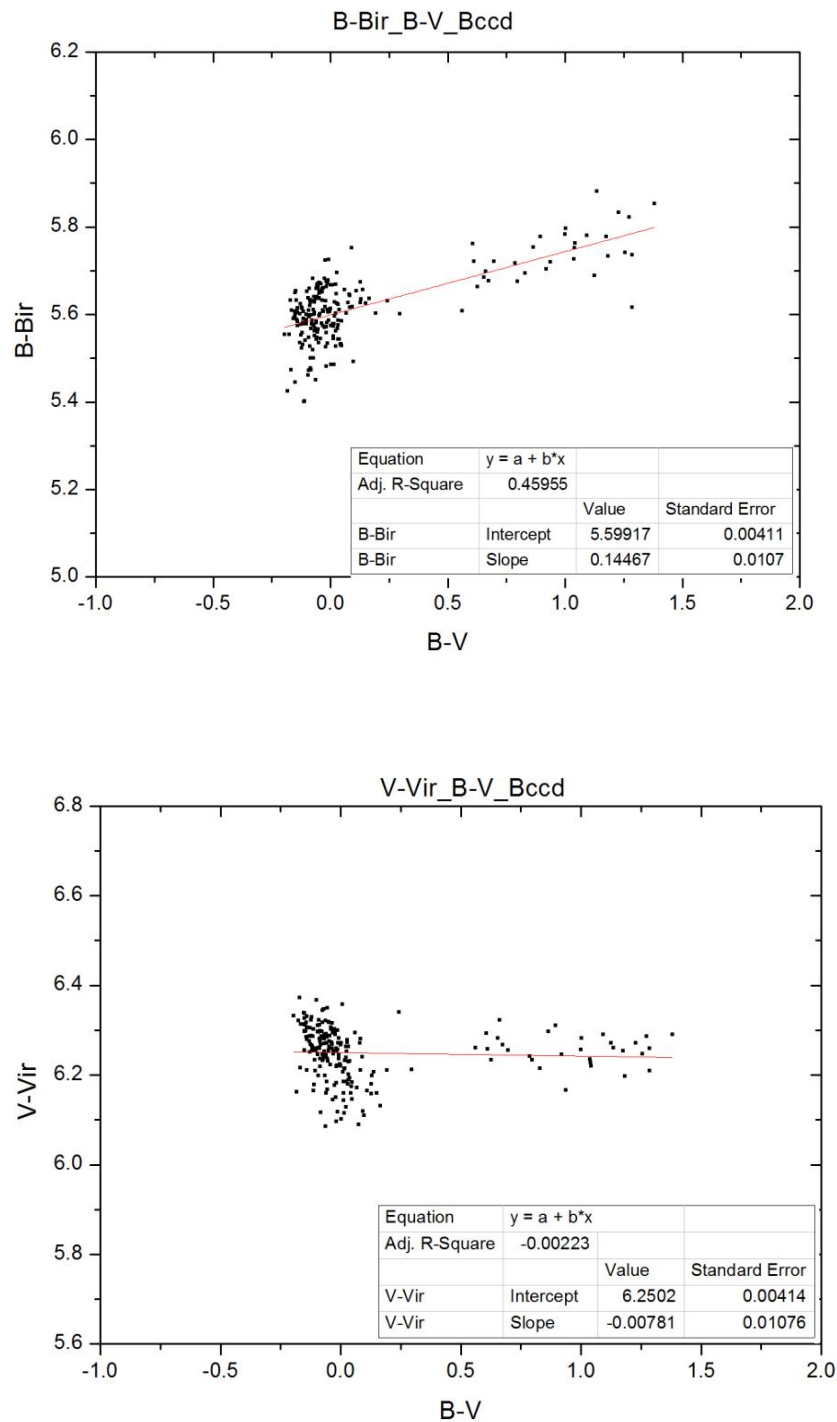
$$V = V_{ir} + c (B-V) + d \quad (2)$$

όπου  $B_{ir}$  και  $V_{ir}$  είναι οι τιμές που έχουμε από το IRAF, ενώ οι  $a$ ,  $b$ ,  $c$ ,  $d$  είναι σταθερές, οι οποίες θα προσδιοριστούν από τη σύγκριση με τα standard μεγέθη  $B, V$  από τους *Zaritsky & Harris (2004)*. Αφού βρούμε τις τιμές των σταθερών  $a$ ,  $b$ ,  $c$ ,  $d$  θα χρησιμοποιήσουμε τις εξισώσεις (1) και (2) για να ανάγουμε τα instrumental μεγέθη  $B_{ir}$  και  $V_{ir}$  των άστρων μας σε standard μεγέθη.

Η διόρθωση έγινε με τον ίδιο τρόπο και στις 8 CCD ξεχωριστά, αλλά θα χρησιμοποιήσουμε σαν παράδειγμα τα διαγράμματα για την Bccd. Αρχικά βρίσκουμε τα κοινά άστρα μεταξύ των αντικειμένων που ανιχνεύτηκαν με το IRAF (που είναι κοινά και στο B και στο V και έχουν σφάλμα στο μέτρο τους μικρότερο του 0.2) και των αντικειμένων που είναι καταγεγραμμένα στον κατάλογο του *Zaritsky*. Στην συνέχεια αφαιρούμε τα άστρα που έχουν πολύ κοντινούς γείτονες, διότι ο κατάλογος του *Zaritsky* στηρίζεται σε τηλεσκόπιο με μικρότερη χωρική ανάλυση, οπότε κοντινά άστρα τα λάμβανε σαν ένα αντικείμενο. Τέλος, απορρίπτονται και κάποια άστρα που απέχουν σημαντικά από την καμπύλη που πρίζεται από τα περισσότερα αντικείμενα.

Στην επόμενη εικόνα εμφανίζονται τα άστρα που έχουν επιλεγεί για την βαθμονόμηση της Bccd.

**Εικόνα 4.27.** Στην εικόνα αυτή φαίνονται τα δύο διαγράμματα B με  $B_{ir}$ , και V με  $V_{ir}$  όπου είναι οι τιμές των μέτρων στο B και V φίλτρο, για την Bccd, των κοινών άστρων από τους καταλόγους του Zaritsky και των άστρων όπως μετρήθηκαν στην εικόνα από το IRAF και διατηρούν την γραμμική σχέση μεταξύ τους.



Για τα άστρα που φαίνονται στην παραπάνω εικόνα, χρησιμοποιούμε τις σχέσεις (1) και (2). Όπως έχουμε αναφέρει B και V είναι τα μεγέθη των άστρων με βάση τον

κατάλογο του Zaritsky και  $B_{ir}$  και  $V_{ir}$  είναι τα μεγέθη των άστρων όπως μετρήθηκαν από το IRAF.

Από τις σχέσεις (1) και (2) πολύ εύκολα παίρνουμε τις σχέσεις (3) και (4).

$$B - B_{ir} = a (B-V) + c \quad (3)$$

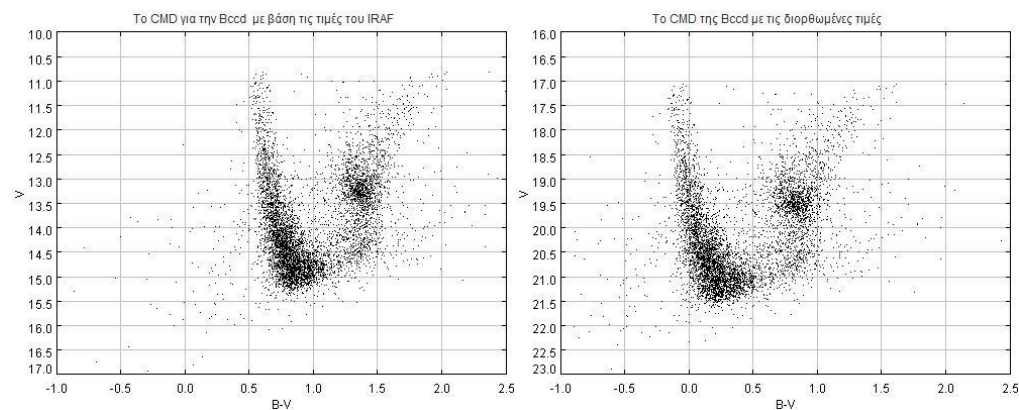
$$V - V_{ir} = c (B-V) + d \quad (4)$$

Αν για κάθε CCD μπορέσουμε να βρούμε την κατάλληλη ευθεία  $B - B_{ir} = f(B-V)$  και  $V - V_{ir} = f(B-V)$  τότε βρίσκουμε ταυτόχρονα και τις σταθερές  $a, b, c, d$ . Για την περίπτωση της Accd έχουμε την εικόνα A.5. Με βάση την εικόνα A.5, την εξίσωση (3) μπορούμε να την γράψουμε  $B - B_{ir} = (0.144 \pm 0.011)(B-V) + (5.599 \pm 0.004)$  και την (4)  $V - V_{ir} = (6.25 \pm 0.06)$ .

Αν εργαστούμε παρόμοια μπορούμε να βρούμε τις αντίστοιχες σχέσεις για τις άλλες 7 ccd. Τα αποτελέσματα αυτά παρουσιάζονται στον επόμενο πίνακα.

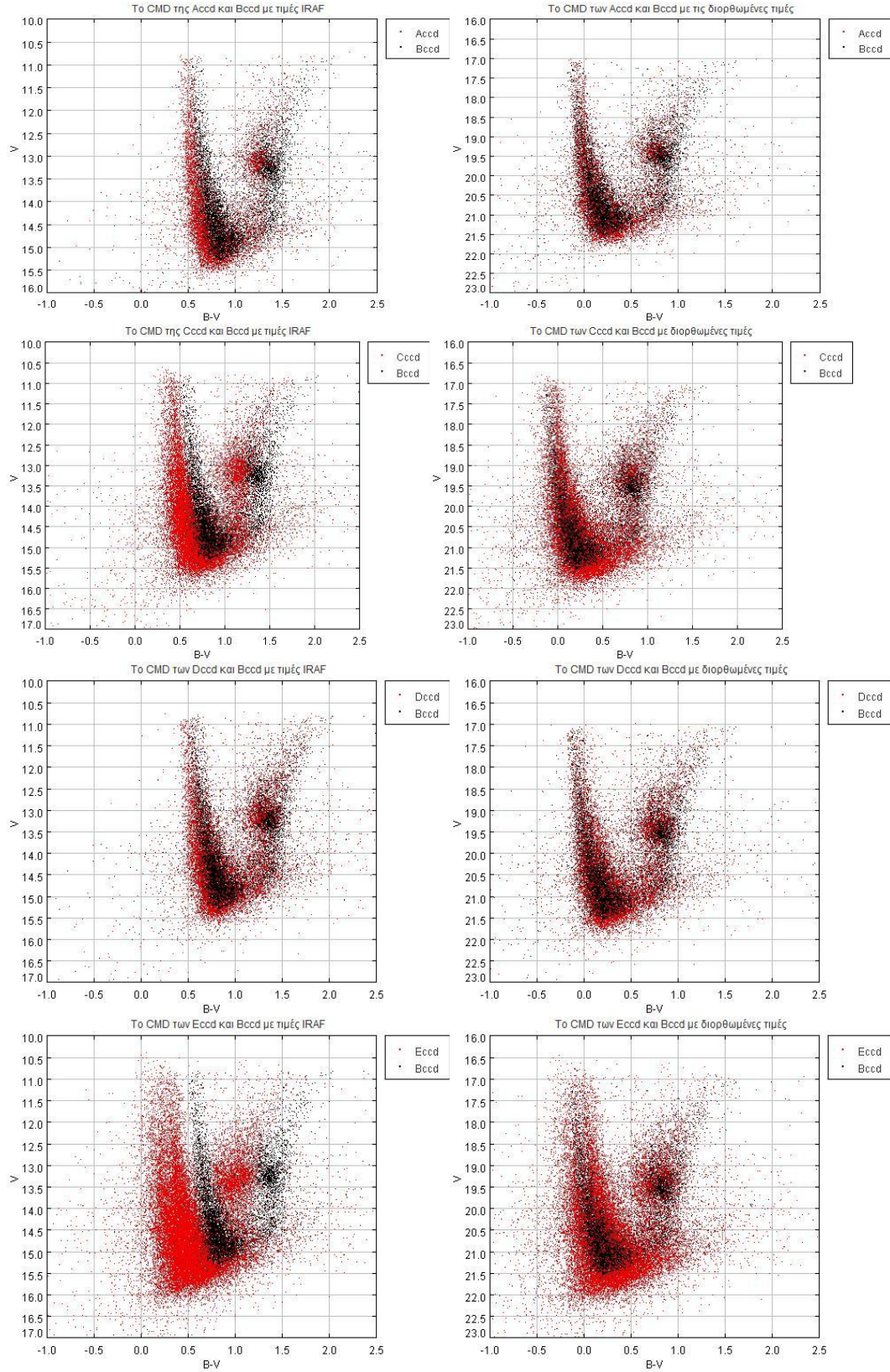
Από τις σχέσεις (3), (4) θα βρούμε τα μεγέθη των άστρων, γνωρίζοντας τις σταθερές  $a, b, c, d$  καθώς και τις τιμές από το IRAF,  $B_{ir}, V_{ir}$ . Για την περίπτωση της Bccd έχουμε ένα νέο CMD που το βλέπουμε σε αντιπαράθεση με το CMD της Bccd με τιμές IRAF. Παρατηρούμε ότι με την διόρθωση, το διάγραμμα μετατοπίστηκε κατά μισή μονάδα του  $B - V$  αριστερά και κατά 6 μονάδες σε μεγαλύτερα  $V$ .

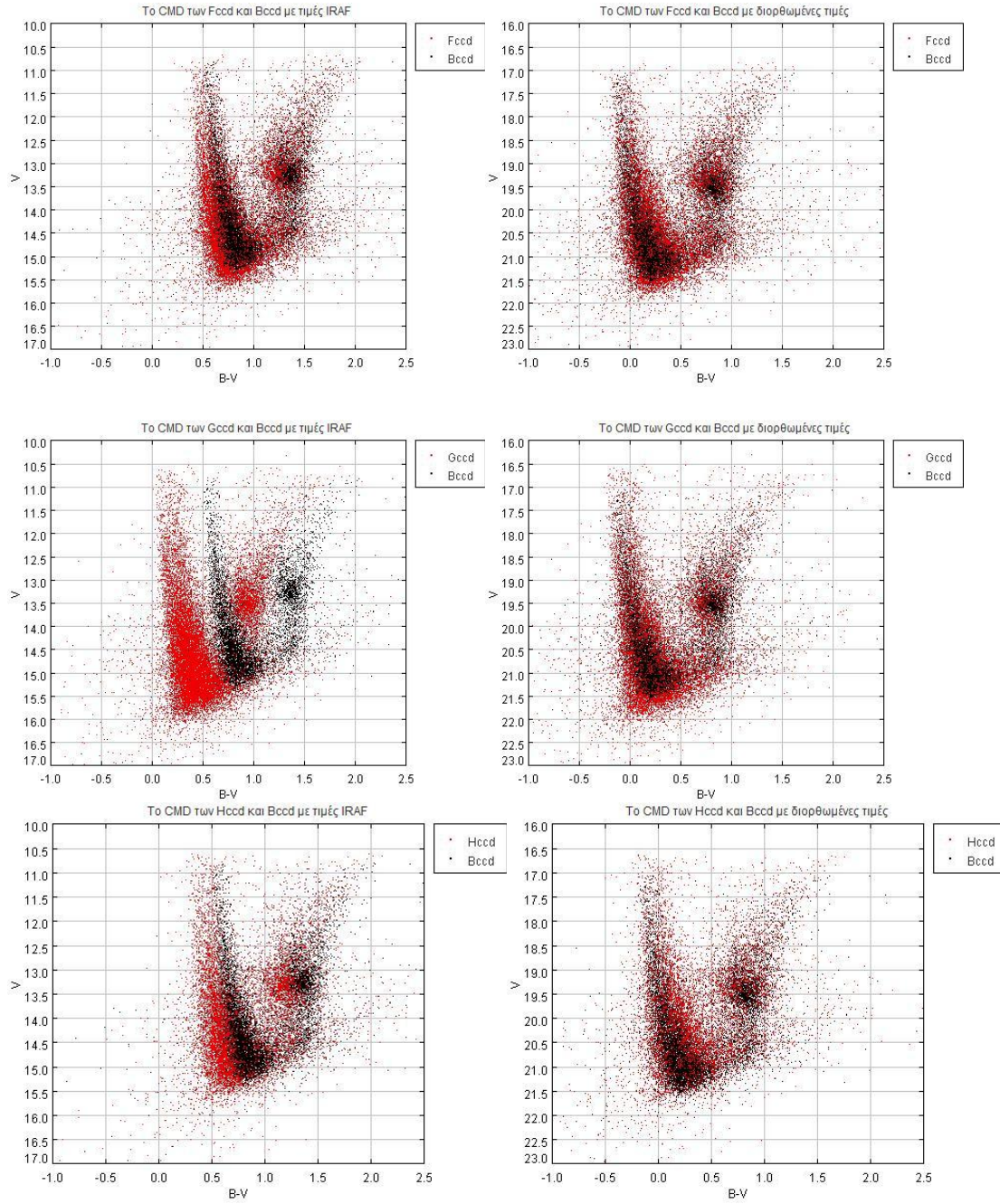
**Εικόνα 4.28.** Σε αντιπαράθεση το CMD της Bccd, για τις τιμές του IRAF και τις διορθωμένες τιμές.



Η διαδικασία αυτή έγινε με τον ίδιο τρόπο και για τις άλλες ccds κάμερες. Στο επόμενο σχήμα βλέπουμε σε αντιπαράθεση το συγκριτικό CMD της εκάστοτε ccd συγκριτικά με την Bccd, με τιμές του IRAF και διορθωμένες τιμές.

**Εικόνα 4.29.** Σε αντιπαράθεση διαγράμματα της Bccd σε κοινούς άξονες με τις άλλες CCD, αριστερά με τις τιμές του IRAF και δεξιά τις διορθωμένες τιμές.

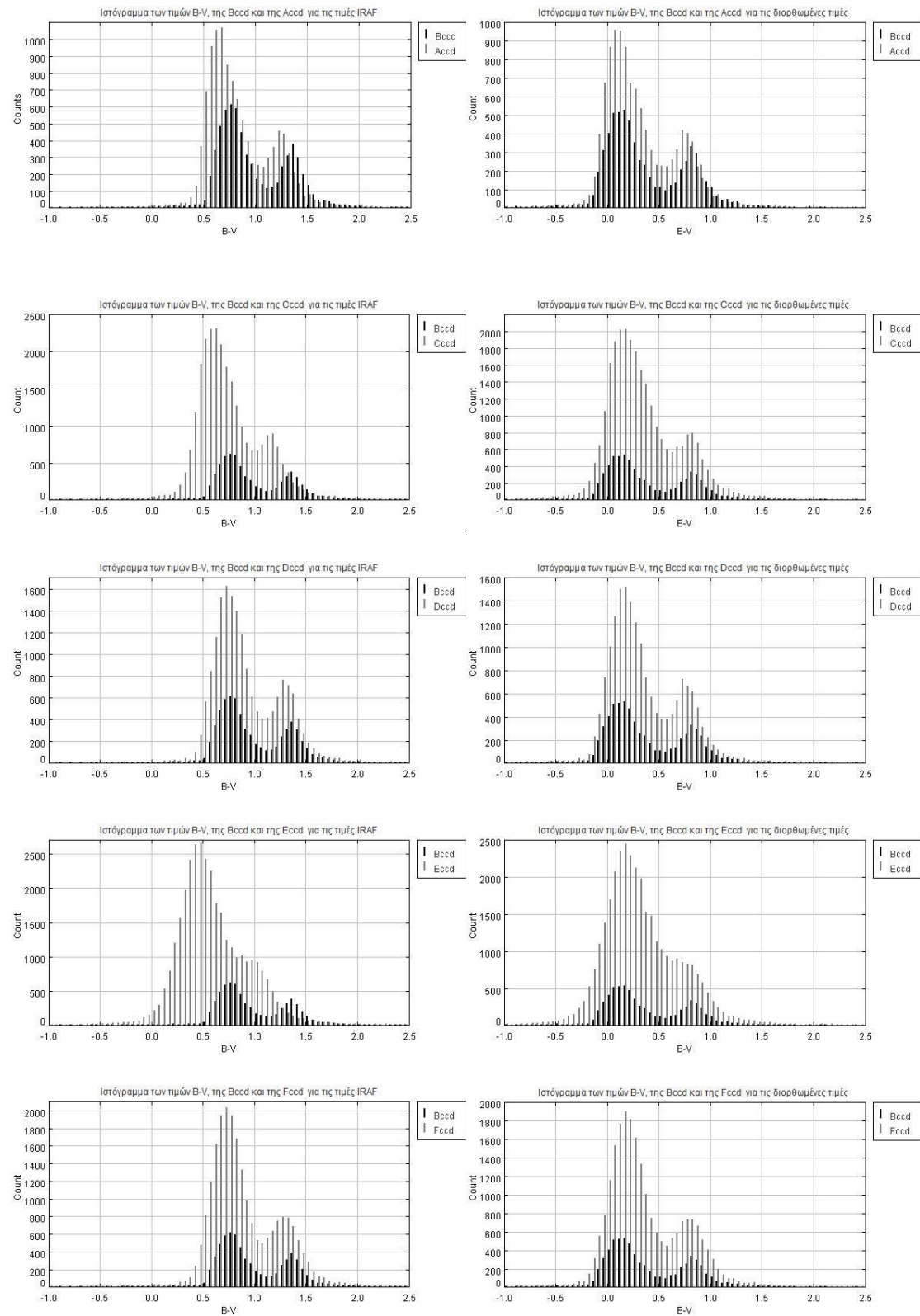


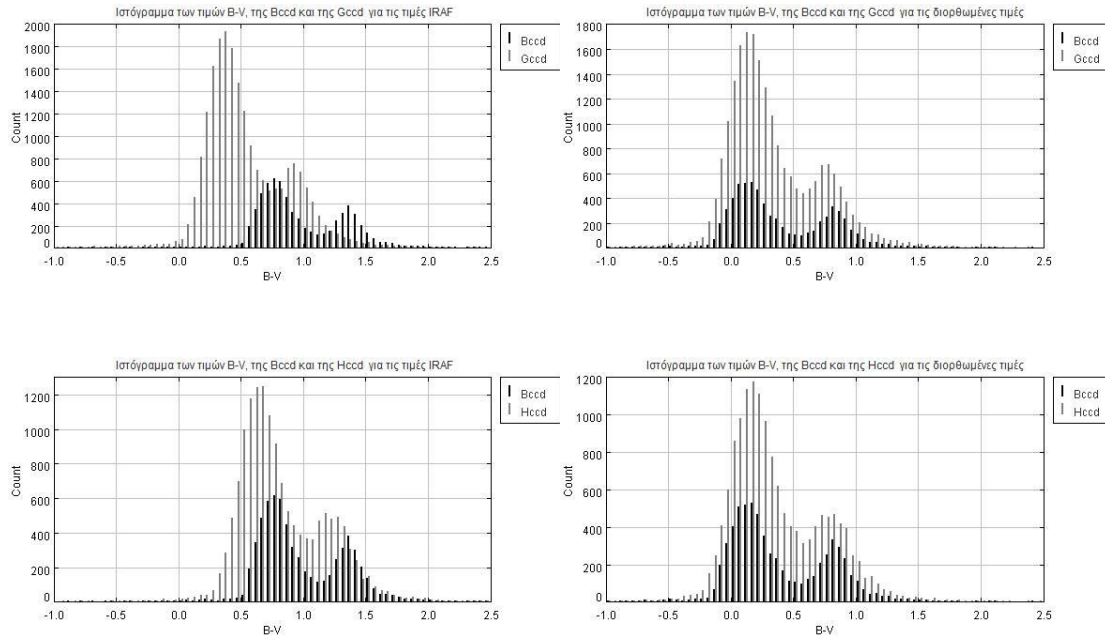


Από τα προηγούμενα διαγράμματα παρατηρούμε ότι το CMD της Eccd και της Gccd είναι ελαφρώς μετατοπισμένα ως προς το CMD της Bccd. Με την διόρθωση όμως που έγινε η διαφορά αυτή απαλείφθηκε. Επίσης, σε όλες τις περιπτώσεις τα CMD για όλες τις CCDs, είναι μετατοπισμένα κατά μισή μονάδα αριστερά στο  $B - V$ , και κατά 6 μεγέθη πάνω στο  $V$ . Τέλος, βλέπουμε ότι τα διορθωμένα CMDs παρουσιάζουν παρόμοια συμπεριφορά με το διορθωμένο της Accd και κατ' επέκταση και μεταξύ τους.

Για να δούμε πιο αναλυτικά την διόρθωση στα CMDs των CCDs, στην επόμενη εικόνα φαίνονται τα ιστογράμματα των τιμών του  $B-V$ .

**Εικόνα 4.30.** Σε αντιπαράθεση τα ιστογράμματα των ccds  $B - V$ , με τις τιμές του IRAF και τις διορθωμένες τιμές.



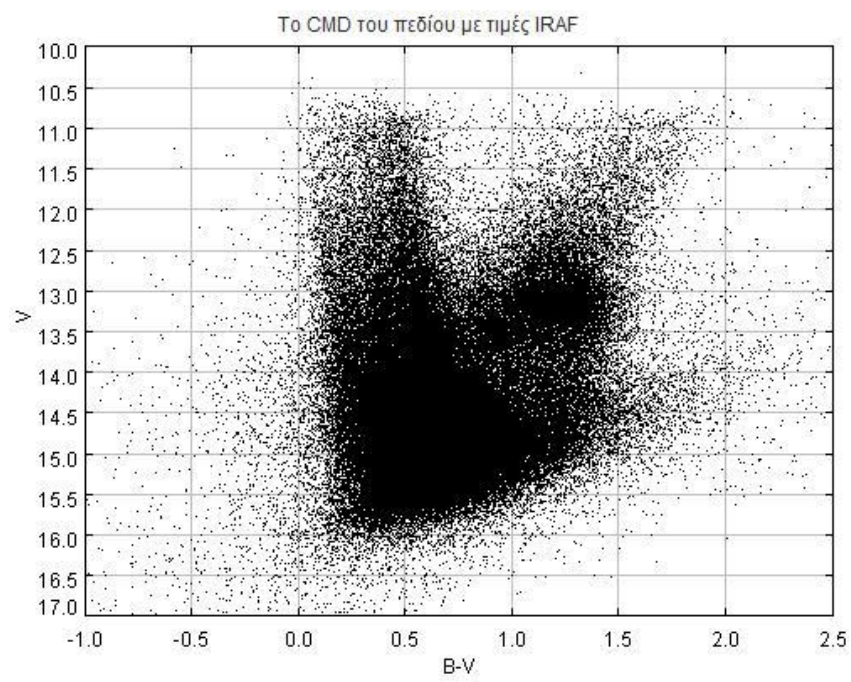
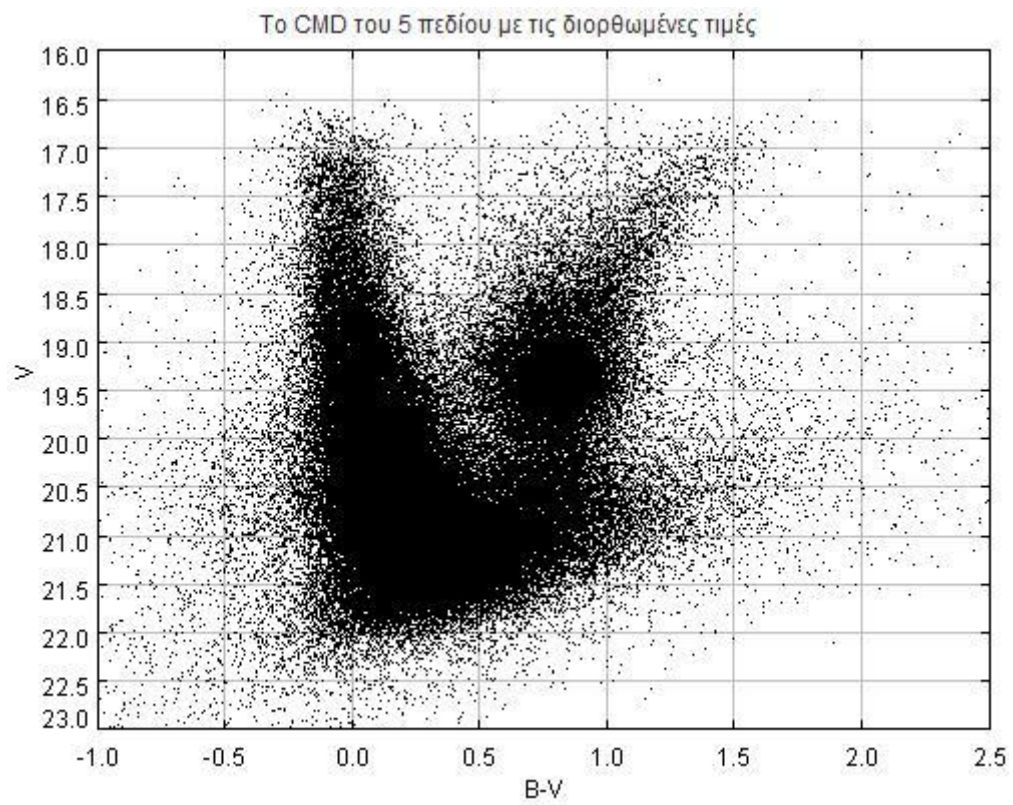


Στην εικόνα 4.30 φαίνεται ότι τα ιστογράμματα B-V με τις τιμές του IRAF παρουσιάζουν σημαντικές διαφορές στις κορυφές τους, ενώ με την διόρθωση έχουμε σχεδόν ταύτιση. Από τα ιστογράμματα αριστερά είναι δυνατόν να προκύψει και το σχήμα 4.26.

Σκοπός με την διόρθωση είναι και οι 8 CCDs να παρουσιάζουν παρόμοια συμπεριφορά, αφού αποτελούν εικόνα του ίδιου πεδίου του SMC.

Το διορθωμένο CMD όλης της εικόνας (και των 8 ccds), φαίνεται στο επόμενο σχήμα.

**Εικόνα 4.31.** Το διορθωμένο CMD του SMC5, ενώ στο κάτω μέρος παρατίθεται το αρχικό CMD του πεδίου 5.



## 5. ΑΣΤΡΙΚΑ ΣΜΗΝΗ

Ο γαλαξίας μας περιέχει πλήθος αστρικών συστημάτων, τα μέλη των οποίων δημιουργήθηκαν σχεδόν ταυτόχρονα από το ίδιο μοριακό νέφος και συνδέονται βαρυτικά μεταξύ τους. Τα αστρικά σμήνη του Γαλαξία μας διακρίνονται σε σφαιρωτά σμήνη και σε ανοιχτά σμήνη.

Τα σφαιρωτά σμήνη περιέχουν προσεγγιστικά από δέκα χιλιάδες μέχρι ένα εκατομμύριο άστρα, συνήθως βρίσκονται στην άλω ή στο bulge των σπειροειδών γαλαξιών, αλλά και σε ελλειπτικούς γαλαξίες. Έχουν εντοπιστεί μερικά προς το γαλαξιακό κέντρο. Στον δικό μας Γαλαξία, φασματοσκοπικές μελέτες έχουν δείξει ότι τα περισσότερα σφαιρωτά σμήνη έχουν χαμηλή συγκέντρωση σε βαριά στοιχεία και είναι πολύ μεγάλης ηλικίας, δηλ. σχηματίστηκαν στην αρχική δημιουργία άστρων στον Γαλαξία (*Population II*). Πρόσφατες εκτιμήσεις έχουν δείξει ότι έχουν ηλικία 12 με 14 δισεκατομμύρια χρόνια. Οι ηλικίες των σμηνών υπολογίζονται από τα αντίστοιχα CMD διαγράμματα μετά από σύγκριση με θεωρητικά μοντέλα (ισόχρονες) και αποτελούν ένα κάτω όριο για την ηλικία του σύμπαντος.

Τα ανοιχτά σμήνη είναι φυσικά συστήματα άστρων που είναι δέσμια μεταξύ τους μέσω της βαρυτικής δύναμης. Συνήθως δημιουργούνται σε νέφη σκόνης στον δίσκο του γαλαξία και στην συνέχεια συνεχίζουν την πορεία τους μέσα στον δίσκο. Ανοιχτά σμήνη δημιουργούνται ακόμα και σήμερα μέσα στον Γαλαξία. Θεωρούμε ότι ανήκουν στον νεότερο πληθυσμό (*Population I*). Τα ανοιχτά σμήνη τα συναντάμε στις σπείρες και στον δίσκο γαλαξιών και σε ακανόνιστους γαλαξίες. Τα ανοιχτά σμήνη έχουν μια σύντομη ηλικία σαν σμήνη. Στις περισσότερες περιπτώσεις τα μέλη τους δραπετεύουν εξαιτίας με την αλληλεπίδρασή τους με άλλα σώματα. Συνήθως, η ηλικία τους μπορεί να φτάσει τα 100 εκατομμύρια χρόνια ενώ σε σπάνιες περιπτώσεις φτάνει στην χρονική κλίμακα των δισεκατομμυρίων χρόνων. Οι περισσότεροι απομονωμένοι αστέρες σε έναν γαλαξία προέρχονται από ανοιχτά σμήνη.

Ένας από τους στόχους της εργασίας αυτής είναι να μελετήσουμε τα αστρικά σμήνη που βρίσκονται στο πεδίο 5. Όλα τα σμήνη που ανιχνεύονται στο πεδίο εμπεριέχονται ήδη σε τέσσερις πρόσφατους καταλόγους (*Bica et al 2010, Glatt et al 2010, Chiosi et al. 2006, Glatt et al. 2008*). Ο κατάλογος στον οποίο βασιζόμαστε είναι των *Bica et al. (2000)*. Για όλα τα γνωστά αστρικά σμήνη μελετήθηκε η ακτινική κατανομή τους και το διάγραμμα CMD. Για την μελέτη του CMD

χρησιμοποιήσαμε άστρα μέσα στην ακτίνα του σμήνους, όπως προσδιορίστηκε από την ακτινική κατανομή, ενώ έγινε σύγκριση με τον πληθυσμό πεδίου, μέσω του CMD γειτονικής περιοχής ( CMD υποβάθρου). Στην συνέχεια φέραμε τις αντίστοιχες ισόχρονες με βάση τους *Bressan et al. (2012)* και τον ιστότοπο <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>. Η ελεύθερη παράμετρος είναι το  $Z$  που είναι η μεταλλικότητα του σμήνους, που την υπολογίζουμε αρχικά με βάση τα διαγράμματα του *Keyser et al (2006)* και των *Da Costa G. S., Hatzidimitriou (1998)*, αφού έχουμε μια αρχική εκτίμηση της ηλικίας από τους 4 προαναφερθέντες καταλόγους. Επίσης για τον υπολογισμό και τον σχεδιασμό των ισόχρονων χρειαζόμαστε και το distance modulus όπου θεωρείται ότι είναι  $18.90 \pm 0.03$  (*Karakos et al. 2010*).

Για την κατασκευή της ακτινικής κατανομής, σχεδιάσαμε γύρω από το κέντρο του σμήνους μικρούς ομόκεντρους κύκλους, μετρήσαμε τα άστρα που περιέχονται σε κάθε κυκλική λωρίδα και φέραμε την κατανομή επιφανειακής αριθμητικής πυκνότητας - ακτίνας. Κατά την διάρκεια της διαδικασίας θεωρήσαμε την επιφάνεια της εικόνας επίπεδη.

Τα σμήνη, με βάση τους καταλόγους που μελετήσαμε είναι:

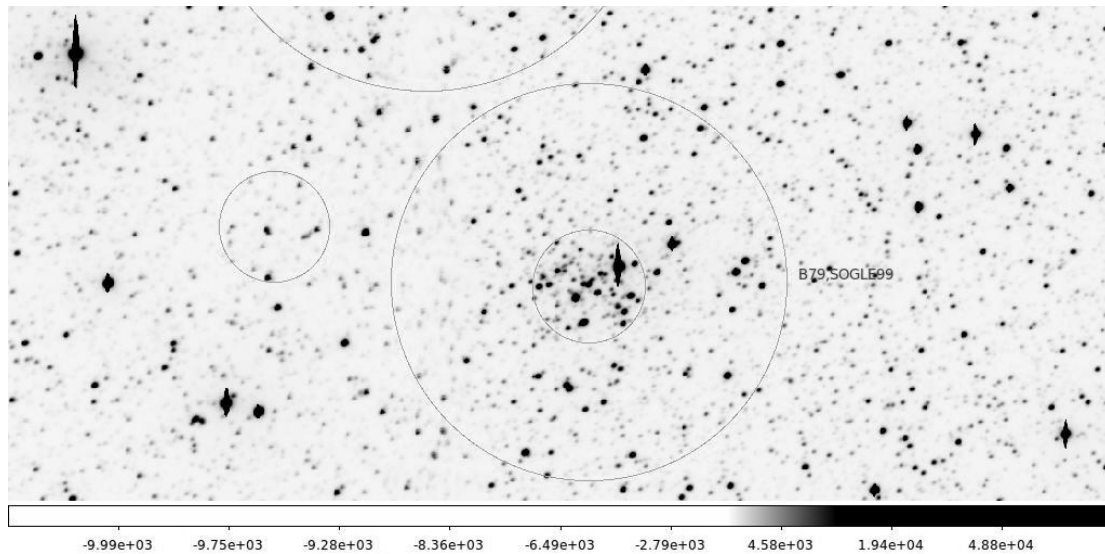
- B79, SOGLE99
- H86-135
- H86-129
- H86-127
- H86-138
- H86-146
- SOGLE220
- B69, SOGLE89
- H86-136
- H86-145
- BS259
- H86-149
- H86-142
- H86-119
- BS257
- B73, SOGLE96

### 5.1. B79, SOGLE99

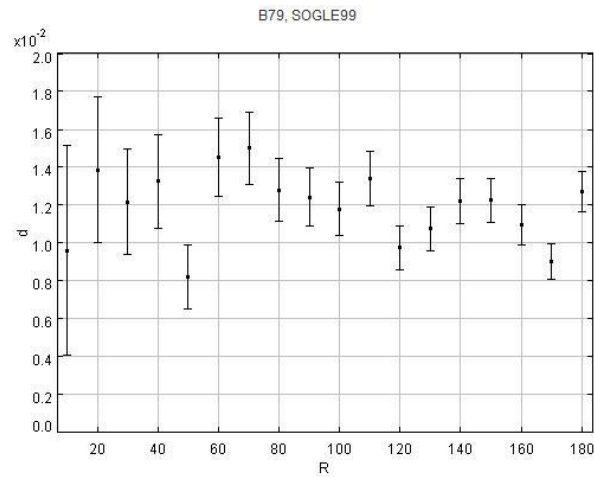
Το B79, SOGLE 99, αναφέρεται σαν σμήνος στον κατάλογο του *Bica et al 2000*, όπου στο ίδιο άρθρο έχει εκτιμηθεί η ακτίνα του  $0.35^\circ$  ή πιο συγκεκριμένα ο μεγάλος άξονας έχει μήκος  $0.8^\circ$  και ο μικρός  $0.6^\circ$  (*Bica et al 2010*). Η ηλικία του με βάση CMD έχει υπολογιστεί  $0.03 \cdot 10^9$  yr (*Glatt et al 2010*) ή  $0.02 \cdot 10^9$  yr (*Chiosi et al 2006*). Αν θεωρήσουμε ότι η ηλικία του σμήνους είναι κοντά στις αναφερόμενες τιμές τότε σύμφωνα με τα διαγράμματα του *Keyser et al (2006)* και των *Da Costa G. S., Hatzidimitriou (1998)*, που συνδυάζουν την μεταλλικότητα με την ηλικία, η μεταλλικότητά του πρέπει να είναι περίπου  $Z = 0.005$ . Αφού κατασκευάσουμε το CMD από τις μετρήσεις μας, θα φέρουμε κατάλληλης μεταλλικότητας θεωρητικές ισόχρονες για να εκτιμήσουμε την ηλικία του σμήνους. Κοντά στην περιοχή του σμήνους το  $E(B-V)$  είναι 0.031 και το  $A_V = 0.1$  (*Haschke R. et al 2011*).

Στο επόμενο σχήμα βλέπουμε το σμήνος B79, που περιβάλλεται από δύο κύκλους. Ο μικρός κύκλος είναι ο κύκλος που περιέχει το σμήνος (η προσέγγιση αυτή έγινε με το μάτι), ενώ ο μεγαλύτερος κύκλος είναι ο κύκλος όπου έγινε η ακτινική κατανομή. Ένας μικρός κύκλος έξω από τους δύο κύκλους είναι η περιοχή όπου έγινε το CMD υποβάθρου. Ο κύκλος του υποβάθρου είναι πάντα ίδιας ακτίνας με τον μικρό κύκλο του σμήνους.

**Εικόνα 5.1.** Το αστρικό σμήνος B79, SOGLE99, που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

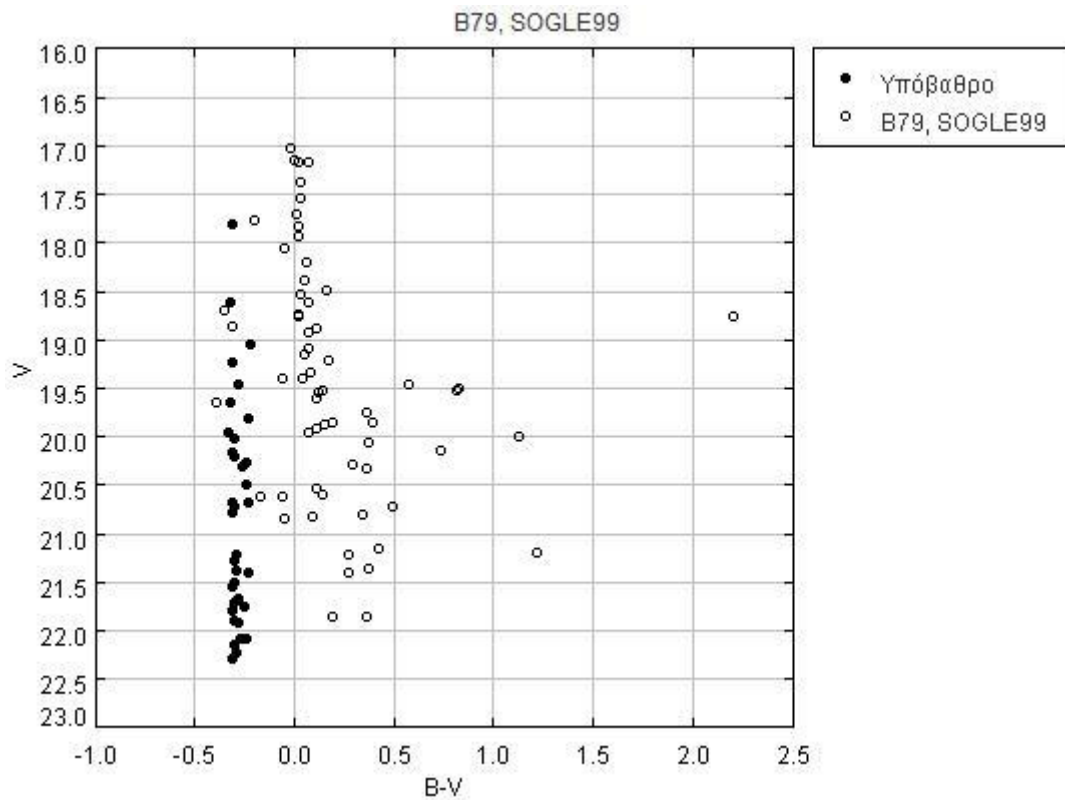


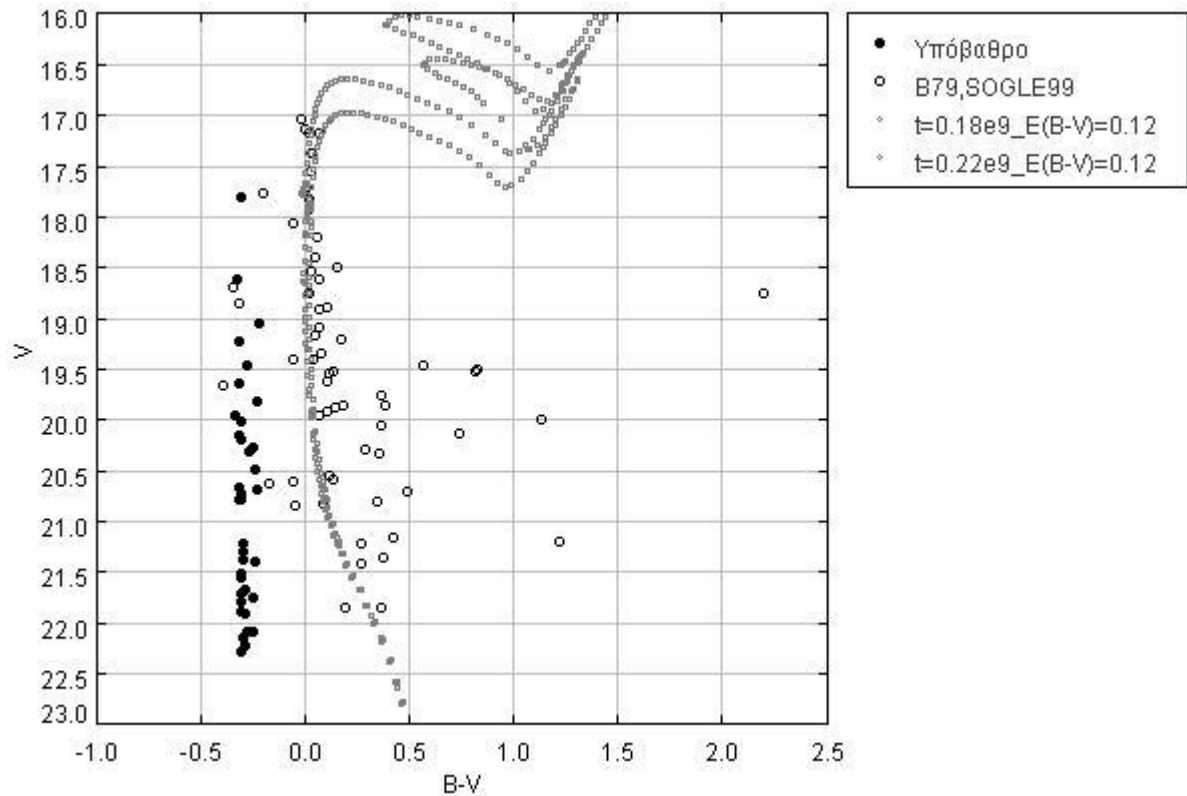
**Εικόνα 5.2.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους B79, SOGLE99.



Στην ακτινική κατανομή παρατηρούμε ότι υπάρχει μία μικρή αύξηση μέχρι τα 80 pixels, όπου η κατανομή ήταν κοντά στα 0.014 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια πέφτει στα 0.011 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.3.** Το πάνω διάγραμμα είναι το CMD του B79, SOGLE99 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το κάτω είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.





Από τις ισόχρονες του τελευταίου διαγράμματος μπορούμε να υπολογίσουμε την ηλικία του σμήνους  $t = 0.20 \cdot 10^9 \pm 0.02 \cdot 10^9$  yr (έχοντας υποθέσει μεταλλικότητα  $Z = 0.005$ ). Παρατηρούμε ότι είναι πολύ μεγαλύτερη από τις αντίστοιχες ηλικίες που έχουν δώσει οι Chiosi ( $0.03 \cdot 10^9$  yr) και Glatt ( $0.02 \cdot 10^9$  yr).

## 5.2. H86-135

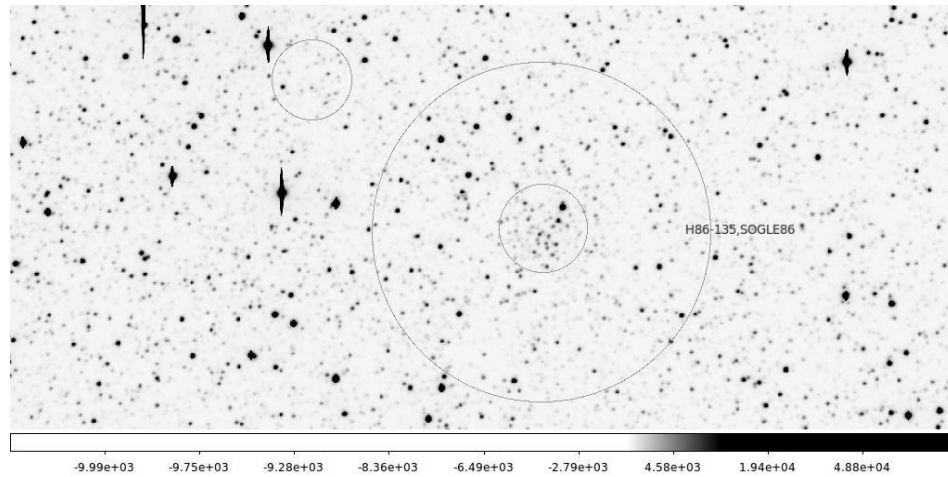
Οι κατάλογοι των *Bica et al (2000)* και *Chiosi et al (2006)* αναφέρουν το H86-135 ως σμήνος. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.55^\circ$  (*Bica et al 2010*), ενώ η ηλικία του έχει εκτιμηθεί στα  $0.5 \cdot 10^9$  yr. Σύμφωνα τα διαγράμματα των *Keyser et al (2006)* και των *Da Costa G. S., Hatzidimitriou, (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ . Στην περιοχή του σμήνους ισχύει  $E(V-I) 0.032$  και  $A_V \sim 0.11$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.4. βλέπουμε το σμήνος H86-135, με τους τρεις κύκλους που βοηθάνε για τον σχεδιασμό των επόμενων διαγραμμάτων.

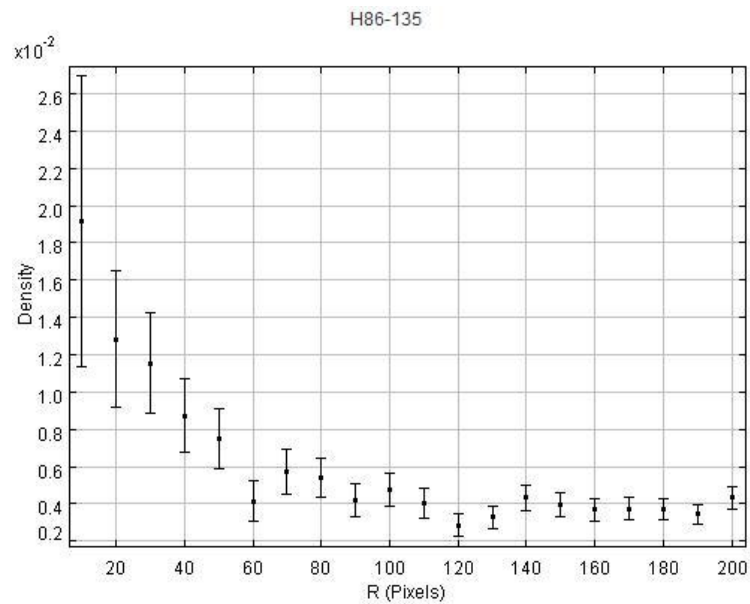
Στο σχήμα 5.5. βλέπουμε την ακτινική κατανομή. Παρατηρούμε ότι ξεκινάει με μεγάλη επιφανειακή πυκνότητα και μειώνεται στην συνέχεια μέχρι τα 60 pixels όπου φτάνει σε πυκνότητα  $0.004$  άστρα/pixels<sup>2</sup>.

Τέλος στο σχήμα 5.6. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

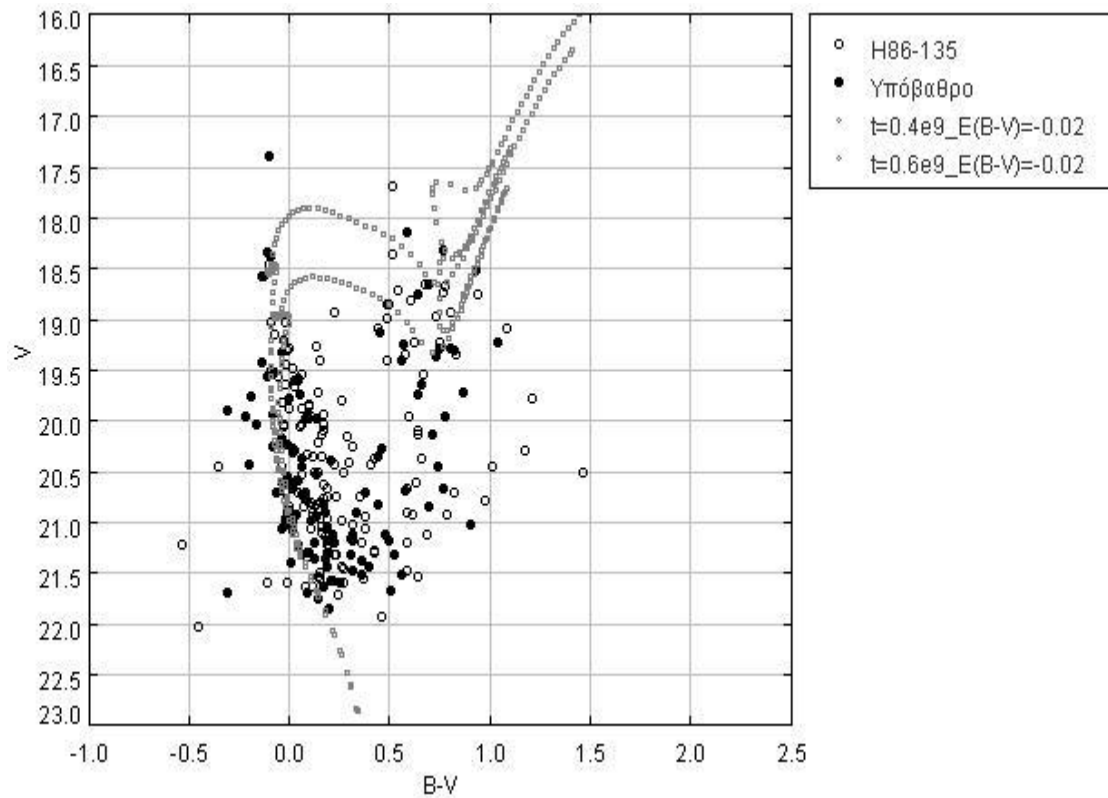
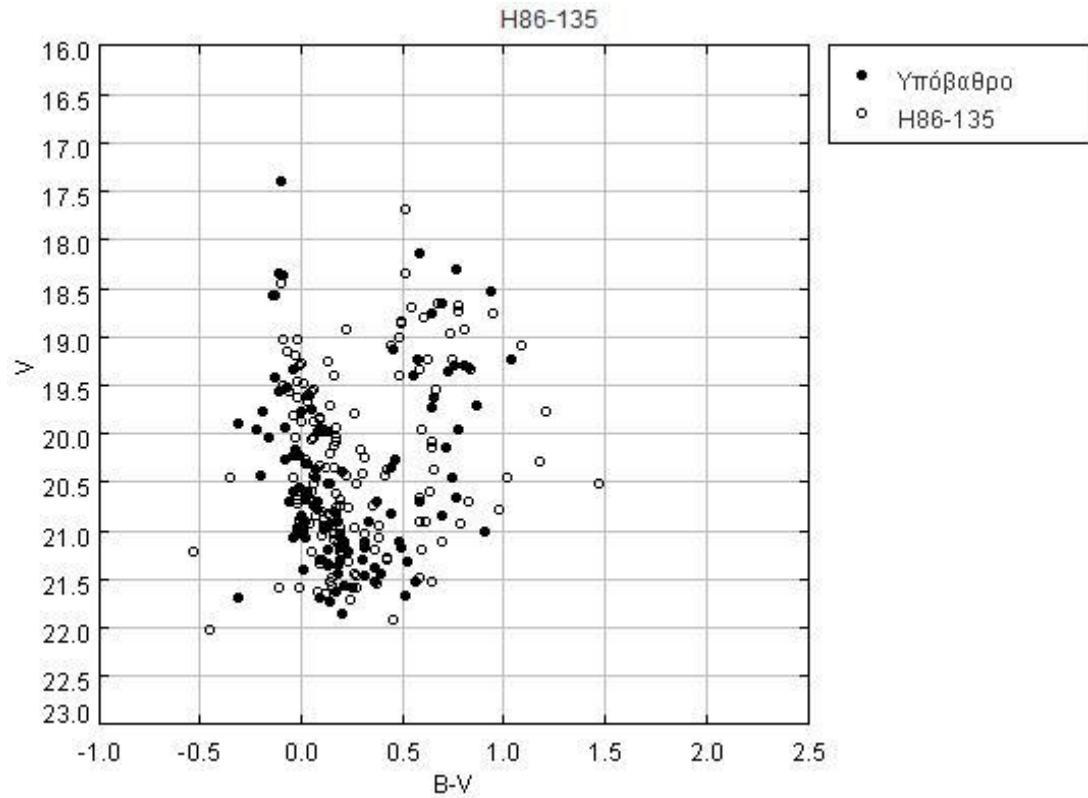
**Εικόνα 5.4.** Το αστρικό σμήνος H86-135 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.



**Εικόνα 5.5.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-135.



**Εικόνα 5.6.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-135 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.



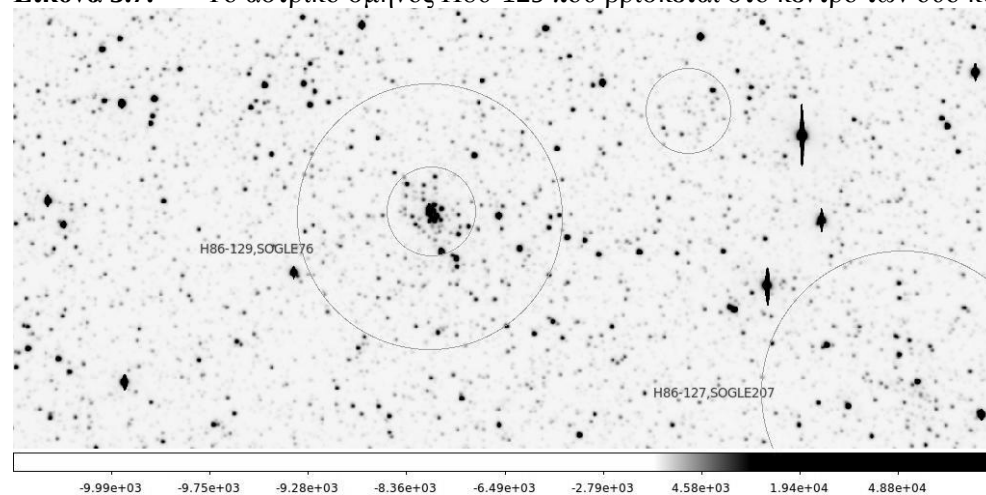
Με βάση το τελευταίο διάγραμμα παρατηρούμε ότι η ηλικία του σμήνους μπορεί να προσεγγιστεί ίση με  $t = 0.5 \cdot 10^9 \pm 0.1 \cdot 10^9$  yr, που συμφωνεί με την αντιστοιχεί ηλικία που έχει υπολογίσει ο *Bica et al 2010*.

### 5.3. H86-129

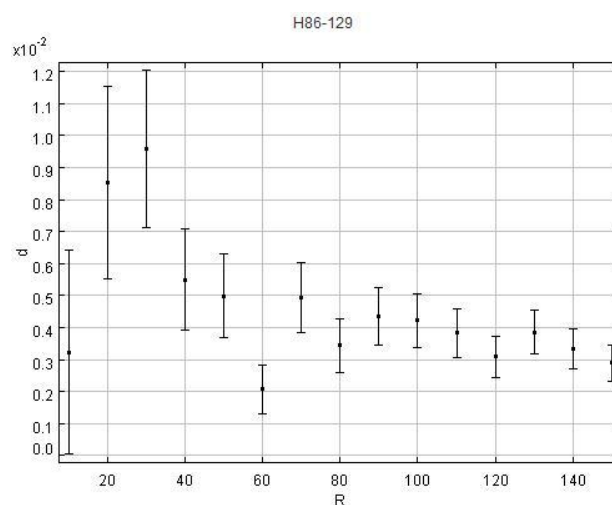
Σύμφωνα με τους καταλόγους του *Bica et al 2000* το H86-129 αναφέρεται σαν σμήνος. Έχει έναν μεγάλο άξονα  $0.65^\circ$  και έναν μικρό άξονα  $0.45^\circ$  (*Bica et al 2010*). Η ηλικία έχει βρεθεί στα  $0.1 \cdot 10^9$  yr (*Chiosi et al 2006*), ενώ σύμφωνα με τα διαγράμματα του *Keyser et al 2006* και του *Da Costa G. S., Hatzidimitriou, 1998*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ . Γύρω από την περιοχή του σμήνους ισχύει  $E(V-I) = 0.025$  και το  $A_V = 0.09$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.7. βλέπουμε το σμήνος H86-129 με τους κύκλους που χρειάζονται για να κατασκευάσουμε τα επόμενα διαγράμματα.

**Εικόνα 5.7.** Το αστρικό σμήνος H86-129 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.



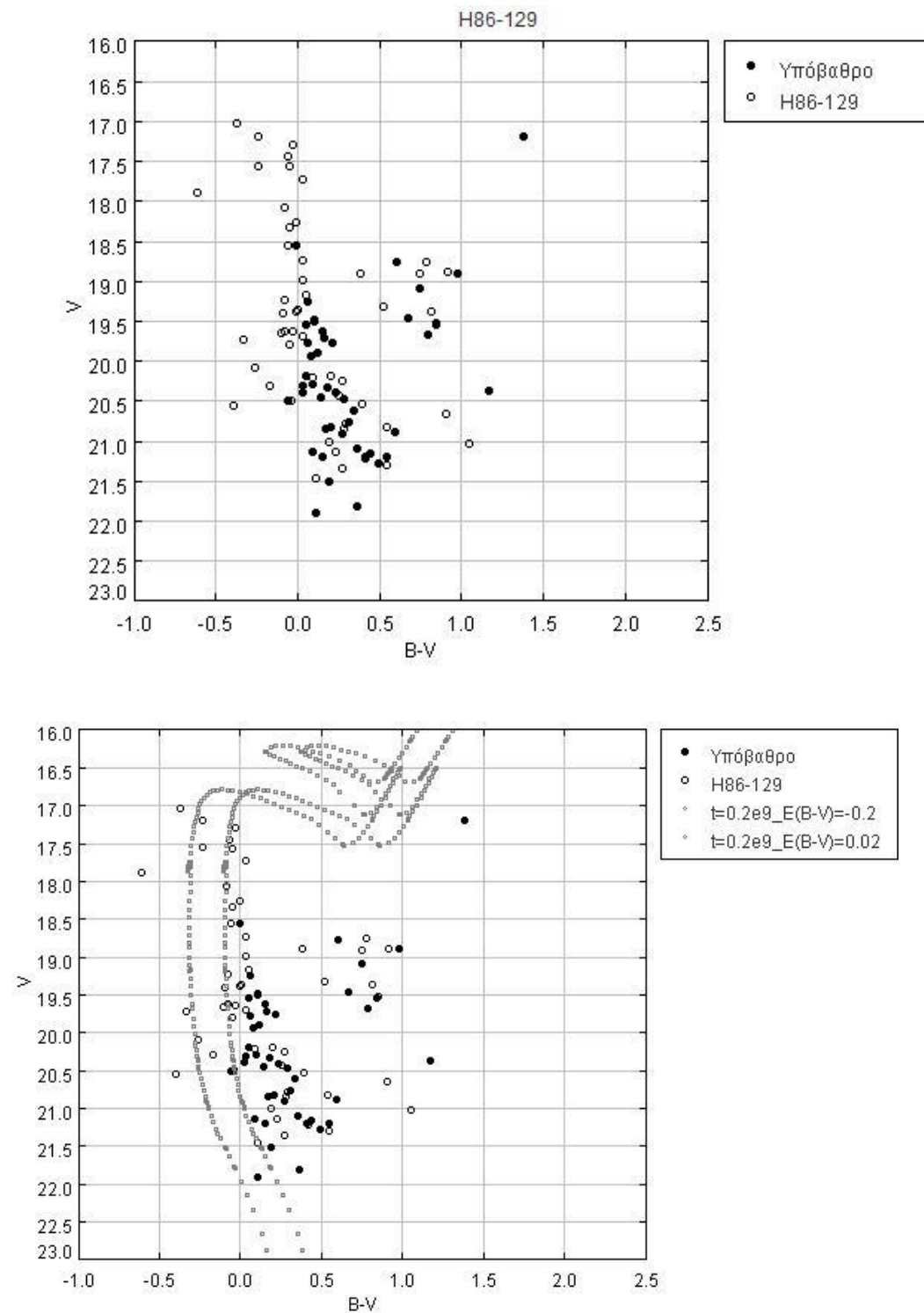
**Εικόνα 5.8.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-129.



Στο σχήμα H86-129 που είναι η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-129 παρατηρούμε ότι αρχικά αυξάνεται μέχρι την τιμή  $0.0095$  άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην

συνέχεια μειώνεται μέχρι τα 60 pixels, όπου σταθεροποιείται στα 0.0035 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.9.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-129 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχη ισόχρονη, αλλά για δύο διαφορετικές τιμές ερύθρωσης.



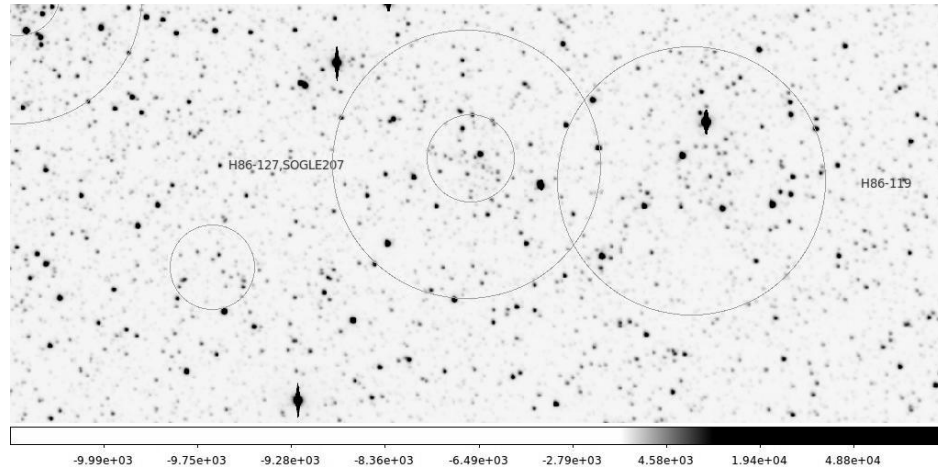
Η ηλικία του σμήνους προσεγγίζεται ως  $t = 0.2 \cdot 10^9$  yr, ενώ ο *Chiosi et al 2006*, την έχουν προσεγγίσει  $0.1 \cdot 10^9$  yr.

#### 5.4. H86-127

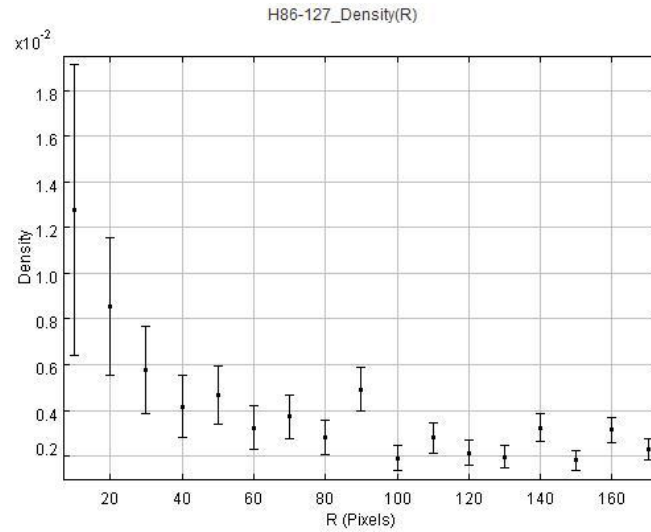
Το H86-127 αναφέρεται στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)* σαν σμήνος. Έχει έναν μεγάλο άξονα  $0.6^\circ$  και έναν μικρό άξονα  $0.4^\circ$  (*Bica et al 2010*). Σύμφωνα με *Chiosi et al (2006)* η ηλικία του είναι  $0.25 \cdot 10^9$  yr, και από τα διαγράμματα των *Keyser et al (2006)* και των *Da Costa G. S., Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ .

Στο σχήμα 5.10. φαίνεται το σμήνος H86-127 καθώς και οι κύκλοι που χρειάστηκαν για να κατασκευάσουμε την ακτινική κατανομή και τα CMD του σμήνους και του υποβάθρου. Στην εικόνα 5.10 βλέπουμε την ακτινική κατανομή του σμήνους.

**Εικόνα 5.10.** Το αστρικό σμήνος H86-127 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

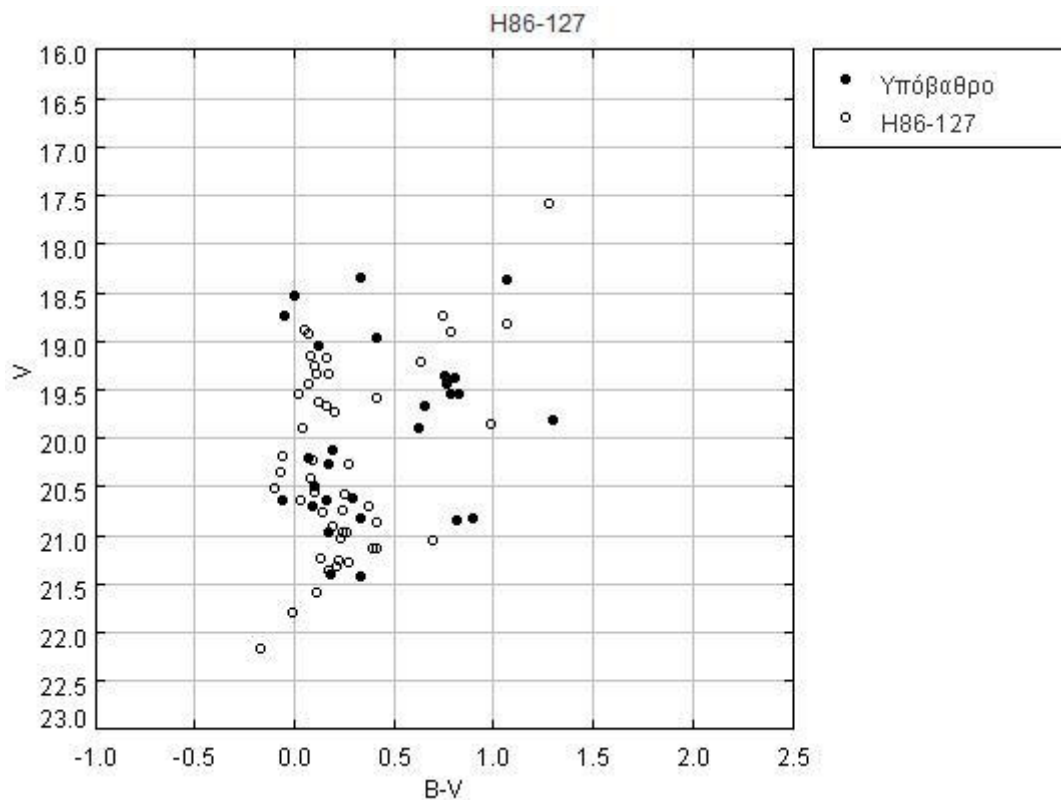


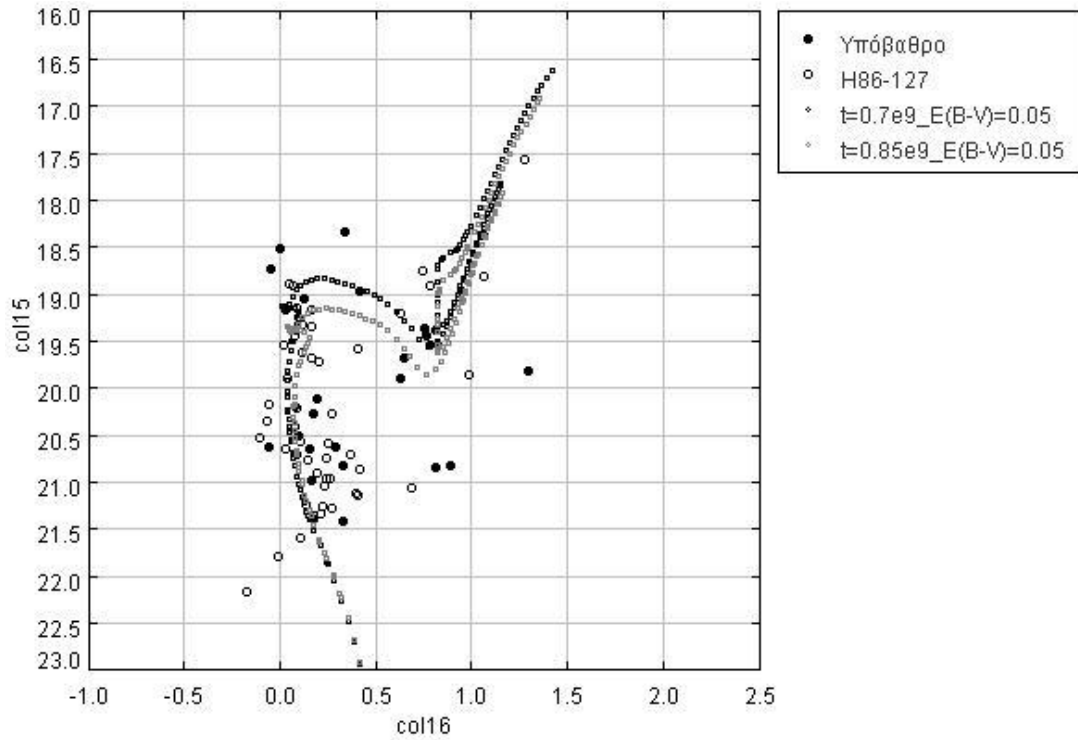
**Εικόνα 5.11.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-127.



Παρατηρούμε ότι η ακτινική κατανομή ξεκινάει από μία μέγιστη τιμή στα 0.013 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια μειώνεται μέχρι τα 80 pixels όπου στην συνέχεια η τιμή σταθεροποιείται στα 0.002 άστρα/pixels<sup>2</sup>. Στο επόμενο σχήμα βλέπουμε το CMD του H86-127 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.12.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-127 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.





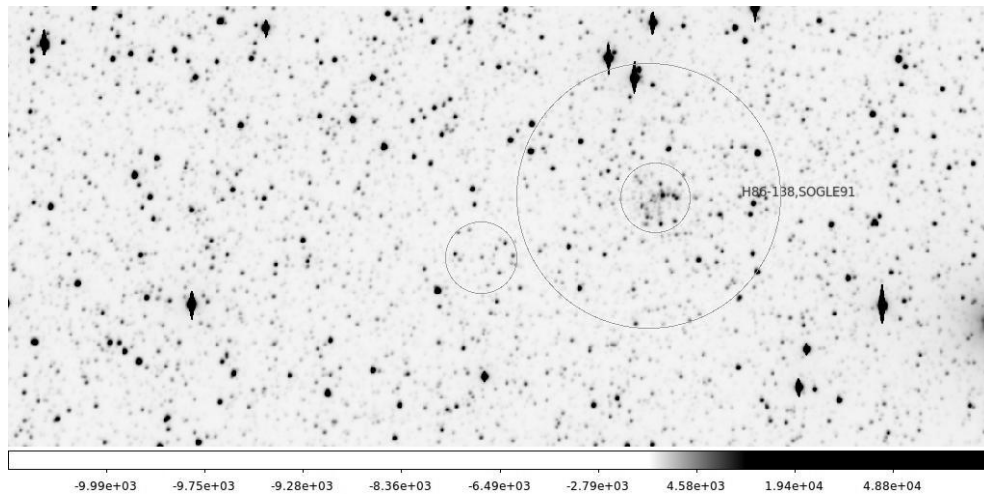
Με βάση το τελευταίο διάγραμμα η ηλικία του μπορεί να προσεγγιστεί  $t = 0.78 \cdot 10^9 \pm 0.08 \cdot 10^9$  yr, ενώ από τον *Chiosi et al 2006* η ηλικία υπολογίστηκε  $0.25 \cdot 10^9$  yr.

## 5.5. H86-138

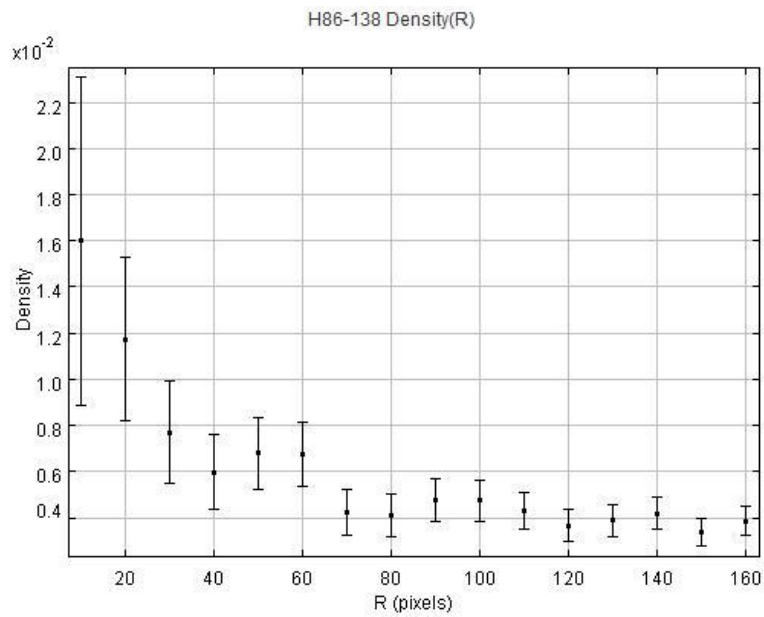
Το H86-138 αναφέρεται στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)* σαν σμήνος. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.45^\circ$  (*Bica et al. 2010*). Σύμφωνα με *Chiosi et al (2006)* η ηλικία είναι  $0.4 \cdot 10^9$  yr, και από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.004$ . Επίσης  $E(B-V) = 0.036$  και το  $A_V = 0.12$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.13. φαίνεται το σμήνος H86-138 στο κέντρο των δύο κύκλων που χρειάζονται για την κατασκευή του CMD σμήνους και την οριοθέτηση της περιοχής μελέτης της ακτινικής κατανομής. Στο σχήμα 5.14. φαίνεται η ακτινική κατανομή του σμήνους και στο 5.15. το CMD σε σύγκριση με του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.13.** Το αστρικό σμήνος H86-138 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

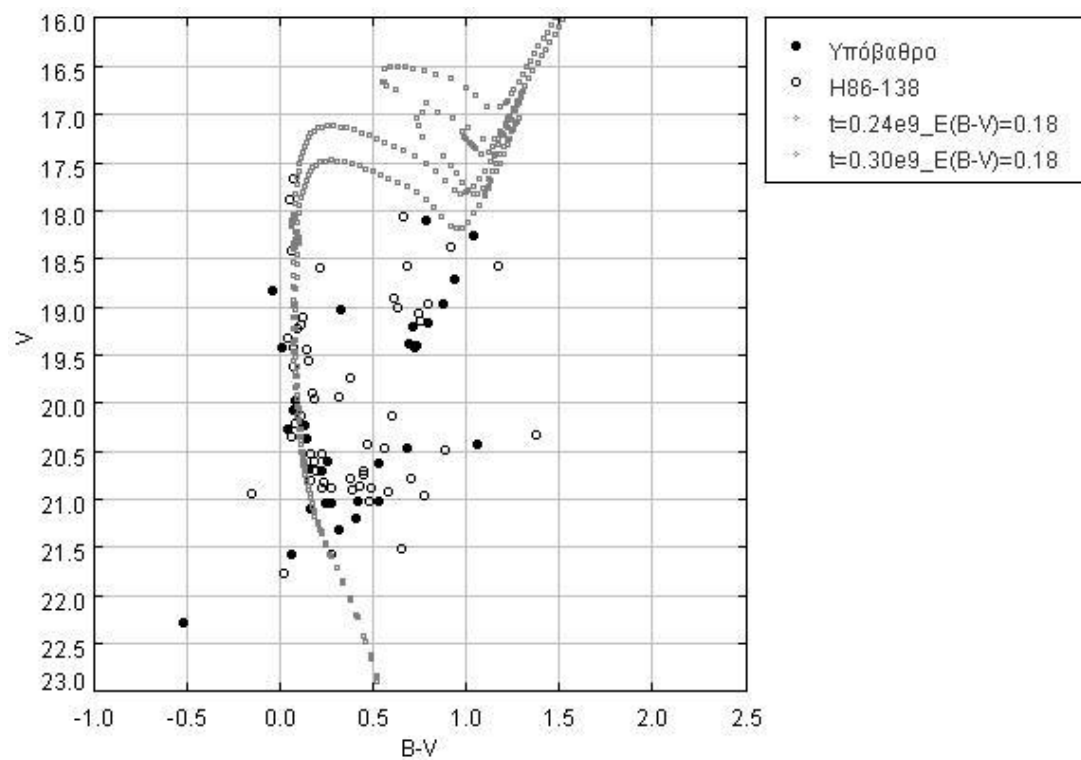
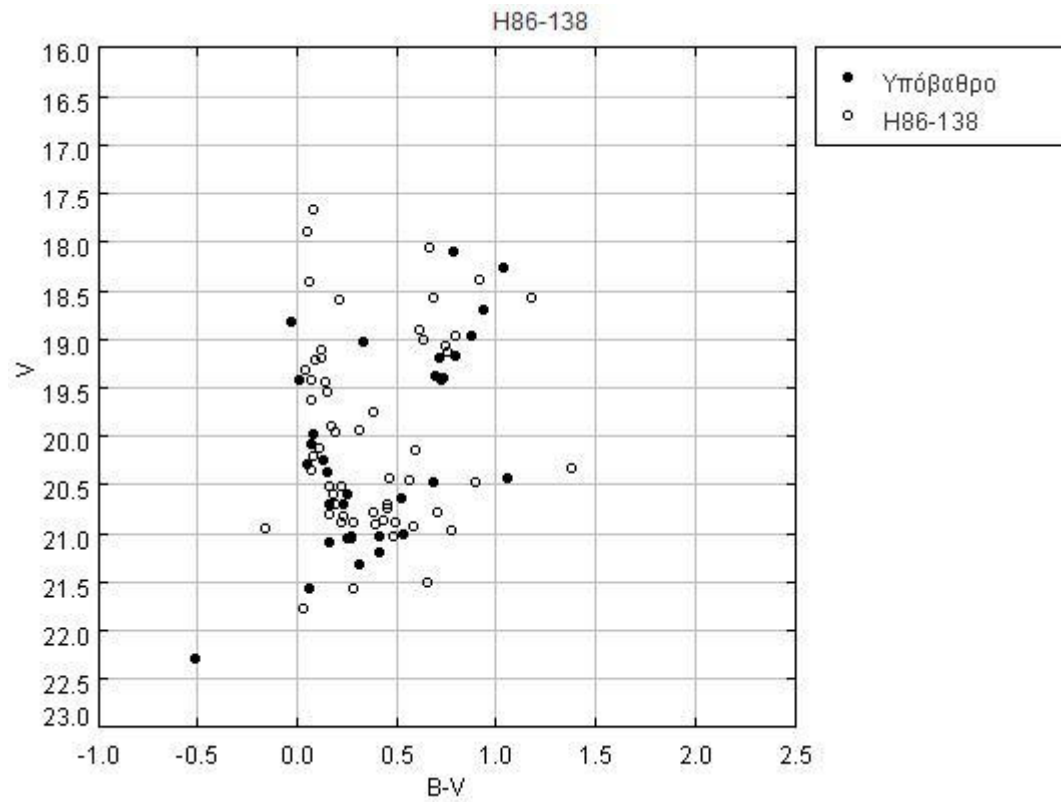


**Εικόνα 5.14.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-138.



Στο διάγραμμα της ακτινικής κατανομής παρατηρούμε ότι η τιμή της πυκνότητας ξεκινάει με μία τιμή κοντά στα 0.016 άστρα/pixels<sup>2</sup> όπου μειώνεται μέχρι περίπου τα 70 pixels και στην συνέχεια σταθεροποιείται στα 0.004 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.15.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-138 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.



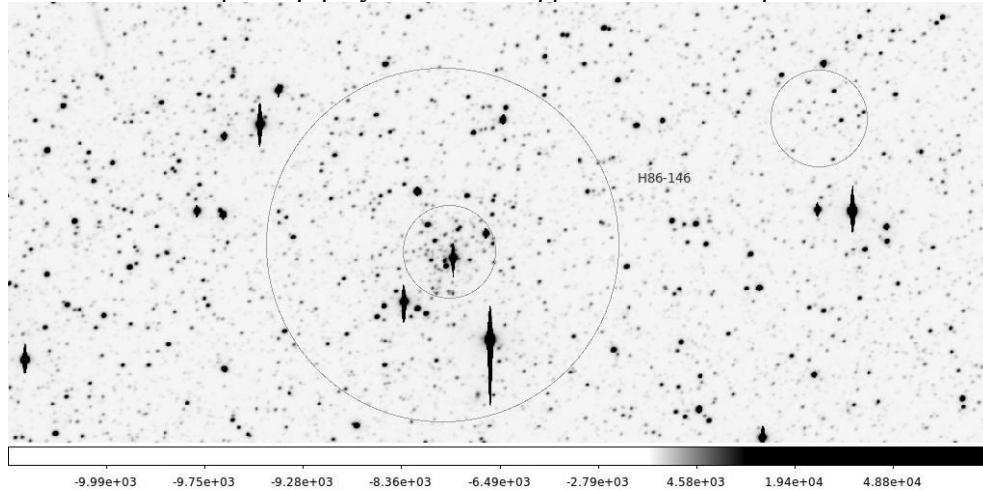
Με βάση τις ισόχρονες του τελευταίου διαγράμματος η ηλικία του σμήνους H86-138 είναι  $t = 0.27 \cdot 10^9 \pm 0.03 \cdot 10^9$  yr, ενώ με βάση τον Chiosi et al. η ηλικία του είναι  $0.4 \cdot 10^9$  yr.

## 5.6. H86-146

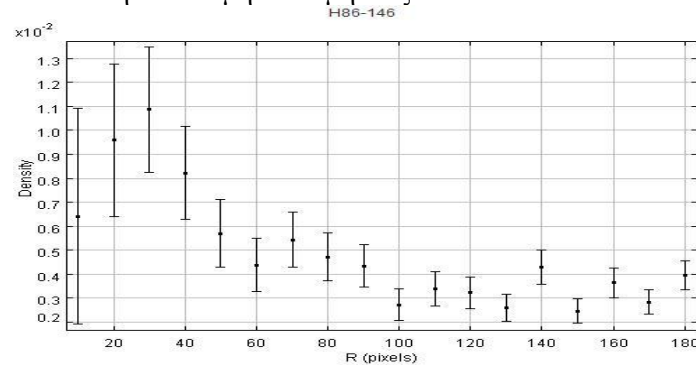
Στον κατάλογο του *Bica et al 2000* το H86-146 αναφέρεται σαν σμήνος-association. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.9^\circ$  *Bica et al 2010*. Σύμφωνα με *Glatt et al. (2010)* η ηλικία είναι  $0.12 \cdot 10^9$  yr, όπου σύμφωνα με τα διαγράμματα του *Keyser et al. (2006)* και του *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ . Το  $E(B-V)$  εκτιμάται σε 0.029 και το  $A_V = 0.1$  (*Haschke R., et al 2011*). Οι *Glatt et al. (2010)* έχουν δώσει  $E(B-V) = 0.05$  για το σμήνος.

Στο σχήμα 5.16. φαίνεται το αστρικό σμήνος H86-146, ενώ στο σχήμα 5.17. βλέπουμε την αστρική κατανομή του και τέλος στο σχήμα 5.18. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.16.** Το αστρικό σμήνος H86-146 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

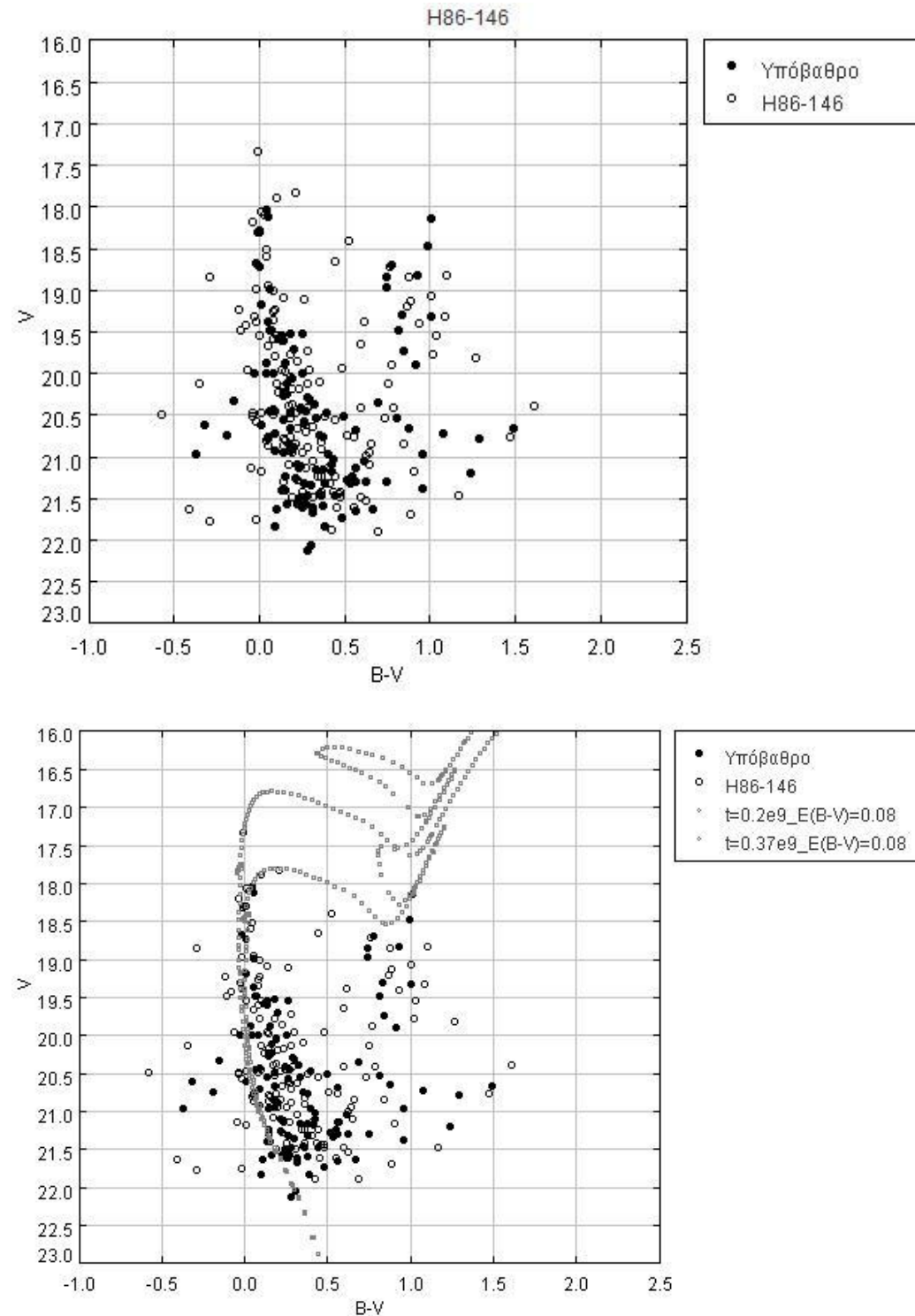


**Εικόνα 5.17.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-146.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα αυξάνεται μέχρι την τιμή περίπου 0.011 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια μειώνεται περίπου στα 100 pixels όπου σταθεροποιείται περίπου στα 0.003 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.18.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-146 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.



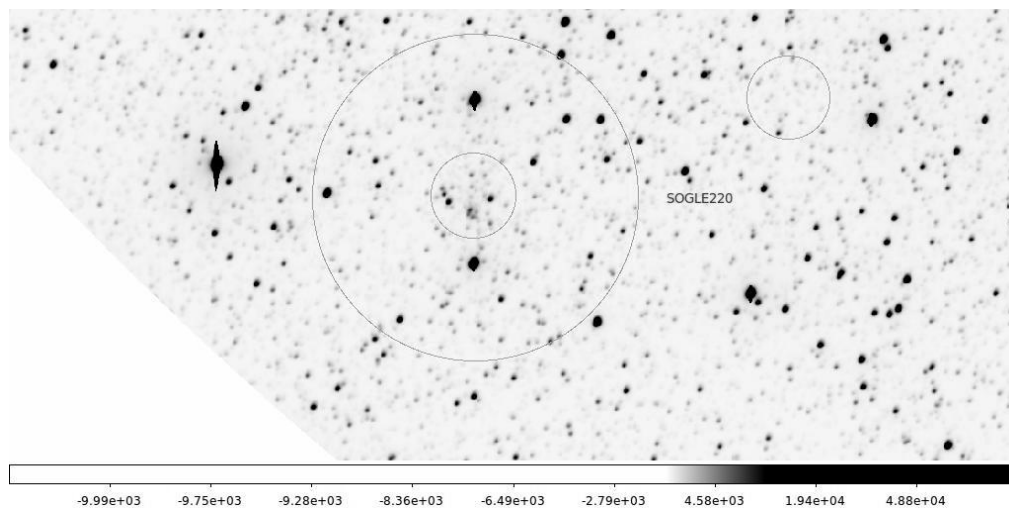
Από τις ισόχρονες του προηγούμενου διαγράμματος μπορούμε να πούμε ότι η ηλικία του σμήνους είναι  $t = 0.29 \cdot 10^9 \pm 0.08 \cdot 10^9$  yr, ενώ ο *Glatt et al 2010* έχουν προσδιορίσει την ηλικία του  $0.12 \cdot 10^9$  yr.

## 5.7. SOGLE220

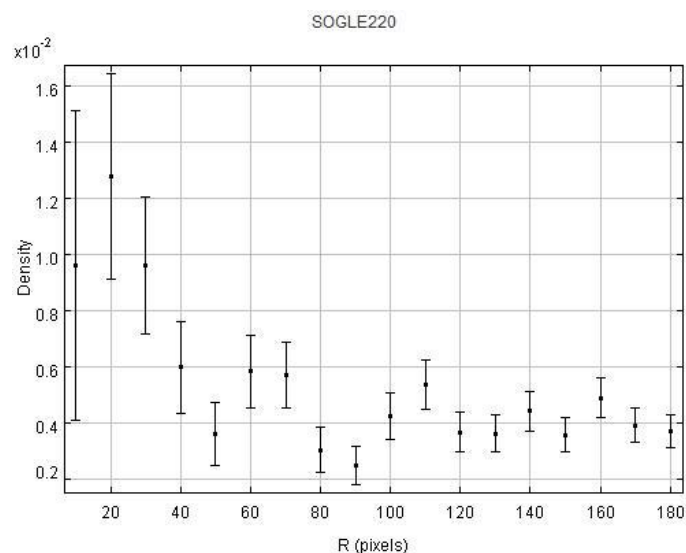
Όμοια με το H86-146 και το Sogle220 στον κατάλογο του *Bica et al 2000* αναφέρεται σαν σμήνος-association. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.35^\circ$  *Bica et al 2010*. Σύμφωνα με *Glatt et al 2010* και *Bonatto et al 2010* η ηλικία είναι  $1.0 \cdot 10^9$  yr, ενώ σύμφωνα με τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S., & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται  $Z = 0.003$ . Τέλος, το  $E(B-V) = 0.047$  και το  $A_V = 0.16$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.19. βλέπουμε την εικόνα του σμήνους SOGLE 220, μαζί με τους κύκλους που χρειαζόμαστε για την κατασκευή των επόμενων διαγραμμάτων. Στο σχήμα 5.20. βλέπουμε την ακτινική κατανομή και στο σχήμα 5.21. βλέπουμε το CMD του σμήνους μαζί με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.19.** Το αστρικό σμήνος SOGLE220 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

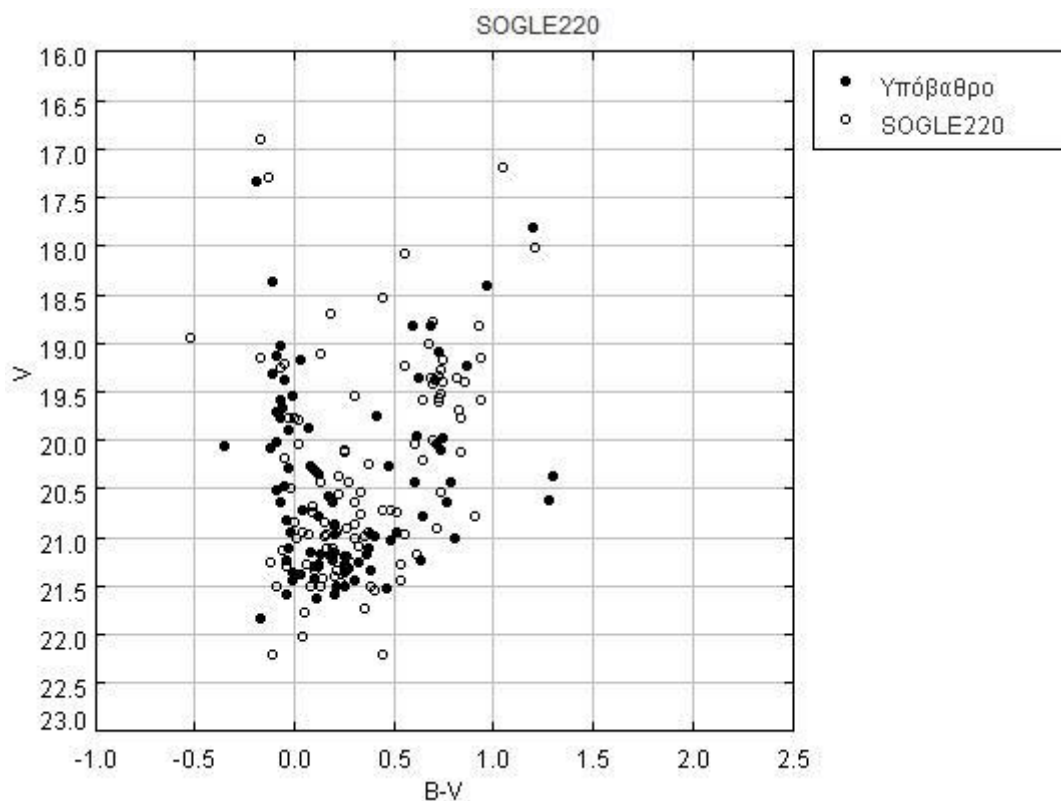


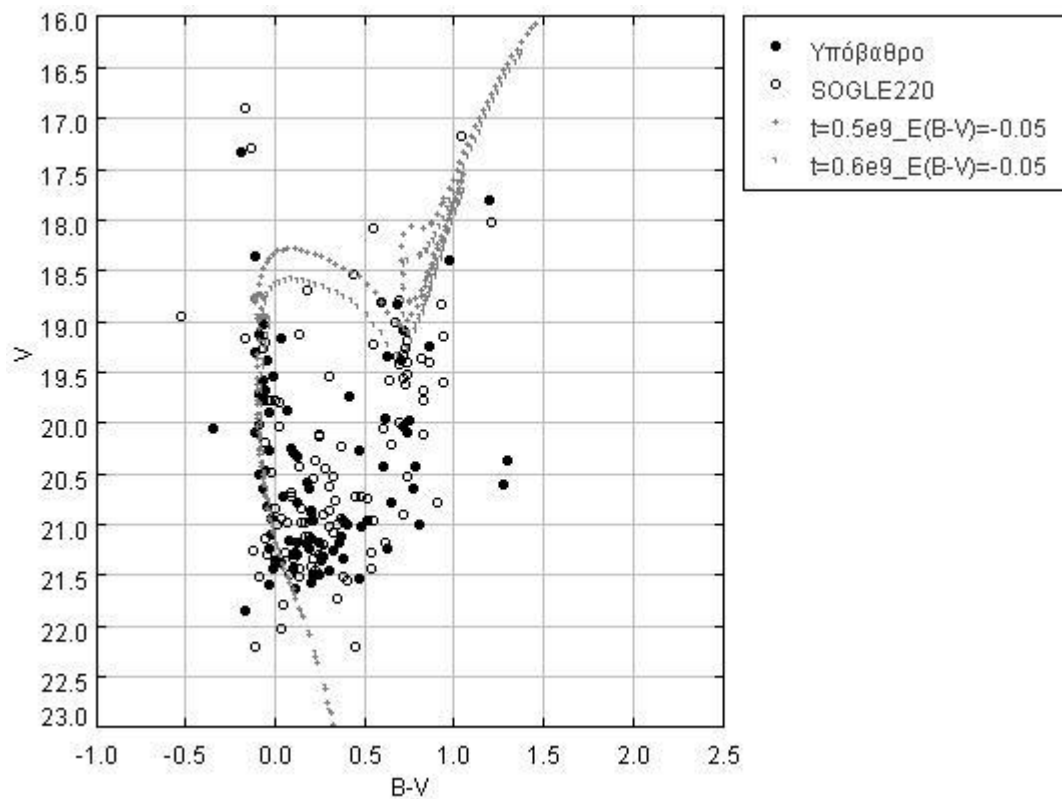
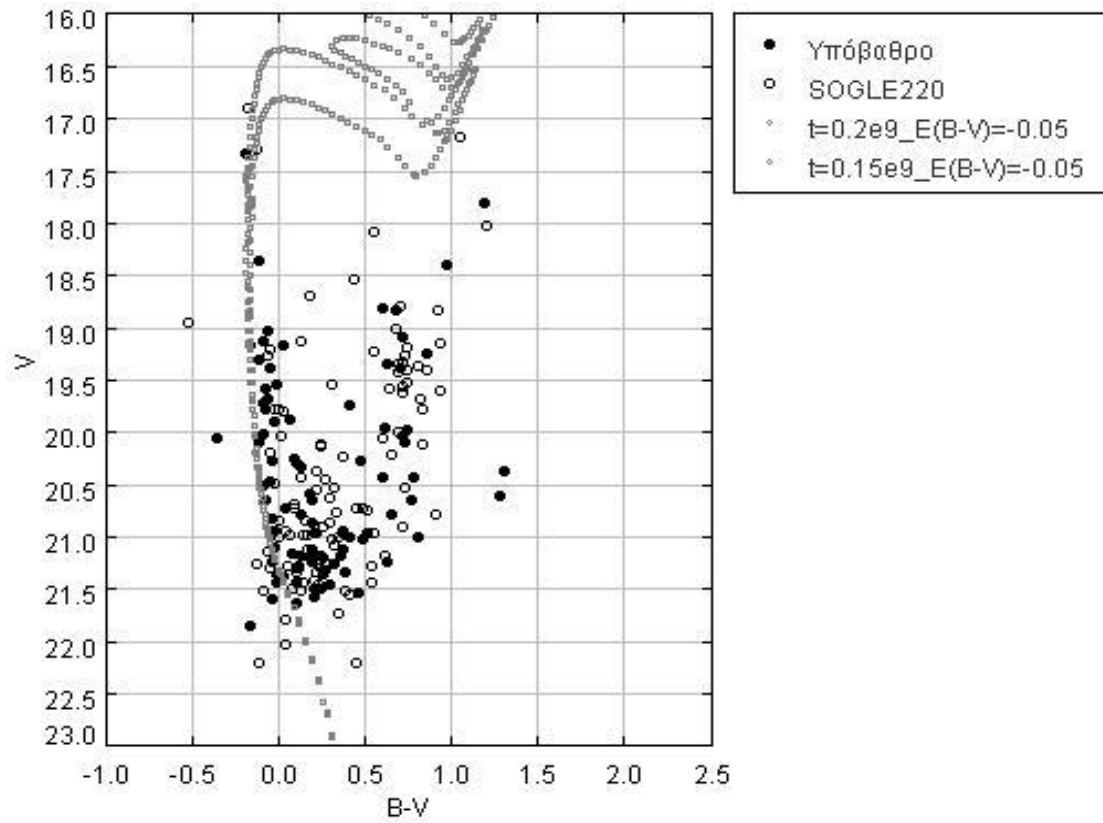
**Εικόνα 5.20.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους SOGLE220.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα φτάνει σε μέγιστο περίπου 0.013 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια μειώνεται μέχρι περίπου τα 80 pixels όπου η πυκνότητα γίνεται 0.004 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.21.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του SOGLE220 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες. Στο τρίτο διάγραμμα έχουμε τις αντίστοιχες ισόχρονες χωρίς να έχουμε λάβει υπόψη τα δύο τελευταία άστρα της κύριας ακολουθίας.





Στην περίπτωση του SOGLE220 η ηλικία του με βάση τις ισόχρονες του τελευταίου διαγράμματος μπορούμε να πούμε ότι είναι  $t = 0.18 \cdot 10^9 \pm 0.03 \cdot 10^9$  yr, ενώ με βάση τους με *Glatt et al. (2010)* και *Bonatto et al. (2010)* η ηλικία είναι  $1.0 \cdot 10^9$  yr. Το CMD του SOGLE220 έχει μία ιδιαιτερότητα, παρατηρούμε ότι η κύρια

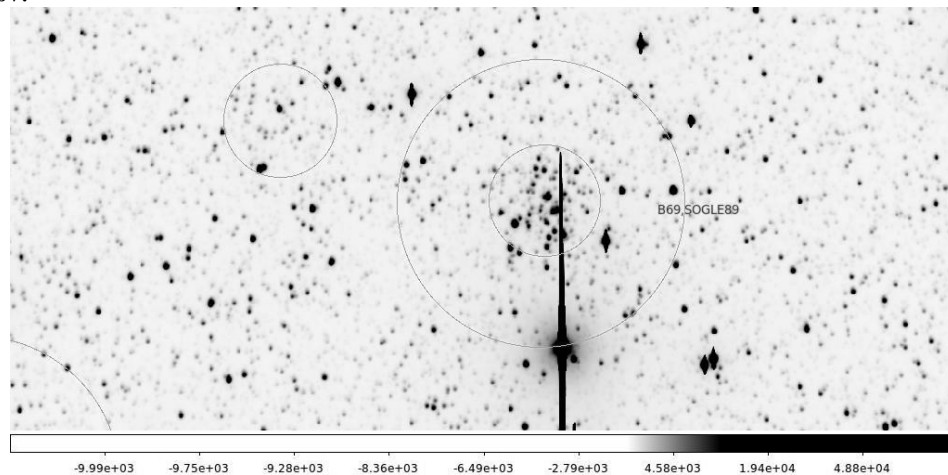
ακολουθία του έχει ένα κενό μεταξύ των μεγεθών 19 και 17.5. Το κενό αυτό δεν είναι αναμενόμενο με βάση την κατανομή άστρων που πρέπει να έχει η κύρια ακολουθία, άρα πρέπει να είναι άστρα υποβέθρου. Αν δεν λάβουμε υπόψη τα δύο αυτά άστρα, η ηλικία του σμήνους μπορεί να εκτιμηθεί με βάση τις αντίστοιχες ισόχρονες  $t = 0.55 \cdot 10^9 \pm 0.05 \cdot 10^9$  γρ, πολύ πιο οντά στην ηλικία που έχουν δώσει οι *Glatt et al. (2010)* και *Bonatto et al. (2010)*.

## 5.8. B69, SOGLE89

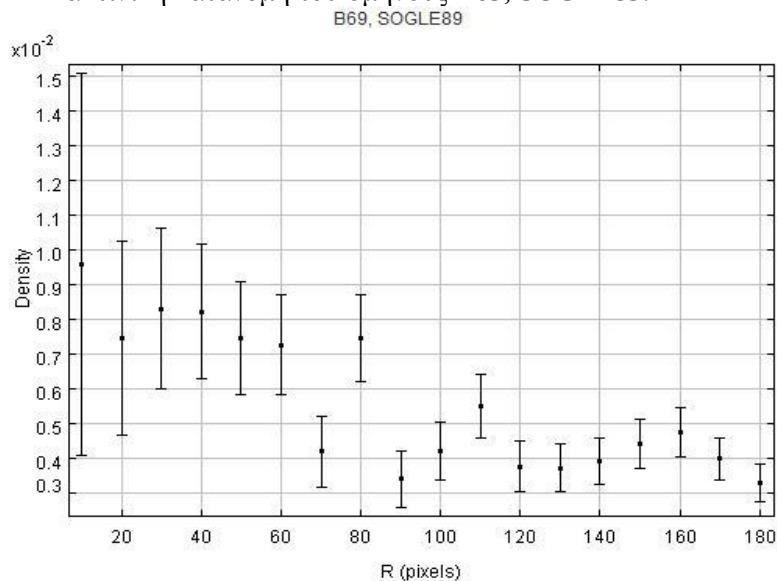
Στον κατάλογο των *Bica et al. (2000)* το B69 αναφέρεται σαν σμήνος. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.65^\circ$  (*Bica et al. 2010*). Η ηλικία του σύμφωνα με *Chiosi et al. (2006)* είναι  $0.05 \cdot 10^9$  γρ, και σύμφωνα με τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)* η μεταλλικότητα του εκτιμάται  $Z = 0.005$ . Το  $E(B-V) = 0.036$  και το  $A_V = 0.12$  (*Haschke R., et al 2011*), ενώ για το σμήνος οι *Chiosi et al. (2006)* δίνουν  $E(B-V) = 0.057$ .

Στο επόμενο σχήμα βλέπουμε το σμήνος B69 (ή SOGLE89), μαζί με τους κύκλους που χρειάζονται για την κατασκευή του διαγράμματος της εικόνας 5.23. που είναι η ακτινική κατανομή και του διαγράμματος 5.24. που είναι το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.22.** Το αστρικό σμήνος B69, SOGLE89 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

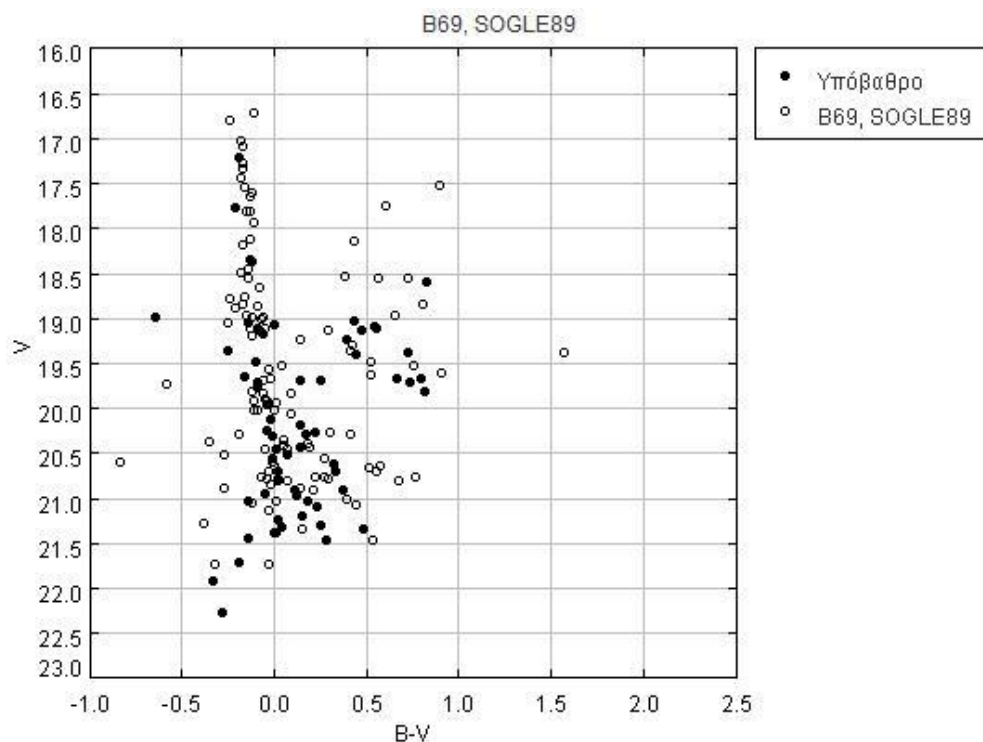


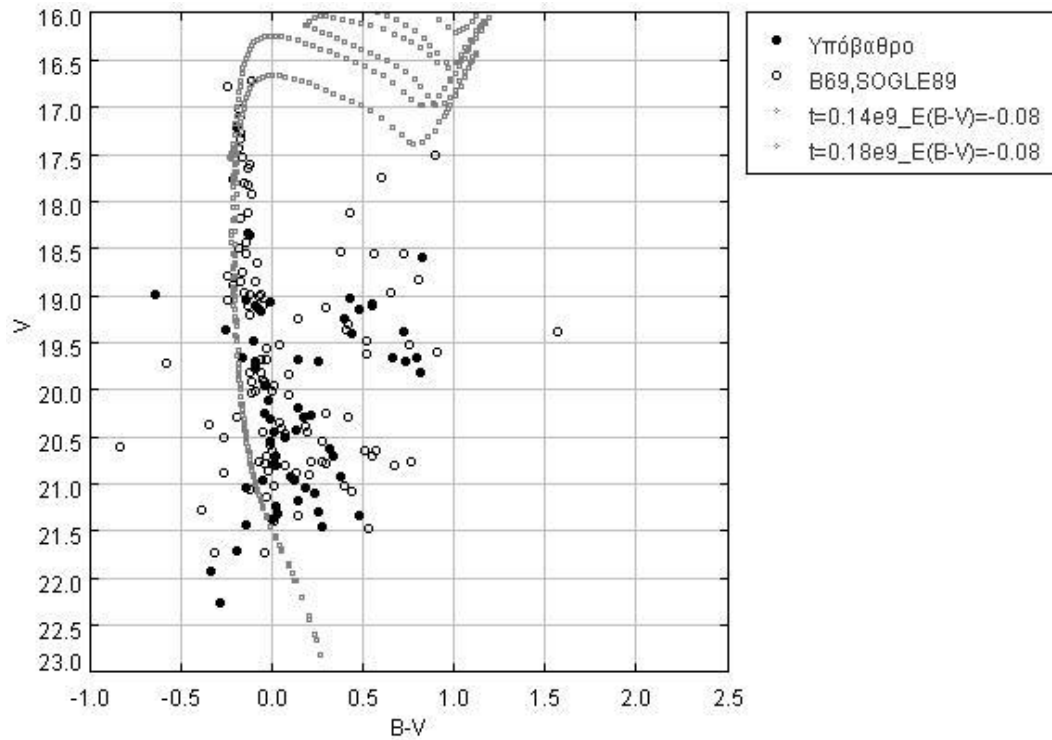
**Εικόνα 5.23.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους B69, SOGLE89.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα ξεκινάει με μία τιμή κοντά στο  $0.01 \text{ άστρα/pixels}^2$  και στην συνέχεια μειώνεται μέχρι τα 90 περίπου pixels όπου η πυκνότητα σταθεροποιείται στα  $0.004 \text{ άστρα/pixels}^2$ .

**Εικόνα 5.24.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του B69, SOGLE89 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο διάγραμμα είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.





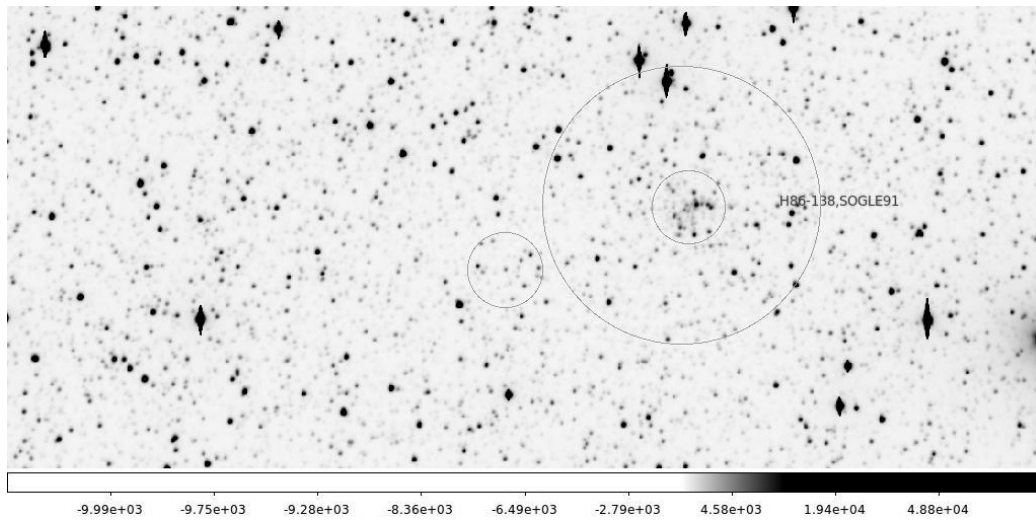
Σύμφωνα με το προηγούμενο διάγραμμα και με βάση τις ισόχρονες που προσεγγίζουν καλύτερα την κύρια ακολουθία η ηλικία του σμήνους είναι  $t = 0.16 \cdot 10^9 \pm 0.02 \cdot 10^9$  yr, ενώ με βάση με τον *Chiosi et al. (2006)* είναι  $0.05 \cdot 10^9$  yr. Να σημειωθεί εδώ ότι η κύρια ακολουθία του σμήνους σταματάει στο  $V = 16.5$  που είναι το πάνω όριο και στο συνολικό CMD. Πιθανόν να έχουμε χάσει κάποια λαμπρά άστρα που να μην είναι στο σχήμα μας, οπότε η ηλικία που δίνουμε πρέπει να θεωρηθεί ως άνω όριο.

## 5.9. H86-136

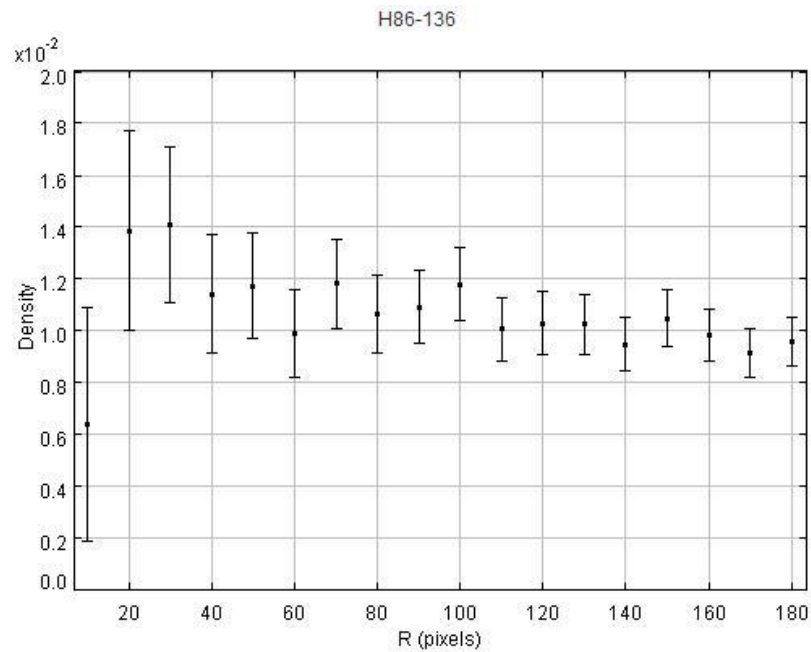
Το H86-136 στον κατάλογο των *Bica et al. (2000)* αναφέρεται σαν σμήνος. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.45^\circ$  (*Bica et al 2010*). Η ηλικία δεν έχει εκτιμηθεί, ενώ στην περιοχή κοντά στο σμήνος ισχύει  $E(B-V) = 0.05$  και το  $A_V = 0.17$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.25. βλέπουμε το σμήνος H86-136, στην συνέχεια στο σχήμα 5.26. βλέπουμε την ακτινική κατανομή του σμήνους και τέλος στο 5.27. το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.25.** Το αστρικό σμήνος H86-136 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

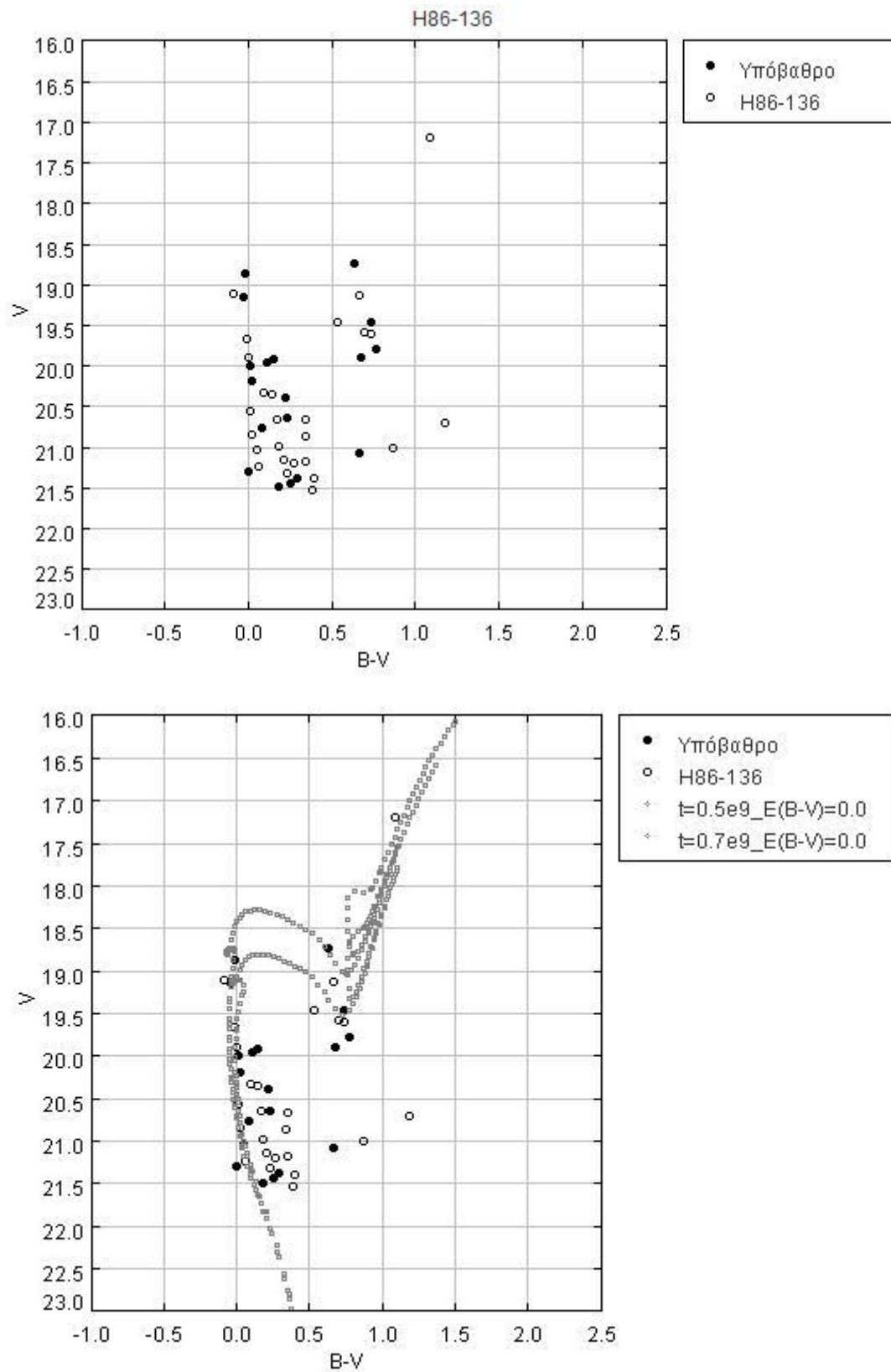


**Εικόνα 5.26.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-136.



Παρατηρούμε ότι έχουμε μία μικρή αύξηση μέχρι τα 0.014 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια η πυκνότητα μειώνεται όπου περίπου στα 60 pixels σταθεροποιείται στα 0.010 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.27.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του H86-136 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ στο δεύτερο διάγραμμα είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.



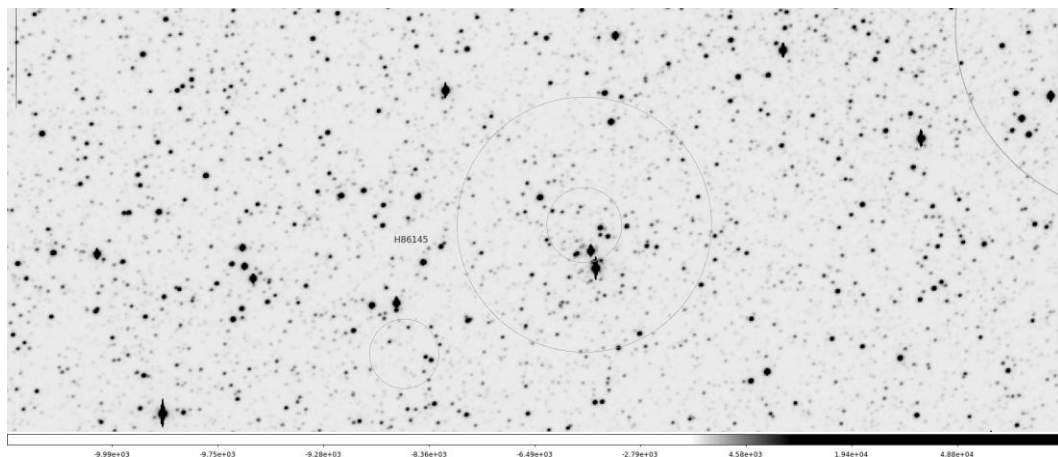
Με βάση τις ισόχρονες στο τελευταίο σχήμα η ηλικία του σμήνους μπορεί να εκτιμηθεί είναι  $t = 0.16 \cdot 10^9 \pm 0.02 \cdot 10^9$  yr. Το σμήνος δεν έχει μελετηθεί ηλικιακά από κάποιον άλλον στο παρελθόν οπότε δεν υπάρχουν συγκριτικά στοιχεία.

## 5.10. H86-145

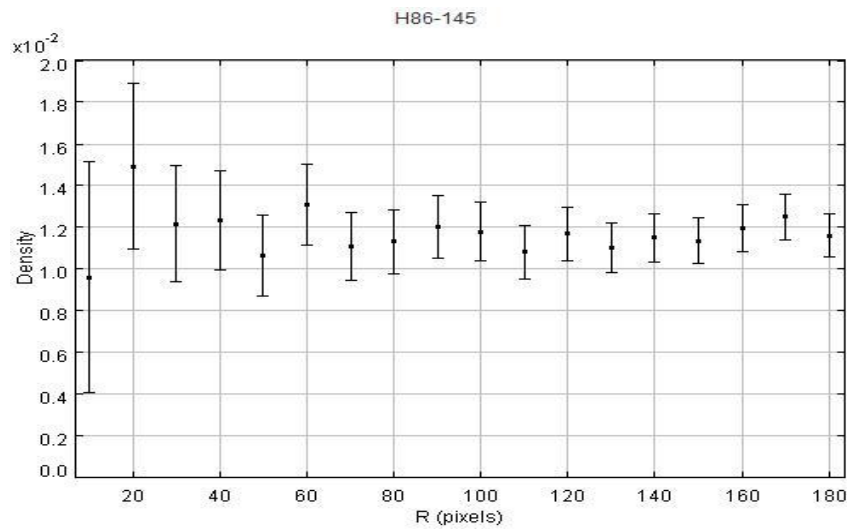
Στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)* το B69 αναφέρεται σαν σμήνος. Ο κάθε άξονας του είναι  $0.45^\circ$  *Bica et al. (2010)*. Σύμφωνα με τους *Glatt et al. (2010)* η ηλικία είναι  $0.06 \cdot 10^9$  yr, και σύμφωνα με τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)* η μεταλλικότητα του εκτιμάται  $Z = 0.005$ . Γύρω από την περιοχή του σμήνους ισχύει  $E(B-V) = 0.028$  και το  $A_V = 0.1$  (*Haschke R., et al 2011*).

Στο σχήμα 5.28. βλέπουμε το σμήνος H86-145 στο κέντρο των δύο κύκλων, στο σχήμα 5.29. βλέπουμε την ακτινική κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας του σμήνους και στο σχήμα 5.30. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.28.** Το αστρικό σμήνος H86-145 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

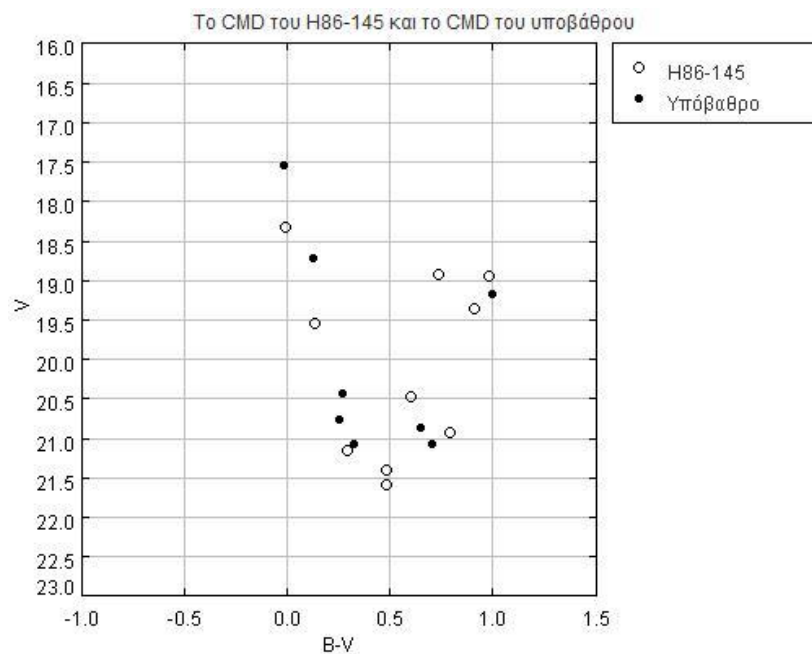


**Εικόνα 5.29.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-145.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα φτάνει στα 0.015 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια μειώνεται μέχρι τα 50 pixels όπου σταθεροποιείται κατά προσέγγιση στα 0.011 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.30.** Το CMD του H86-145 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.



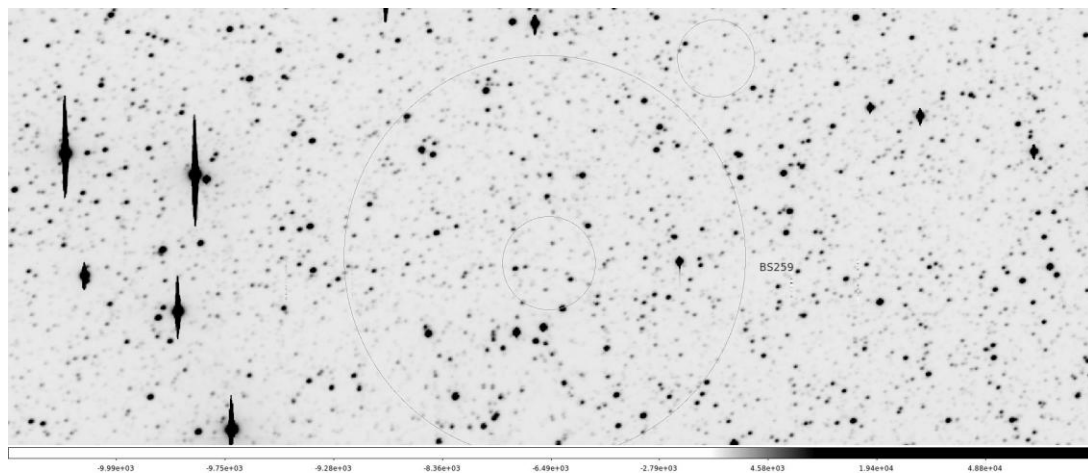
Με βάση την ακτινική κατανομή στο σχήμα 5.29 φαίνεται ότι δεν υπάρχει κάποιο σμήνος. Το ίδιο δηλώνει και το CMD στο σχήμα 5.30 όπου το CMD του “σμήνους” και του υποβάθρου δεν έχουν καμία διαφορά.

## 5.11. BS259

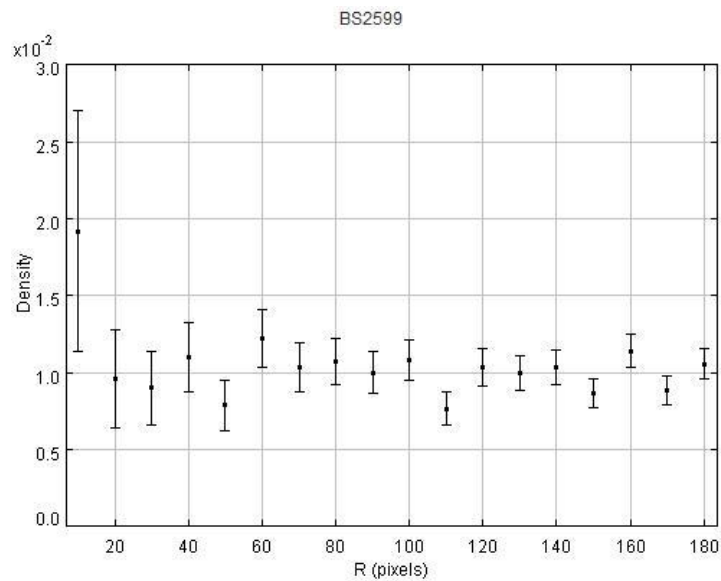
Το BS259 αναφέρεται στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)* αναφέρεται σαν σμήνος. Ο μεγάλος του άξονας του είναι  $0.55^\circ$  και ο μικρός άξονας  $0.45^\circ$  (*Bica et al 2010*). Σύμφωνα με τους *Glatt et al. (2010)* η ηλικία είναι  $0.08 \cdot 10^9$  yr, ενώ σύμφωνα με τον *Chiosi et al. (2006)* είναι  $0.05 \cdot 10^9$  yr. Από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ . Για την περιοχή κοντά στο BS259 ισχύει  $E(B-V) = 0.029$  και το  $A_V = 0.1$  (*Haschke R. et al. 2011*), ενώ για το σμήνος ισχύει  $E(B-V) = 0.058$ , (*Chiosi et al 2006*).

Στο σχήμα 5.31. βλέπουμε το αστρικό σμήνος BS259 στο κέντρο των δύο κύκλων. Στο σχήμα 5.32. βλέπουμε την επιφανειακή ακτινική κατανομή του σμήνους και στο σχήμα 5.33. το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.31.** Το αστρικό σμήνος BS259 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

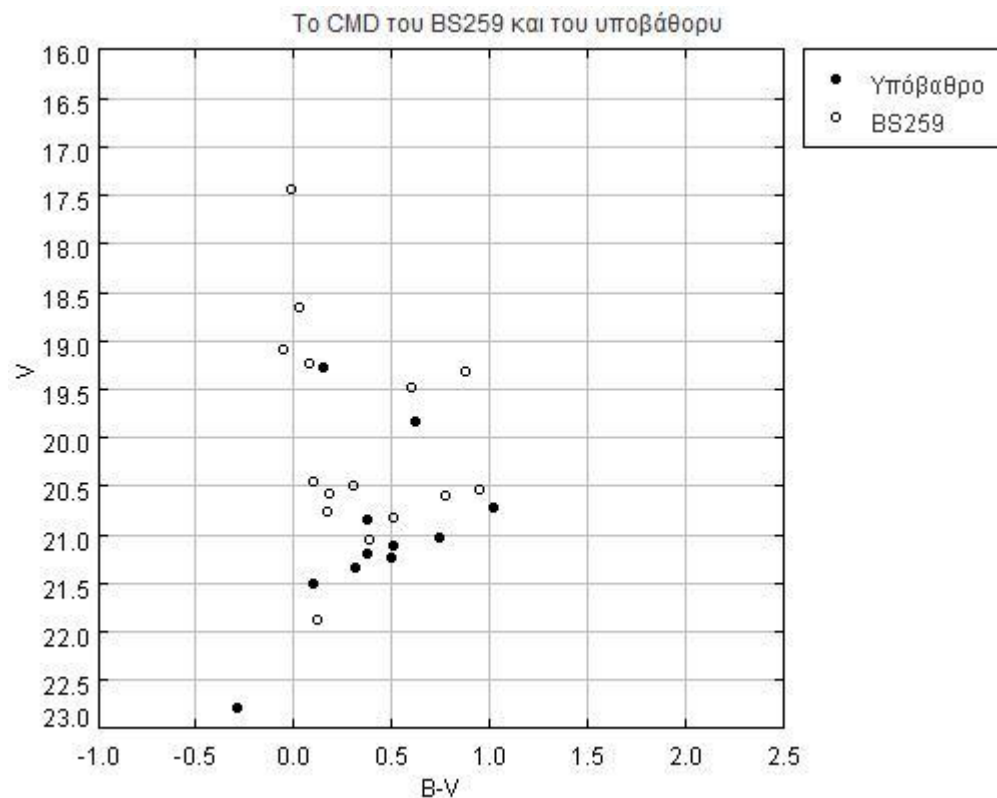


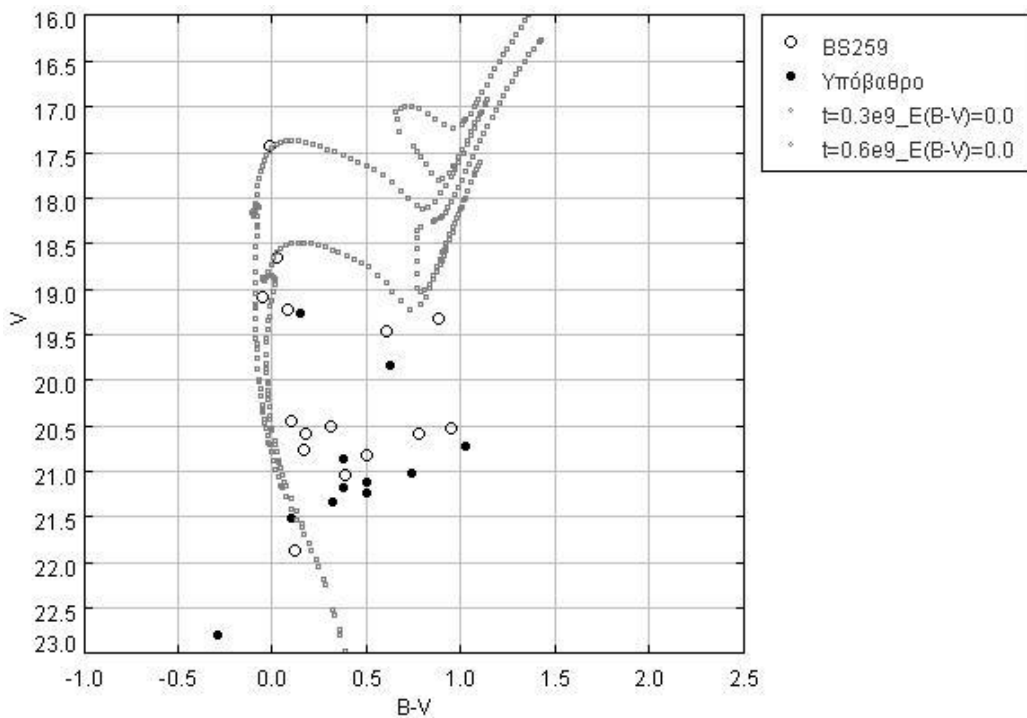
**Εικόνα 5.32.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους BS259.



Στο σχήμα της ακτινικής κατανομής της επιφανειακής πυκνότητας του BS259 ξεκινάει με μία μεγάλη τιμή κοντά  $0.019 \text{ άστρα/pixels}^2$  και στην συνέχεια μειώνεται μέχρι να σταθεροποιηθεί στα 20 pixels όπου γίνεται κατά προσέγγιση  $0.010 \text{ άστρα/pixels}^2$ .

**Εικόνα 5.33.** Το πρώτο διάγραμμα είναι CMD του BS259 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ στο δεύτερο διάγραμμα είναι το ίδιο CMD μαζί με τις αντίστοιχες ισόχρονες.





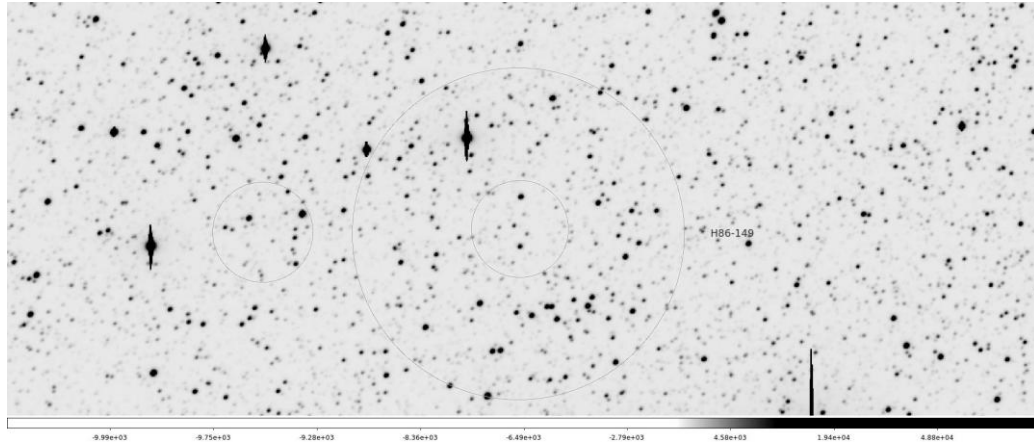
Με βάση την εικόνα 5.31 βλέπουμε ότι δεν υπάρχει κάποια συγκέντρωση άστρων που να δηλώνει την παρουσία κάποιου σμήνους. Όμως στην ακτινική κατανομή βλέπουμε ένα μέγιστο κοντά στο κέντρο, ενώ από το CMD παρατηρούμε ότι τα άστρα του σμήνους είναι νεότερα από τα άστρα του υποβάθρου. Η ηλικία του σμήνους με βάση τις ισόχρονες που φέραμε μπορεί να εκτιμηθεί  $t = 0.45 \cdot 10^9 \pm 0.15 \cdot 10^9$  yr ενώ ο *Glatt et al. (2010)* έχει εκτιμήσει την ηλικία  $0.08 \cdot 10^9$  yr, ενώ σύμφωνα με τον *Chiosi et al. (2006)* έχει εκτιμηθεί  $0.05 \cdot 10^9$  yr. Πρέπει να αναφέρουμε ότι αν υπάρχει σμήνος είναι οριακό σε μέγεθος για τα όρια της ανάλυσης που παρατηρούμε.

## 5.12. H86-149

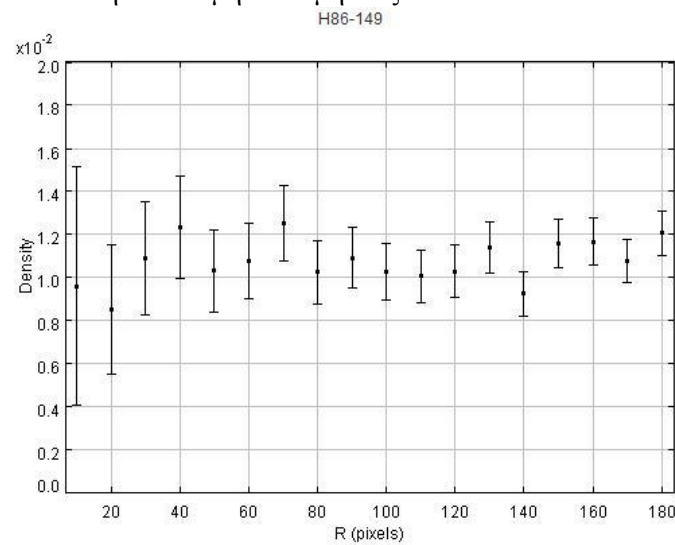
Το H86-149 είναι ένα σμήνος όπως αναφέρεται στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)*. Ο μεγάλος του άξονας είναι  $0.55^\circ$  και ο μικρός άξονας  $0.45^\circ$  (*Bica et al 2010*). Η ηλικία του είναι  $0.63 \cdot 10^9$  yr (*Glatt et al 2010, Chiosi et al 2006, Bonatto et al 2010*), ενώ από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S., & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z=0.004$ . Κοντά στο BS259 ισχύει  $E(B-V) = 0.032$  και το  $A_V = 0.11$  (*Haschke R. et al. 2011*), ενώ για το σμήνος ισχύει  $E(B-V) = 0.058$  (*Glatt et al 2010, Chiosi et al 2006*).

Στο σχήμα 5.34. βλέπουμε το αστρικό σμήνος H86-149, στο σχήμα 5.35. βλέπουμε την κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας του σμήνους και στο σχήμα 5.36. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.34.** Το αστρικό σμήνος H86-149 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

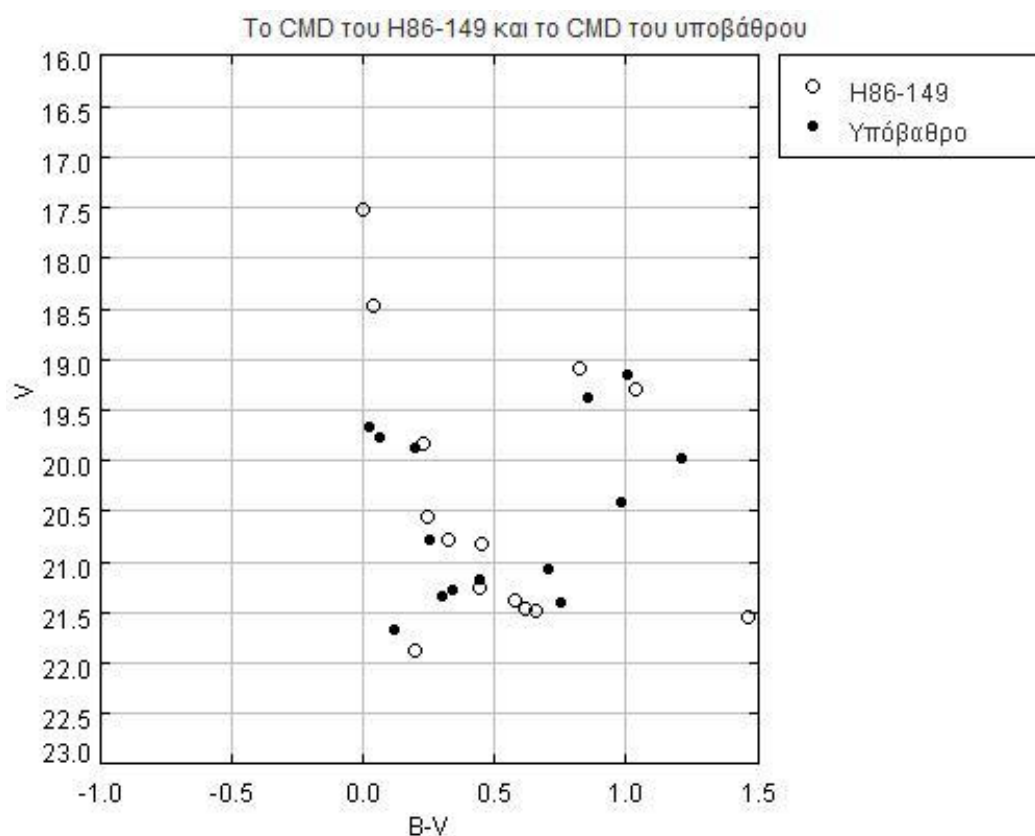


**Εικόνα 5.35.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-149.



Στο προηγούμενο σχήμα παρατηρούμε ότι η ακτινική κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας δεν παρουσιάζει καμία μεταβολή και κυμαίνεται κατά προσέγγιση μεταξύ των τιμών 0.010 και 0.012 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.36.** Το CMD του H86-149 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.



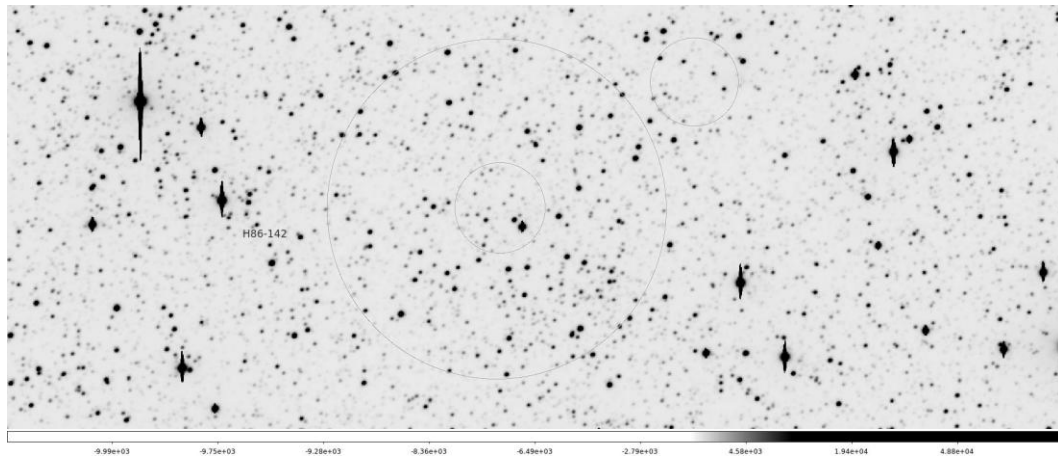
Με βάση την αρχική εικόνα 5.34, την ακτινική κατανομή 5.35 παρατηρούμε ότι δεν υπάρχει κάποιο σμήνος.

### 5.13. H86-142

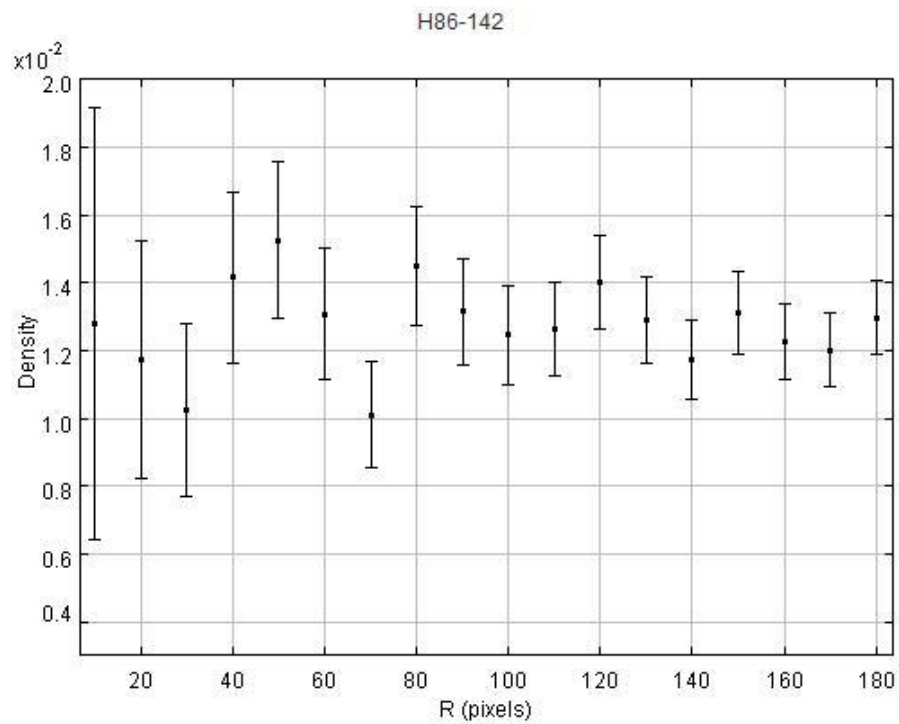
Στον κατάλογο του *Bica et al. (2000)* το H86-149 αναφέρεται σαν σμήνος, με άξονες  $0.9^\circ$  (*Bica et al. 2010*). Η ηλικία του είναι  $0.1 \cdot 10^9$  yr (*Glatt et al. 2010*), ενώ από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και του *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)*, η μεταλλικότητα του εκτιμάται σε  $Z = 0.005$ . Κοντά στο BS259 ισχύει  $E(B-V) = 0.032$  και το  $A_V = 0.11$  (*Haschke R. et al 2011*), ενώ για το σμήνος ισχύει  $E(B-V) = 0.058$  (*Glatt et al. 2010*).

Στο σχήμα 5.37. μέσα στους δύο ομόκεντρους κύκλους βλέπουμε το σμήνος H86-142, στο σχήμα 5.38. βλέπουμε την ακτινική κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας και στο σχήμα 5.39. βλέπουμε το CMD μαζί με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.37.** Το αστρικό σμήνος H86-142 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

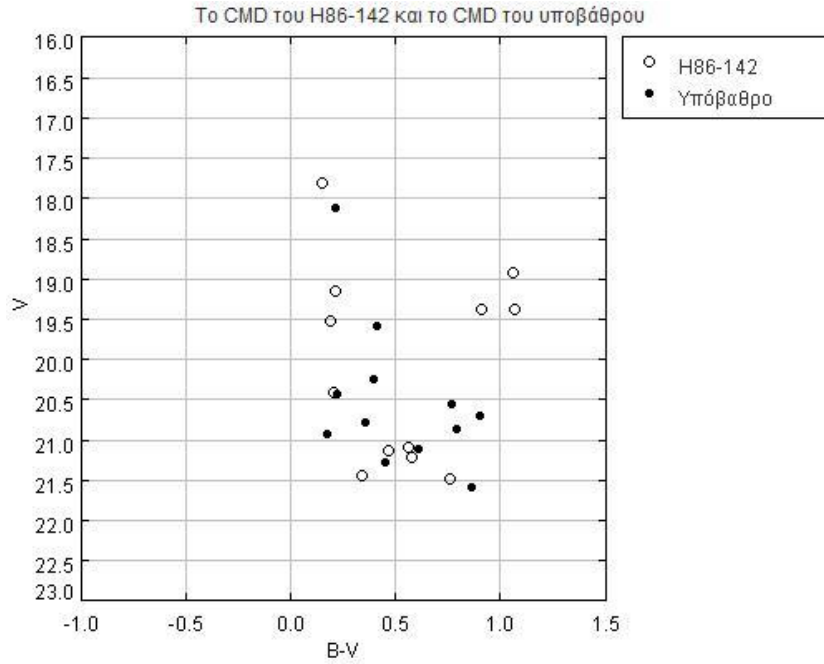


**Εικόνα 5.38.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-142.



Στο σχήμα B.44. παρατηρούμε ότι αρχικά υπάρχουν κάποιες διακυμάνσεις στα όρια του σφάλματος μεταξύ του 0.012 και 0.014 012 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια έχουμε καλύτερη προσέγγιση μεταξύ αυτών των τιμών.

**Εικόνα 5.39.** Το CMD του H86-142 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.



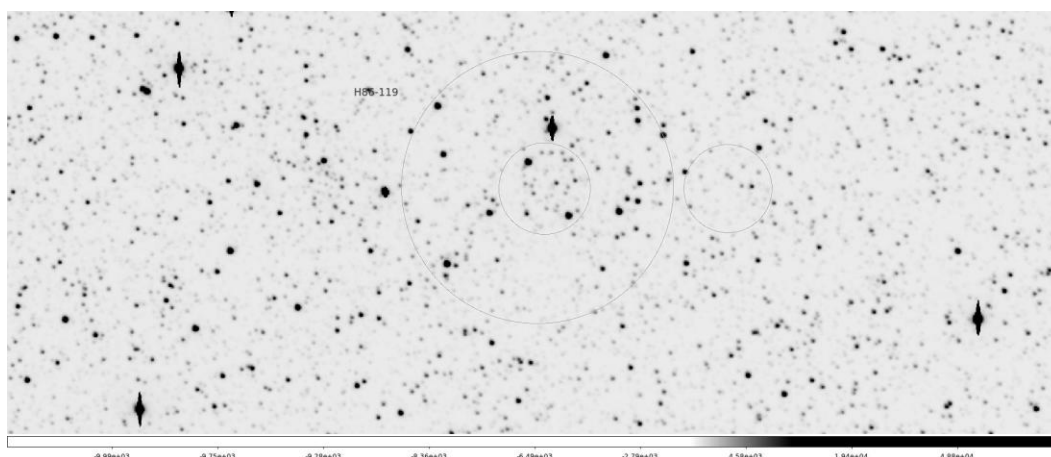
Με βάση την εικόνα 5.37 παρατηρούμε ότι δεν υπάρχει σμήνος, που επιβεβαιώνεται από την κατανομή της πυκνότητας στην εικόνα 5.38.

#### 5.14. H86-119

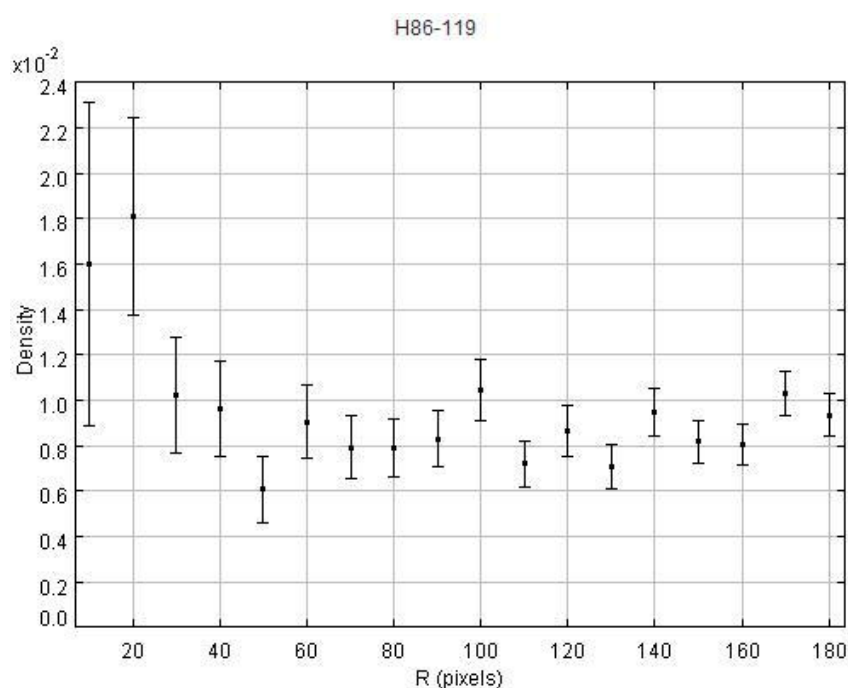
Το H86-119 είναι σμήνος σύμφωνα με τον κατάλογο των *Bica et al. (2000)* και έχει διαστάσεις  $0.65^\circ$  μεγάλο άξονα και  $0.55^\circ$  μικρό άξονα (*Bica et al. 2010*). Η ηλικία του έχει εκτιμηθεί σε  $0.010 \cdot 10^9$  yr (*Glatt et al 2010*) και  $0.015 \cdot 10^9$  yr (*Chiosi et al 2010*). Η μεταλλικότητα μπορεί να εκτιμηθεί  $Z = 0.005$  από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. . & Hatzidimitriou (1998)*. Στην περιοχή κοντά στο σμήνος H86-119 ισχύει  $E(B-V) = 0.02$  και το  $A_V = 0.07$  (*Haschke R. et al. 2011*), ενώ για το σμήνος ισχύει  $E(B-V) = 0.1$  (*Glatt et al. 2010*).

Στο σχήμα 5.40. βλέπουμε το αστρικό σμήνος H86-119, στα δύο επόμενα σχήματα είναι η ακτινική κατανομή της επιφανειακής του πυκνότητας και το CMD του σμήνους μαζί με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.40.** Το αστρικό σμήνος H86-119 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

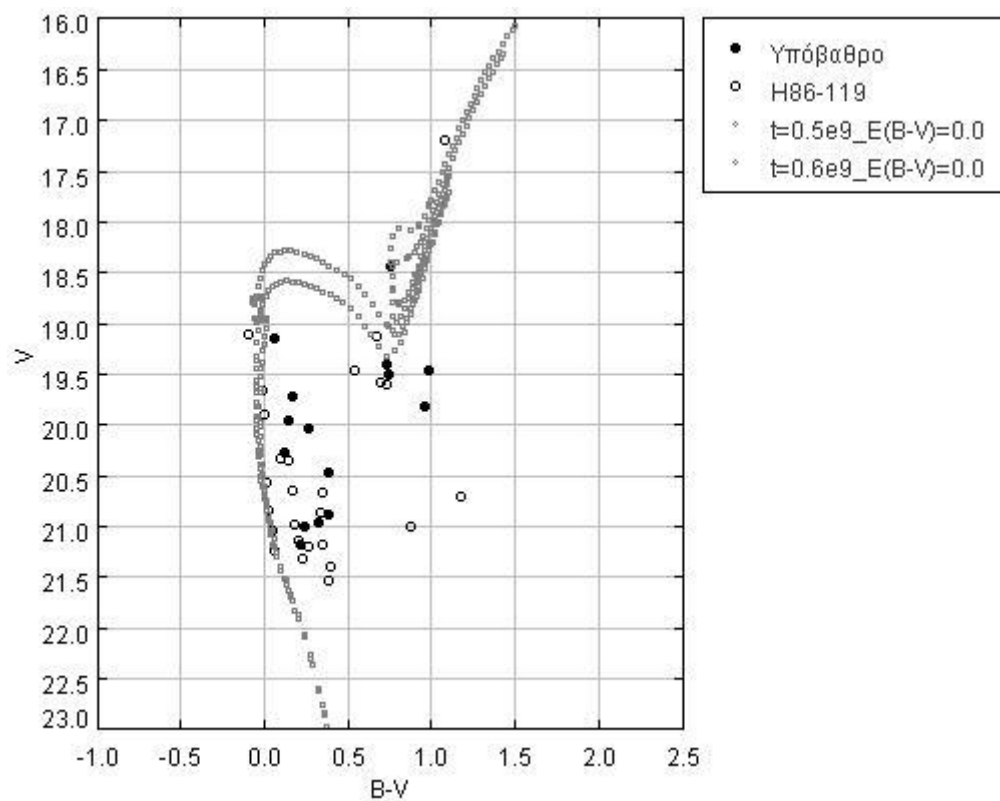
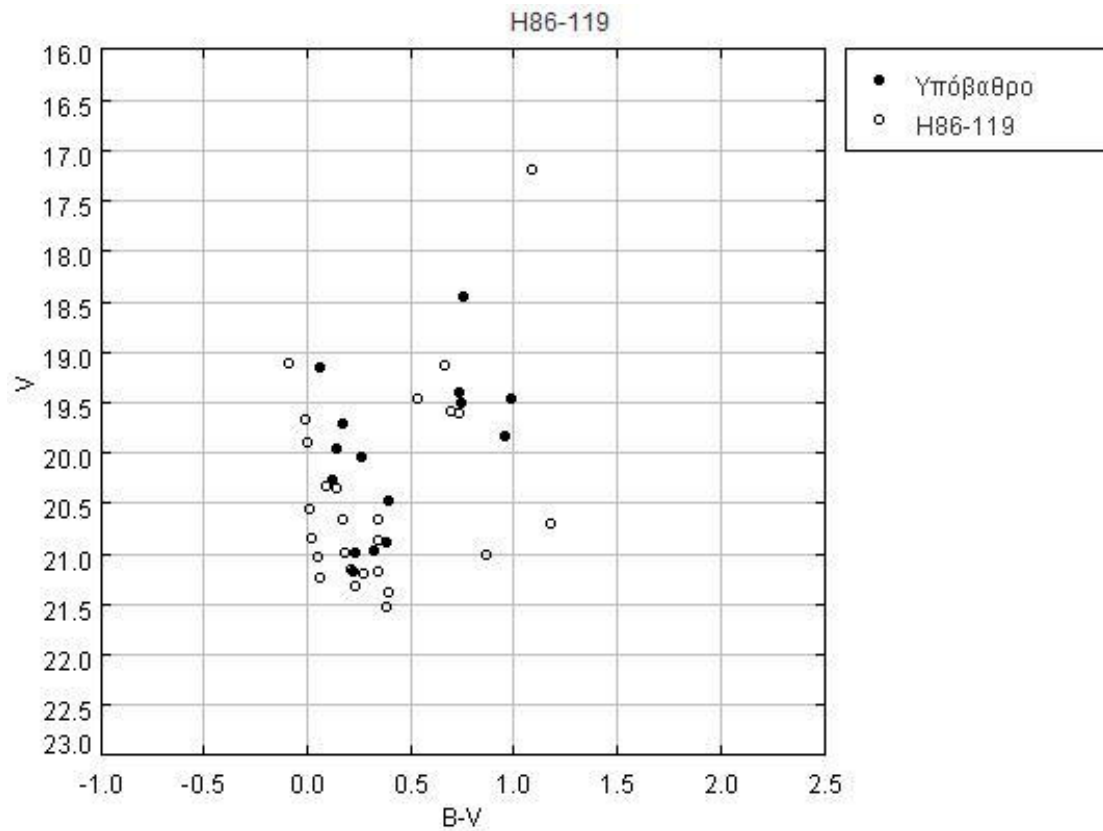


**Εικόνα 5.41.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους H86-119.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα του σμήνους φτάνει μέχρι μία μέγιστη τιμή στα 0.018 άστρα/pixels<sup>2</sup> και στην συνέχεια μειώνεται και σταθεροποιείται κοντά στα 40 pixels κοντά στα 0.009 άστρα/pixels<sup>2</sup>.

**Εικόνα 5.42.** Το CMD του H86-119 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου, ενώ το δεύτερο διάγραμμα είναι το ίδιο CMD μαζί με τις ισόχρονες που προσεγγίζουν με τον καλύτερο δυνατό τρόπο την κύρια ακολουθία.



Από τις ισόχρονες του τελευταίου διαγράμματος, που προσεγγίζουν την κύρια ακολουθία του σμήνους, μπορούμε να πούμε ότι η ηλικία του είναι περίπου  $t =$

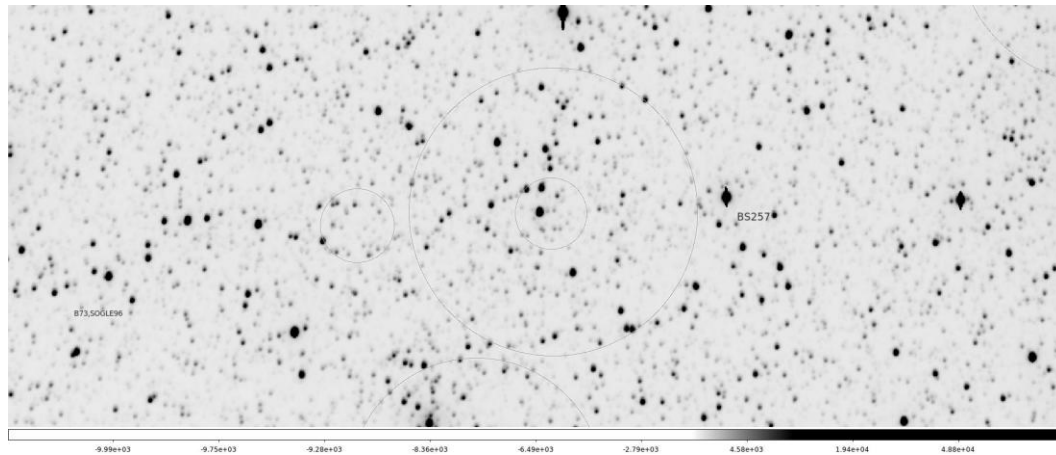
$0.16 \cdot 10^9 \pm 0.02 \cdot 10^9$  yr, ενώ αντίστοιχα *Glatt et al 2010* και *Chiosi et al 2010*, έχουν δώσει ηλικίες  $0.010 \cdot 10^9$  yr και  $0.015 \cdot 10^9$  yr αντίστοιχα.

### 5.15. BS257

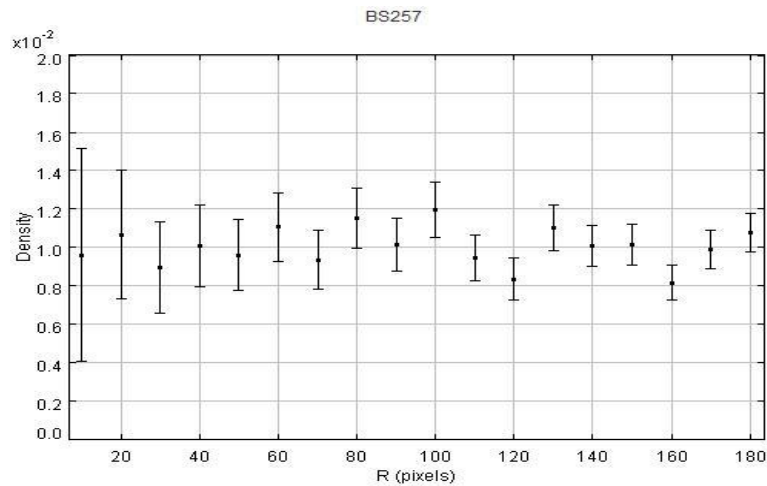
Το αντικείμενο BS257 αναφέρεται σαν σμήνος-«association» στον κατάλογο του *Chiosi et al. (2006)*. Η ακτίνα του σμήνους είναι 0.3 arcmin ενώ η ηλικία του έχει υπολογιστεί  $0.06 \cdot 10^9$  yr (*Glatt et al. 2010*) και  $0.12 \cdot 10^9$  yr (*Chiosi et al. 2006*). Η μεταλλικότητα μπορεί να εκτιμηθεί σε  $Z = 0.005$  από τα διαγράμματα των *Keyser et al. (2006)* και των *Da Costa G. S. & Hatzidimitriou (1998)*.

Στο σχήμα 5.43. βλέπουμε το σμήνος BS257, στην εικόνα 5.44. την ακτινική κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας του σμήνους και στην εικόνα 5.45. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.43.** Το αστρικό σμήνος BS257 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

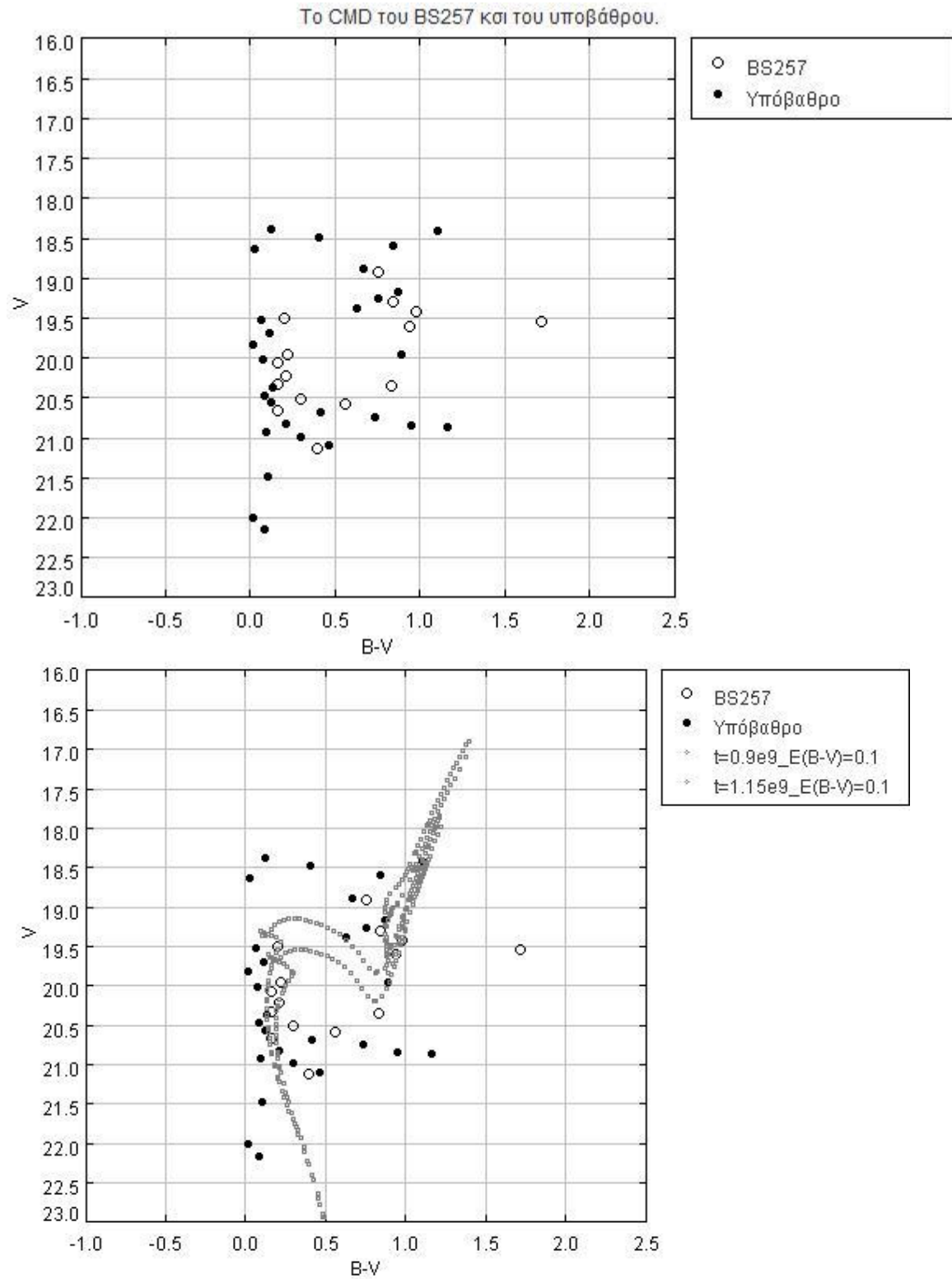


**Εικόνα 5.44.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους BS257.



Παρατηρούμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα προσεγγίζει εξαρχής την τιμή  $0.010 \text{ άστρα/pixels}^2$ .

**Εικόνα 5.45.** Το CMD του BS257 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.



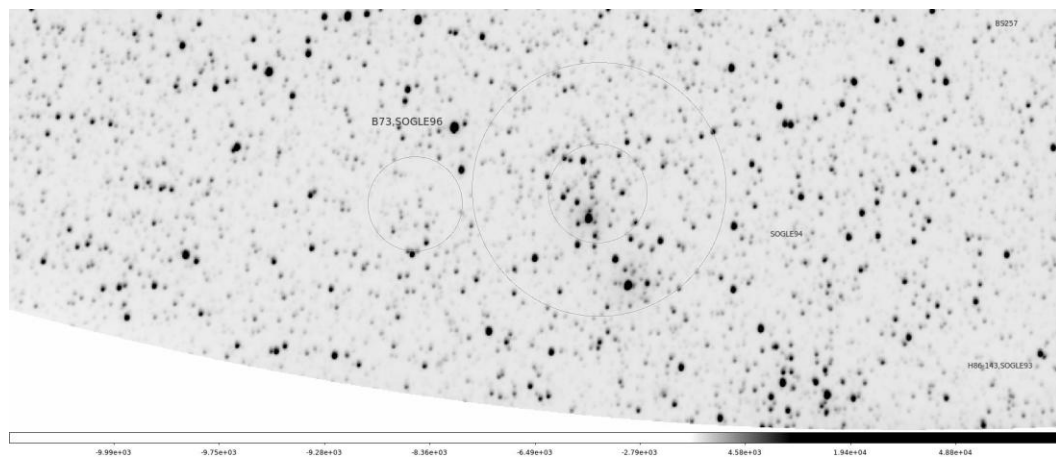
Τόσο από την εικόνα 5.43, όσο και από την ακτινική κατανομή της πυκνότητας παρατηρούμε ότι δεν υπάρχει συγκέντρωση άστρων που να δηλώνει την ύπαρξη κάποιου σμήνους. Παρ' όλα αυτά στο CMD παρατηρούμε ότι τα άστρα στην περιοχή του σμήνους είναι ελαφρώς μετατοπισμένα προς τα δεξιά και είναι γηραιότερα από το υπόβαθρο. Η ηλικία του με βάση τις ισόχρονες εκτιμήθηκε  $t = 1.03 \cdot 10^9 \pm 0.12 \cdot 10^9$  yr, ενώ από τους *Glatt et al. 2010* και *Chiosi et al. 2006* έχει εκτιμηθεί  $0.06 \cdot 10^9$  yr και  $0.12 \cdot 10^9$  yr αντίστοιχα.

## 5.16. B73, SOGLE96

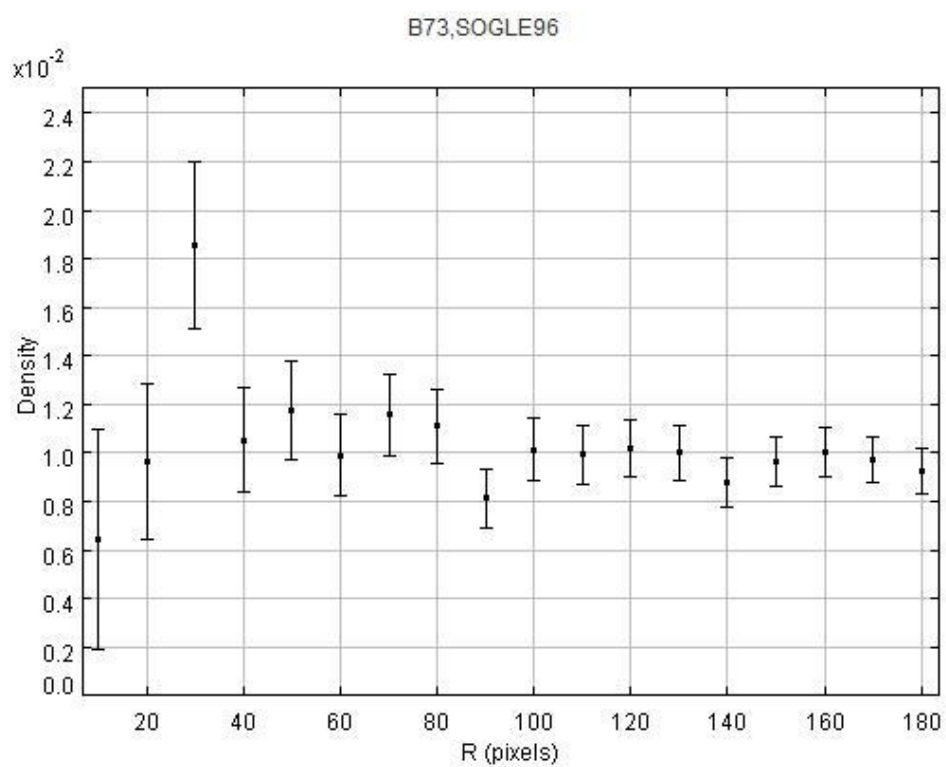
Το B73 αναφέρεται σαν σμήνος στον κατάλογο του *Bica et al. 2000*. Θεωρείται σφαιρικά συμμετρικό και η διάμετρος του είναι 0.37 arcmin.

Στο σχήμα 5.46. φαίνεται το αστρικό σμήνος B73, SOGLE96, στο σχήμα 5.47. βλέπουμε την ακτινική κατανομή της επιφανειακής πυκνότητας του σμήνους και στο σχήμα 5.48. βλέπουμε το CMD του σμήνους σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.

**Εικόνα 5.46.** Το αστρικό σμήνος B73, SOGLE96 που βρίσκεται στο κέντρο των δύο κύκλων.

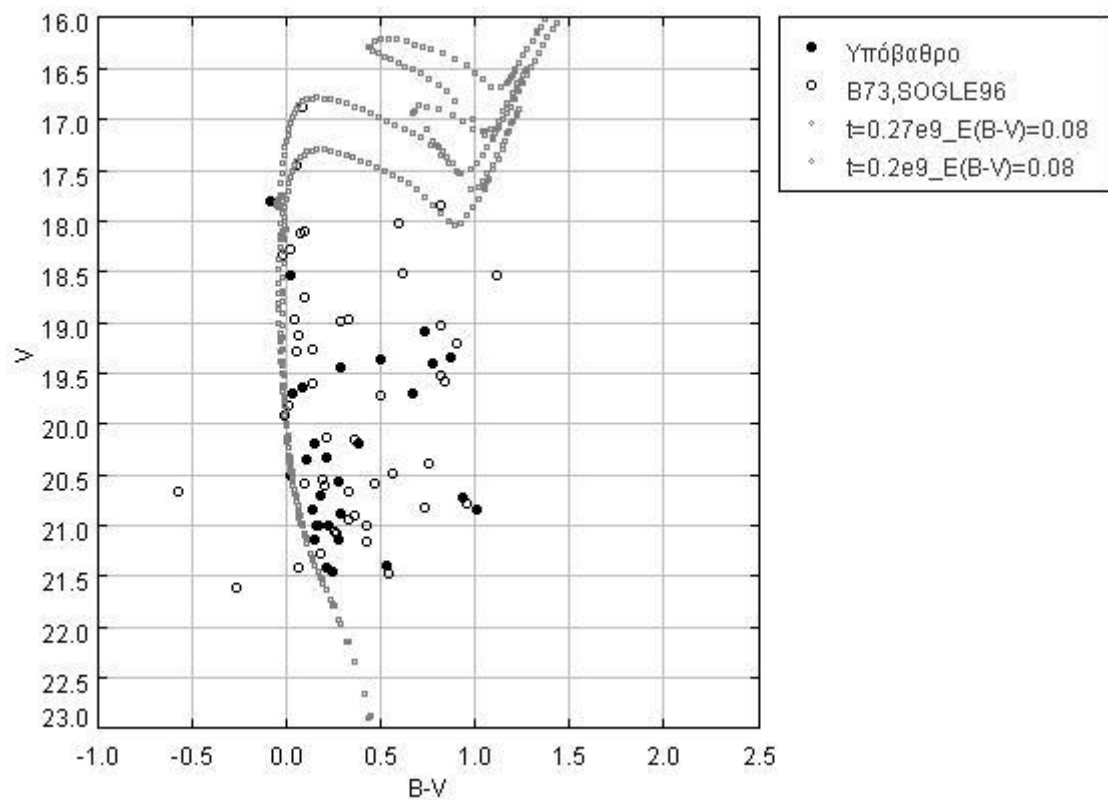
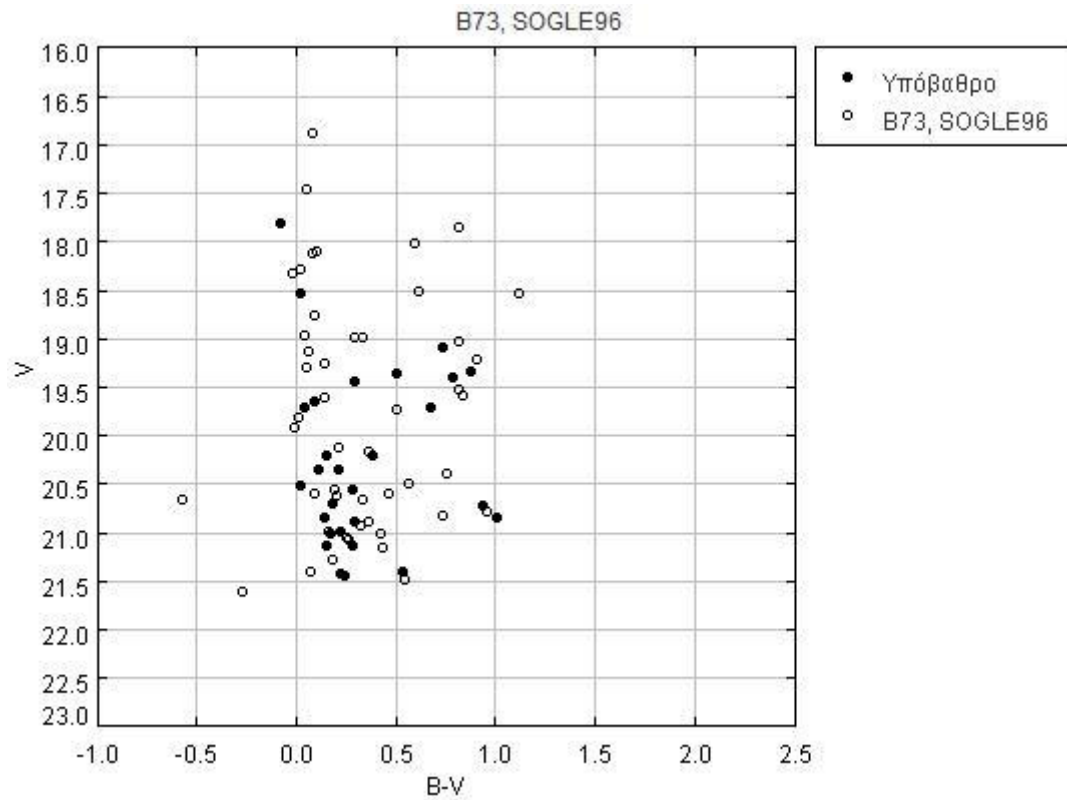


**Εικόνα 5.47.** Η ακτινική κατανομή του σμήνους B73, SOGLE96.



Στο προηγούμενο σχήμα βλέπουμε ότι η επιφανειακή πυκνότητα παίρνει μία μέγιστη τιμή  $0.018 \text{ άστρα/pixels}^2$  (κοντά στα 30 pixels) και μειώνεται αμέσως στα 40 pixels όπου προσεγγίζει την τιμή  $0.010 \text{ άστρα/pixels}^2$ .

**Εικόνα 5.48.** Το CMD του B73, SOGLE96 σε σύγκριση με το CMD του υποβάθρου.



Η ηλικία του όπως μπορεί να εκτιμηθεί από το προηγούμενο διάγραμμα, με βάση τις ισόχρονες που προσεγγίζουν το καλύτερο δυνατό την κύρια ακολουθία είναι

$t = 0.24 \cdot 10^9 \pm 0.03 \cdot 10^9$  yr. Για το συγκεκριμένο σμήνος δεν έχει εκτιμηθεί η ηλικία του στο παρελθόν.

Στην συνέχεια στον παρακάτω πίνακα αναφέρονται συνοπτικά οι ηλικίες των αντικειμένων που μελετήθηκαν και θεωρούνται σμήνη.

**Πίνακας** Οι ηλικίες των σμηνών που μελετήθηκαν σε αντιστοιχία με τις ηλικίες που έχουν δοθεί από την βιβλιογραφία.

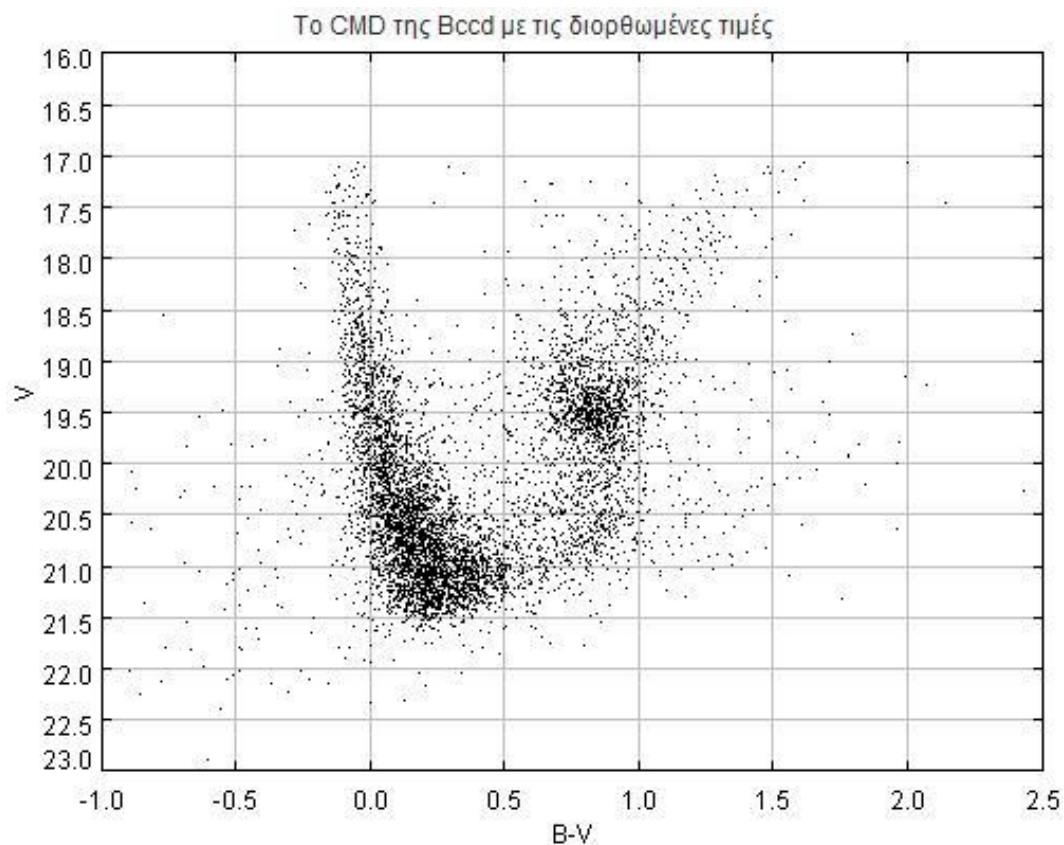
| Σμήνος              | Ηλικία (Gyr)    | Ηλικία (Gyr) από βιβλιογραφία                                           |
|---------------------|-----------------|-------------------------------------------------------------------------|
| <b>B79, SOGLE99</b> | $0.20 \pm 0.02$ | 0.03 ( <i>Glatt et al. 2010</i> ) 0.02 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )    |
| <b>H86-135</b>      | $0.5 \pm 0.1$   | 0.5 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )                                       |
| <b>H86-129</b>      | 0.2             | 0.1 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )                                       |
| <b>H86-127</b>      | $0.77 \pm 0.08$ | 0.25 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )                                      |
| <b>H86-138</b>      | $0.27 \pm 0.03$ | 0.4 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )                                       |
| <b>H86-146</b>      | $0.29 \pm 0.08$ | 0.12 ( <i>Glatt et al. 2010</i> )                                       |
| <b>SOGLE220</b>     | $0.17 \pm 0.03$ | 1.0 ( <i>Glatt et al. 2010, Bonnato et al. 2010</i> )                   |
| <b>B69, SOGLE89</b> | $0.16 \pm 0.02$ | 0.05 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )                                      |
| <b>H86-136</b>      | $0.6 \pm 0.1$   | -                                                                       |
|                     | $0.45 \pm 0.15$ | 0.08 ο ( <i>Glatt et al. 2010</i> ), 0.05 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> ) |
| <b>H86-119</b>      | $0.55 \pm 0.05$ | 0.01 ( <i>Glatt et al. 2010</i> ), 0.015 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )  |
| <b>BS257</b>        | $1.03 \pm 0.12$ | 0.06 ( <i>Glatt et al. 2010</i> ), 0.12 ( <i>Chiosi et al. 2006</i> )   |
| <b>B73, SOGLE96</b> | $0.23 \pm 0.04$ | -                                                                       |

## 6. ΕΥΡΕΣΗ ΕΝΔΕΙΞΕΩΝ ΓΙΑ ΔΙΑΚΡΙΤΟ ΕΠΕΙΣΟΔΙΟ ΑΣΤΡΙΚΗΣ ΔΗΜΙΟΥΡΓΙΑΣ ΣΤΟΝ ΠΛΗΘΥΣΜΟ ΠΕΔΙΟΥ

Στην συνέχεια θα μελετήσουμε με μεγαλύτερη λεπτομέρεια το διάγραμμα CMD που αντιστοιχεί στην περιοχή που καλύπτεται από τη Bccd (με κέντρο RA: 00<sup>h</sup> 52<sup>m</sup> 35<sup>s</sup>, DEC: -72° 17' 08'', (2000)). Η επιλογή της συγκεκριμένης περιοχής για περαιτέρω μελέτη οφείλεται στην εμφάνιση στο συγκεκριμένο CMD ενδείξεων διακριτού main sequence turn-off.

Το CMD της Bccd φαίνεται στο επόμενο σχήμα.

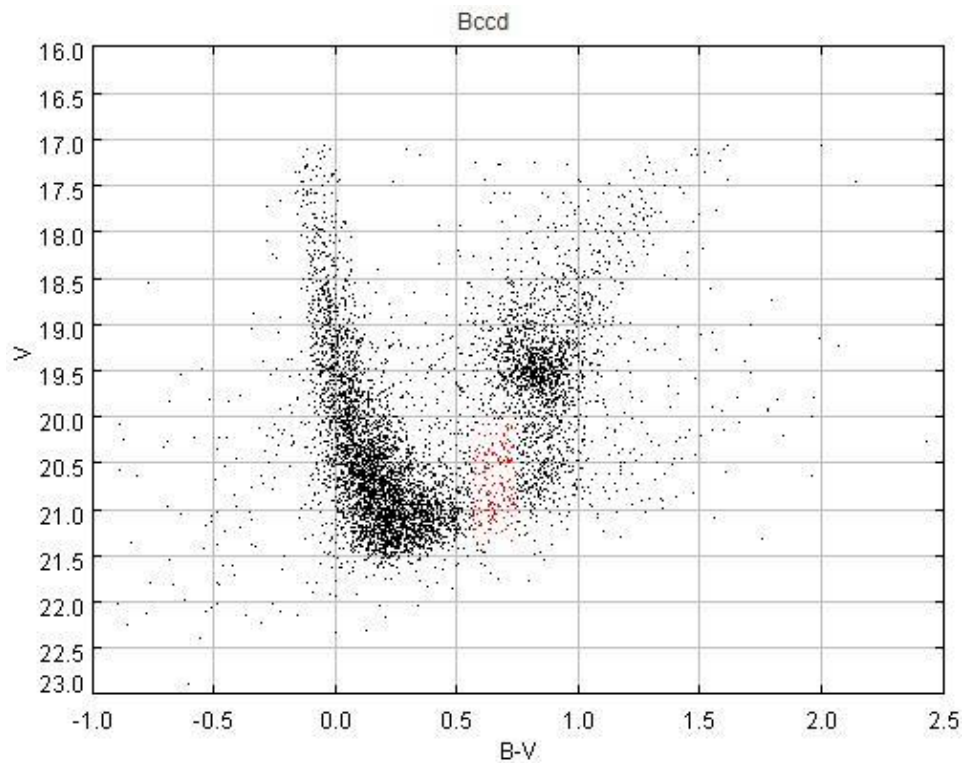
**Εικόνα 6.1.** Το CMD της Bccd.



Παρατηρούμε ότι τα άστρα που είναι στην περιοχή, ανάμεσα στην κύρια ακολουθία και στον κλάδο των γιγάντων (main sequence turnoff), έχουν ένα μικρό διακριτό χώρισμα μεταξύ τους. Για να ερμηνεύσουμε αυτό το φαινόμενο θα προσπαθήσουμε να απομονώσουμε αυτά τα άστρα και να φτιάξουμε ένα ιστόγραμμα ώστε να δούμε, αν πράγματι υπάρχουν περιοχές μεγαλύτερης συγκέντρωσης. Στο

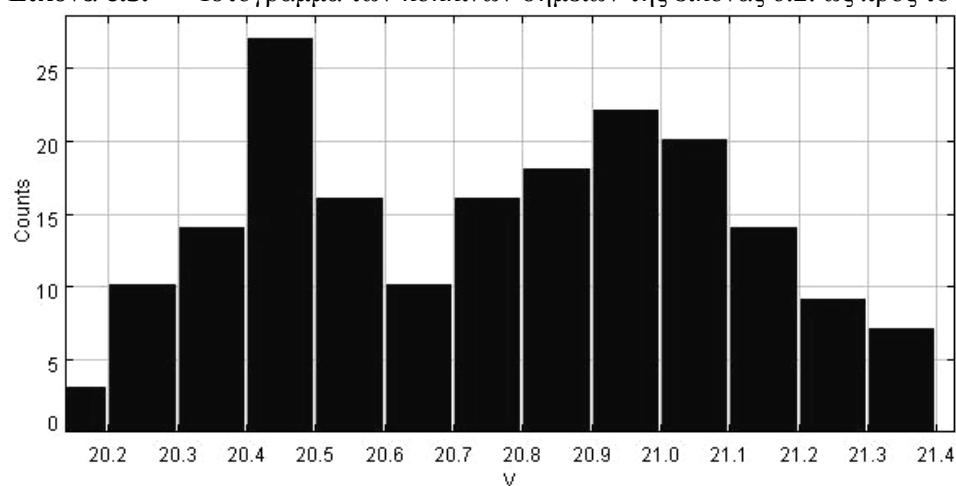
επόμενο σχήμα βλέπουμε ξανά το CMD της Bccd, αλλά αυτή τη φορά τονίζονται με διαφορετικό χρώμα τα άστρα των οποίων θα μελετήσουμε την αριθμητική πυκνότητα στην περιοχή του CMD που μας ενδιαφέρει.

**Εικόνα 6.2.** Το CMD της Bccd. Τα κόκκινα σημεία είναι τα σημεία που θα μελετήσουμε την συγκέντρωσή τους.



Από τα σημεία αυτά τα ιστόγραμμα που προκύπτει φαίνεται στο επόμενο σχήμα.

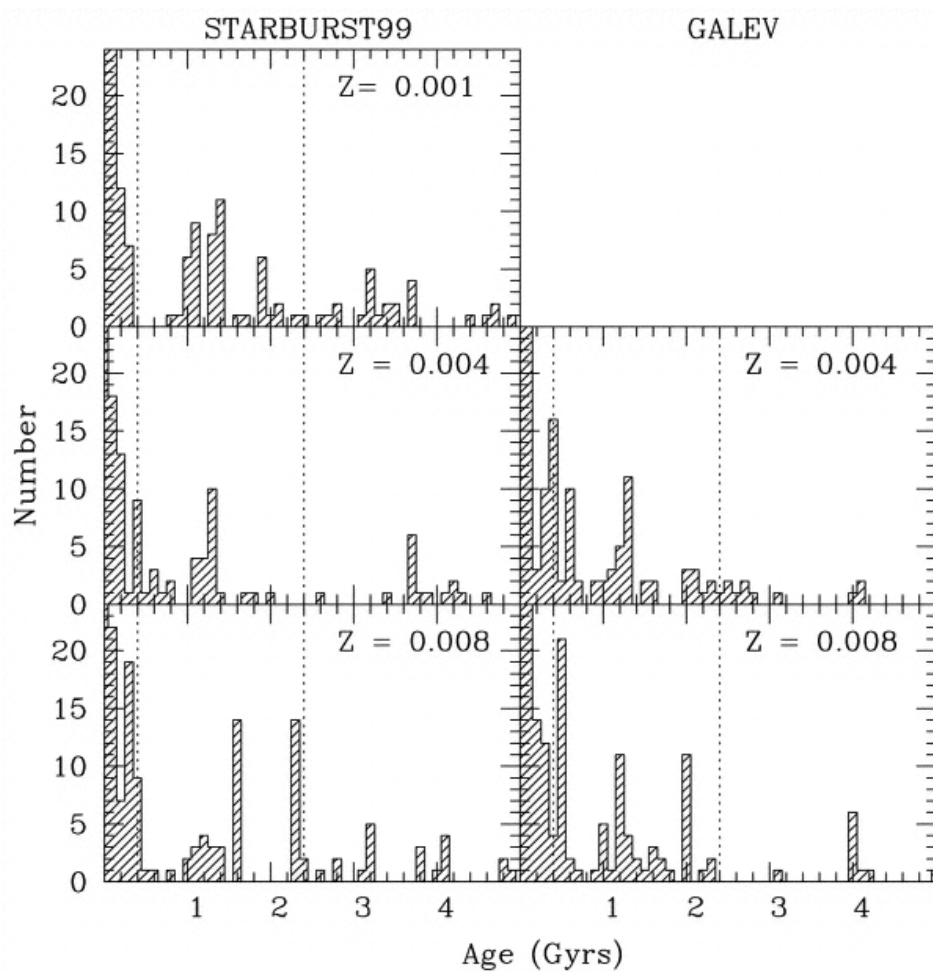
**Εικόνα 6.3.** Ιστόγραμμα των κόκκινων σημείων της εικόνας 6.2. ως προς το μέγεθος V.



Πράγματι παρατηρούμε ότι το ιστόγραμμα παρουσιάζει δύο μέγιστα, το πρώτο είναι μεταξύ 20.4 και 20.5, ενώ το άλλο είναι μεταξύ 20.9 και 21.0. Αυτό μπορεί να ερμηνευθεί ως ύπαρξη ενός διακριτού turnoff δηλ. ενός διακριτού επεισοδίου αστρικής δημιουργίας. Σημειώνουμε ότι η εμφάνιση της δεύτερης κορυφής στα αμυδρότερα μεγέθη, φαίνεται μεν καλά ορισμένη, αλλά μπορεί να επηρεάζεται από την έλλειψη πληρότητας για τα αμυδρά αντικείμενα (incompleteness).

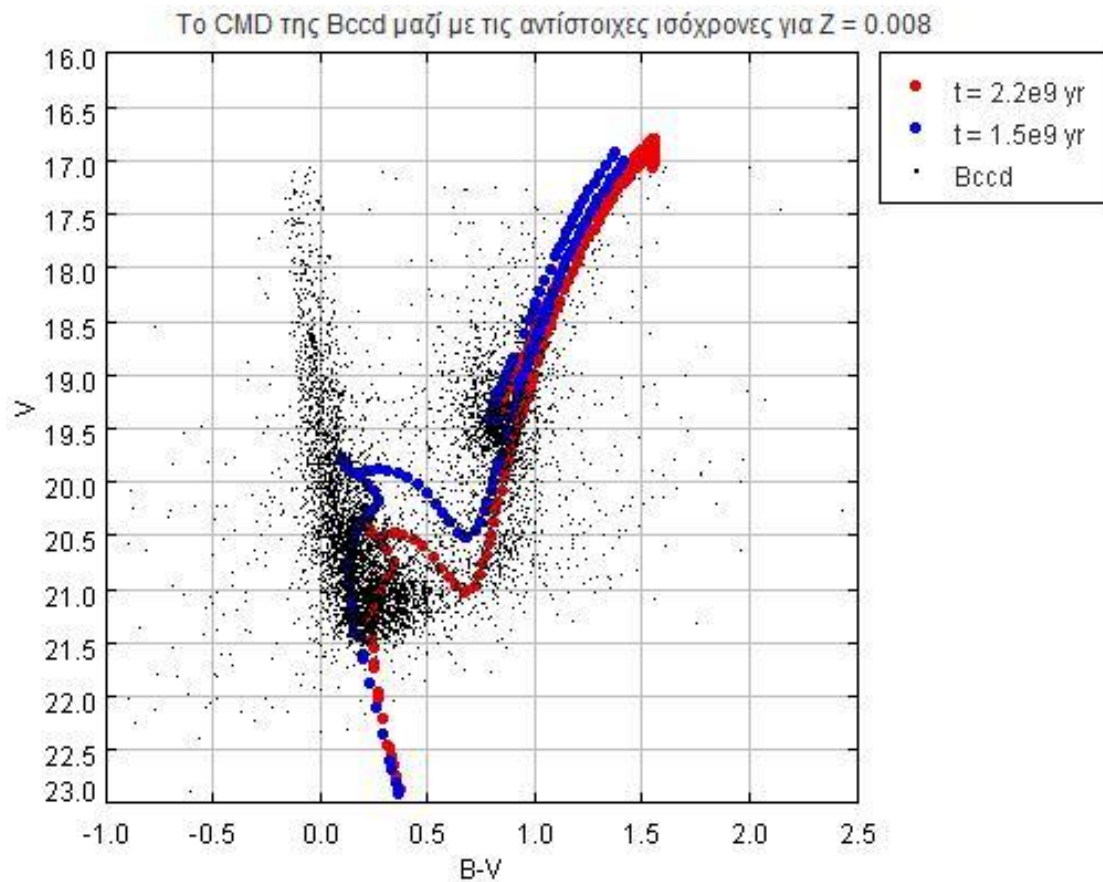
Οι *Harris & Zaritsky (2004)* μελετώντας αστρικά σμήνη στο SMC, παρατήρησαν ότι (υποθέτοντας  $Z = 0.008$ ) υπάρχουν δύο μέγιστα στην κατανομή ηλικιών των σμηνών. Το παραπάνω φαίνεται στην εικόνα 6.4 (*Harris & Zaritsky 2004*)

**Εικόνα 6.4.** Ιστόγραμμα ηλικίας αστρικών σμηνών με δύο διαφορετικά μοντέλα, STUTBURST99 αριστερά και GALEV δεξιά, και διάφορα  $Z$ .



Όπως είναι φανερό πρέπει να φέρουμε τις ισόχρονες για το CMD της Bccd. Με βάση τους *Haschke R. et al. (2011)*, βρίσκουμε ότι η μεσοαστρική ερυθρόωση στην περιοχή είναι  $E(B-V) = 0.083$  και το  $A_V = 0.14$ . Το distance modulus είναι  $18.90 \pm 0.03$  (*Karakos et al. 2010*) Φέρουμε κατάλληλες ισόχρονες των *Bressan et al. (2012)* με βάση το ιστότοπο <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd> για  $Z = 0.008$  και έτσι ώστε να προσεγγίζουν ικανοποιητικά τις παρατηρήσεις μας (βλ. επόμενο σχήμα).

**Εικόνα 6.5.** Το CMD της Bccd μαζί με τις κατάλληλες ισόχρονες, που εφάπτονται στις γραμμές μέγιστης συγκέντρωσης αν'μεσα στην κύρια ακολουθία και στον κλάδο των γιγάντων.



Παρατηρούμε ότι οι δύο ισόχρονες έχουν παρόμοια ηλικία με την ηλικία που παρουσιάζουν τα δύο μέγιστα αστρικών σημείων έτσι όπως φαίνεται στο σχήμα 6.4.

## 7. ΣΥΜΠΕΡΑΣΜΑΤΑ – ΠΑΡΑΤΗΡΗΣΕΙΣ

Αρχικά πρέπει να αναφέρουμε την σημασία της παρατήρησης με το Magellan Telescope. Έγινε B-V φωτομετρία με μεγάλη χωρική ανάλυση 0.2arcsec σε πεδίο εύρους 0.44 deg με το Magellan Telescope 6.5m. Χάρη στη μεγάλη διακριτική ικανότητα μπορέσαμε να μελετήσουμε με λεπτομέρεια αντικείμενα που θεωρούνταν σμήνη (*Bica et al. 2000*), αλλά η εικόνα των συγκεκριμένων περιοχών και τα αντίστοιχα διαγράμματα ακτινικής κατανομής της πυκνότητας οδήγησαν σε αντίθετα συμπεράσματα.

Στο συγκεκριμένο σημείο πρέπει να αναφερθεί, ότι τα λαμπρά άστρα δεν μπόρεσαν να μετρηθούν φωτομετρικά (λόγω του ορίου κορεσμού της χρησιμοποιούμενης κάμερας), με συνέπεια να απουσιάζουν από το CMD του πεδίου, αλλά και από τα CMD των σμηνών, άστρα λαμπρότερα από ~16.5mag. Χωρίς τα λαμπρά άστρα, σε κάποιες περιπτώσεις ο προσδιορισμός ηλικίας των σμηνών (βλ. B69) μας δίνει μόνο ένα άνω όριο της ηλικίας.

Μπορέσαμε να επιβεβαιώσουμε την ταξινόμηση στην κατηγορία αστρικού σμήνους για 13 από τα 16 αντικείμενα, ενώ εκτιμήθηκε η ηλικία για 12 σμήνη, με μεγαλύτερη ακρίβεια από ποτέ άλλοτε.

Ένα άλλο σημαντικό αποτέλεσμα της εργασίας είναι η εύρεση ισχυρών ενδείξεων για διακριτό επεισόδιο αστρικής δημιουργίας πριν από περίπου  $1.5 \cdot 10^9$ yr που παρατηρείται σαν διακριτό turnoff στο CMD διάγραμμα πεδίου γύρω από τη θέση (με κέντρο RA: 00<sup>h</sup> 52<sup>m</sup> 35<sup>s</sup>, DEC: -72° 17' 08'', (2000)). Τέτοια επεισόδια έντονης αστρικής δημιουργίας έχουν προταθεί στο παρελθόν, αλλά δεν υπήρξε μέχρι τώρα η δυνατότητα να τα χρονολογήσουμε με τη χρήση ισόχρονων απευθείας από το CMD. Το φαινόμενο αυτό πρέπει όμως να παρατηρείται και σε άλλες περιοχές του πεδίου που έχουμε χαμηλή διαφορική ερυθρώση, ή σε περιοχές των άλλων πεδίων παρατήρησης, δεδομένου ότι αναφερόμαστε σε ένα παλαιό επεισόδιο αστρικής δημιουργίας στο SMC, συνεπώς έχει υπάρξει χρόνος για την ανάμειξη των πληθυσμών. Μελλοντικά, θα μελετήσουμε ενδελεχώς το φαινόμενο αυτό στις υπόλοιπες περιοχές του SMC.

Όπως αναφέρθηκε στο κεφάλαιο 3, υπάρχουν παρόμοιες παρατηρήσεις υψηλής ανάλυσης σε άλλα 4 πεδία που καλύπτουν ολόκληρη την μπάρα του SMC. Μελλοντικός στόχος μας είναι να γίνει πλήρης επεξεργασία των δεδομένων αυτών, ώστε να έχουμε μια ολοκληρωμένη μελέτη και των αστρικών σμηνών και των

πληθυσμών πεδίου, εκμεταλλευόμενοι την μεγάλη χωρική ανάλυση του συγκεκριμένου τηλεσκοπίου.

## ΠΑΡΑΡΤΗΜΑ

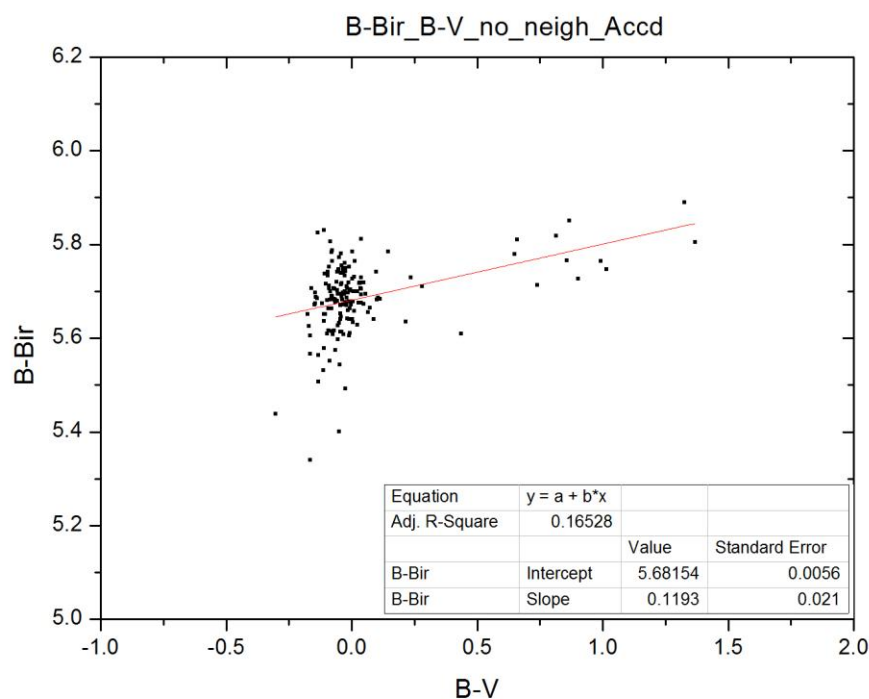
Στο παράρτημα παρουσιάζονται διαγράμματα διόρθωσης για την κάθε ccd. Τα διαγράμματα αυτά είναι  $B - B_{ir}$  ως προς το  $B-V$  και  $V - V_{ir}$  ως προς το  $B-V$ . Από τα διαγράμματα θα υπολογίσουμε τους συντελεστές των εξισώσεων (1') και (2')

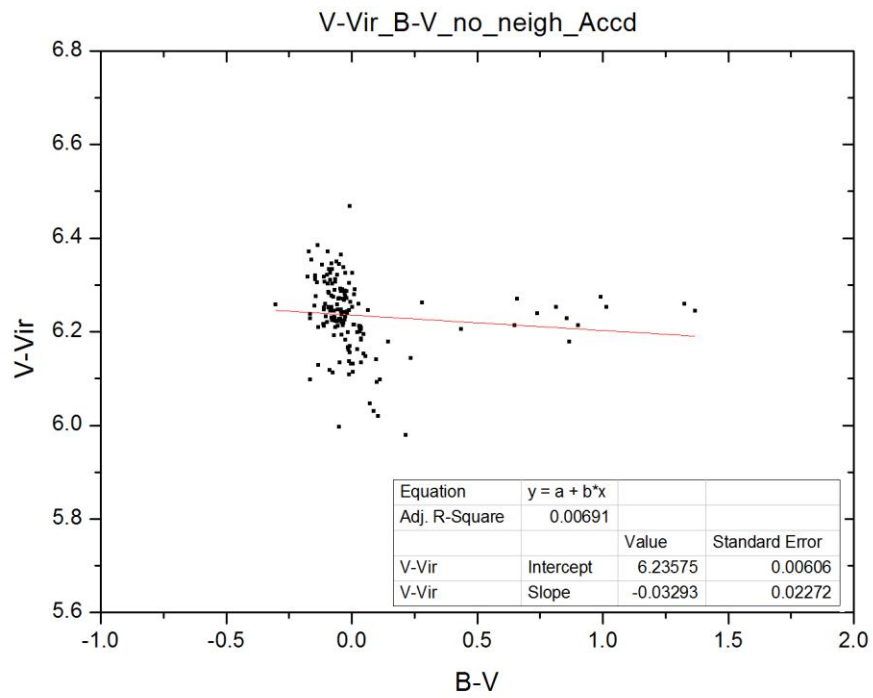
$$B - B_{ir} = a (B-V) + c \quad (1')$$

$$V - V_{ir} = c (B-V) + d \quad (2')$$

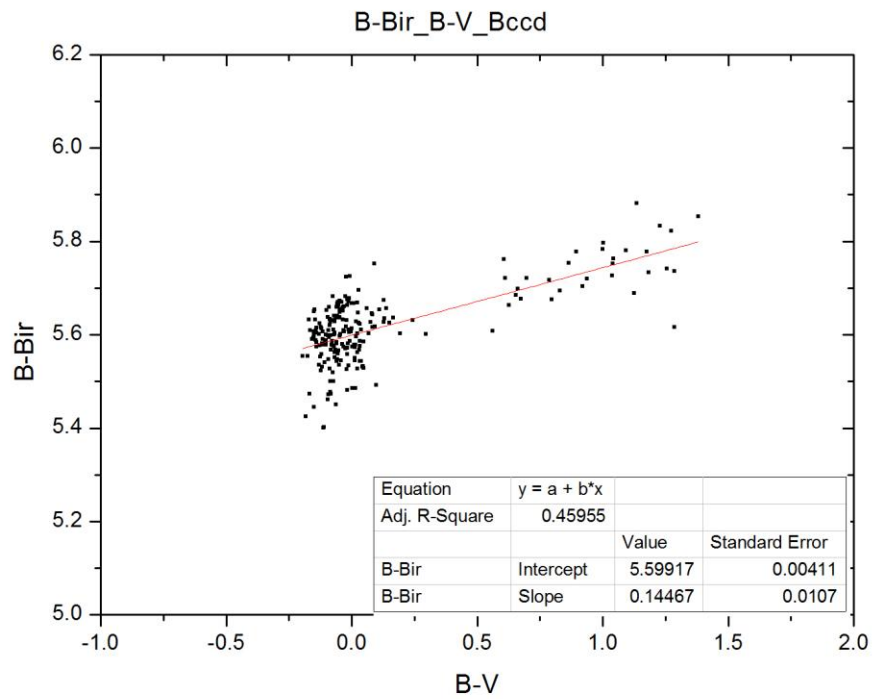
και στην συνέχεια κάναμε την διόρθωση για όλα τα άστρα του πεδίου 5 που έχει μετρήσει το IRAF στο B και στο V. Τα διαγράμματα είναι ανάλογα με την ccd και ακολουθούν με αλφαβητική σειρά του ονόματος της κάθε ccd.

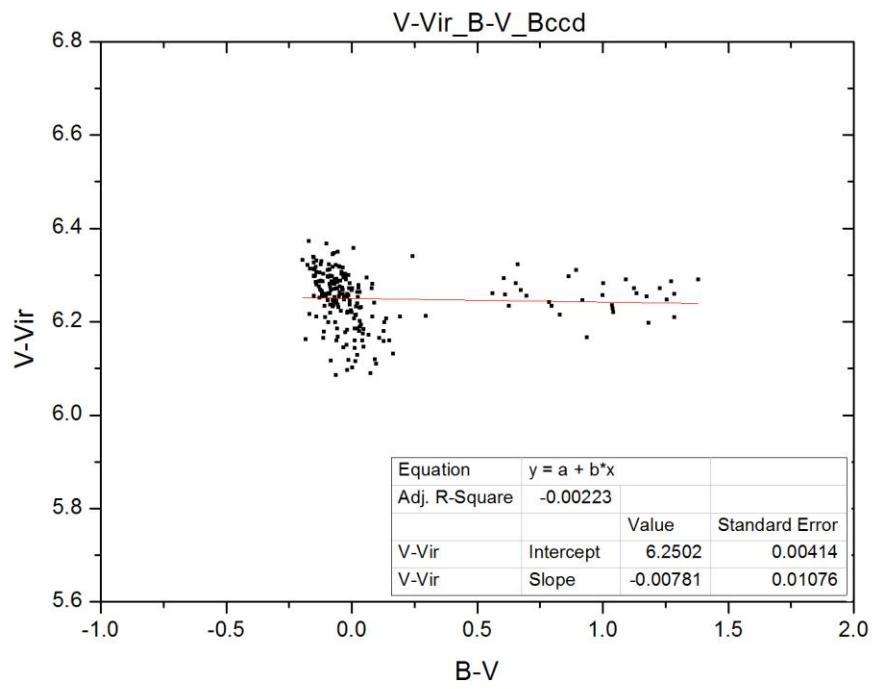
*Accd*



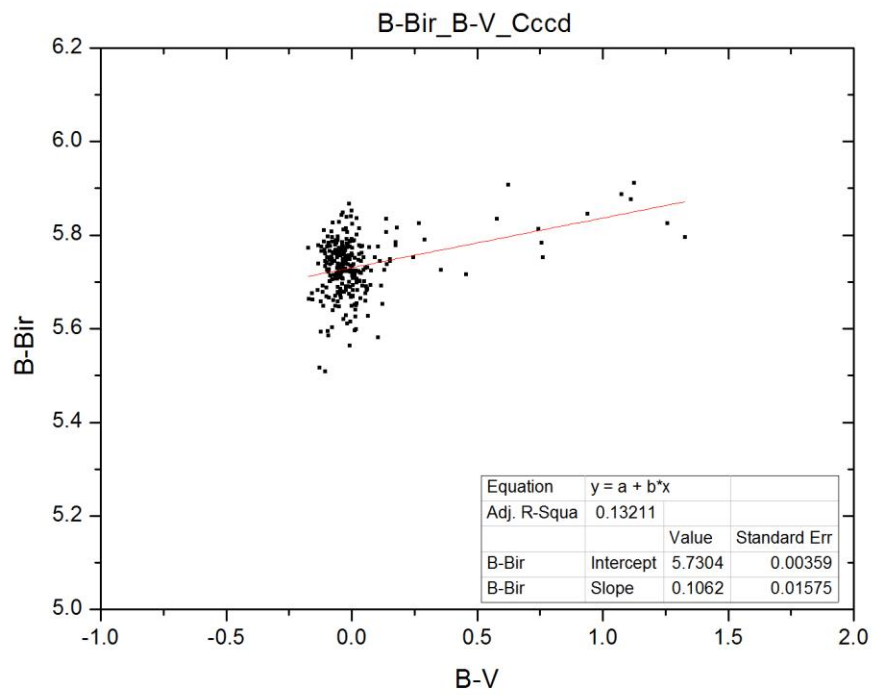


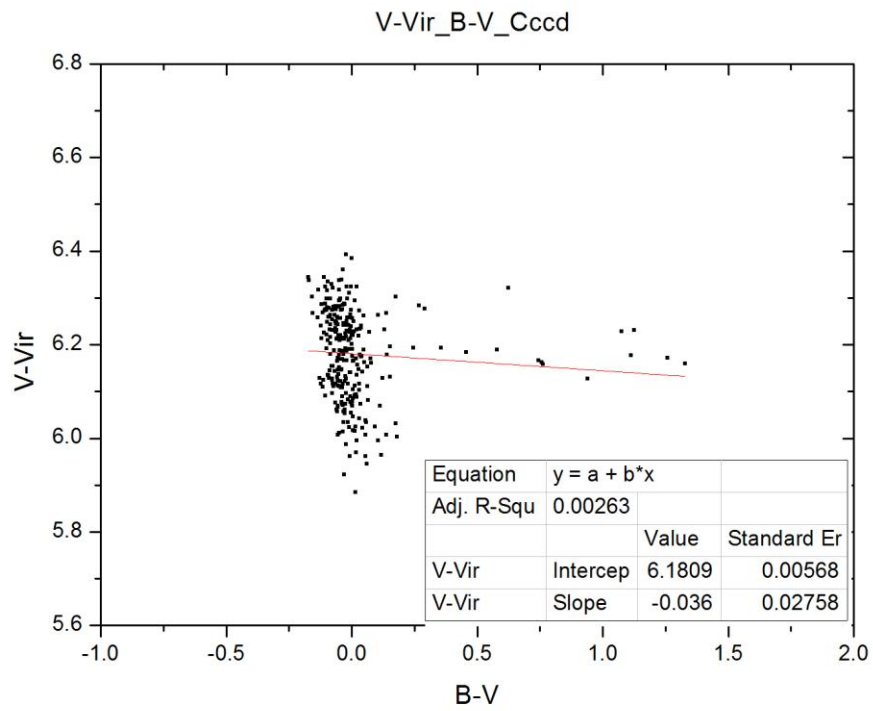
***Bccd***



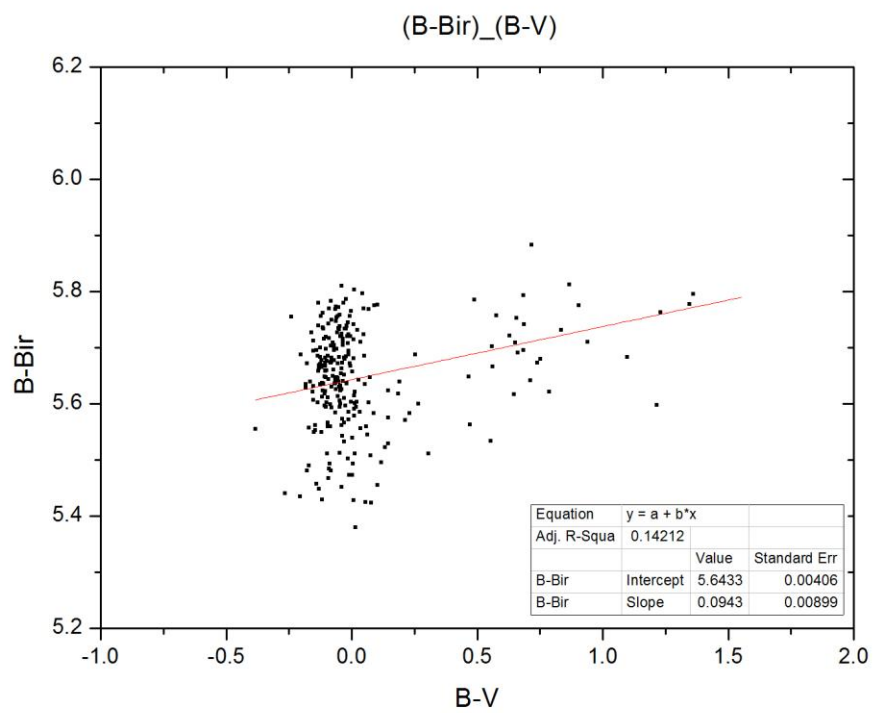


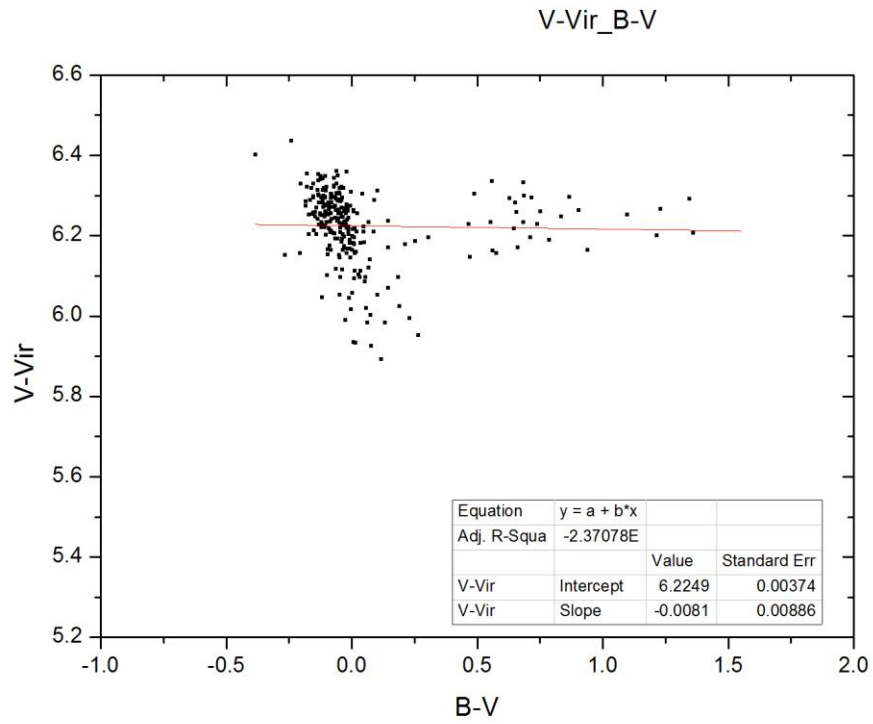
*Cccd*



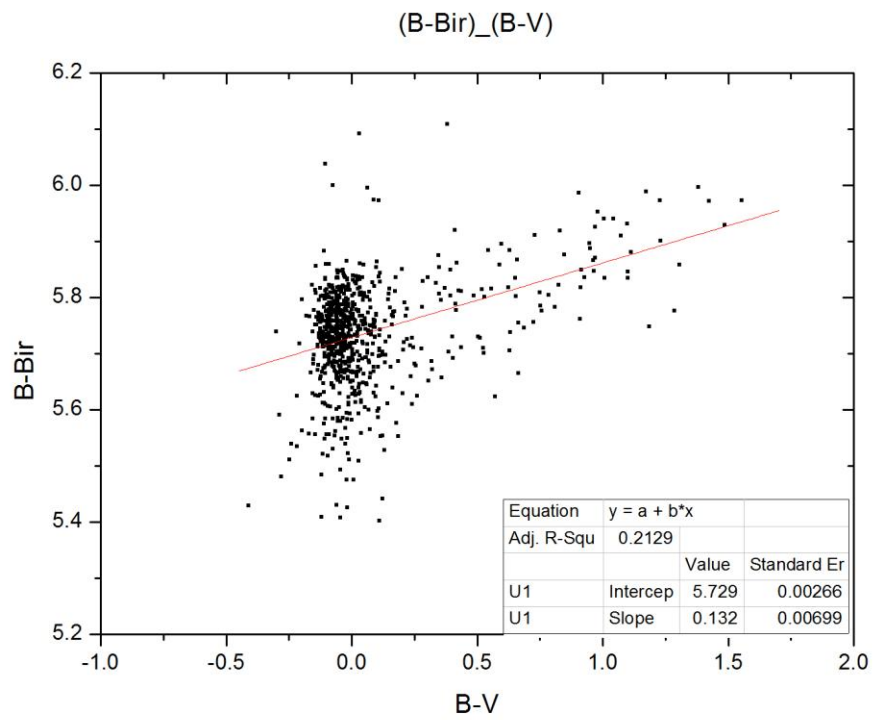


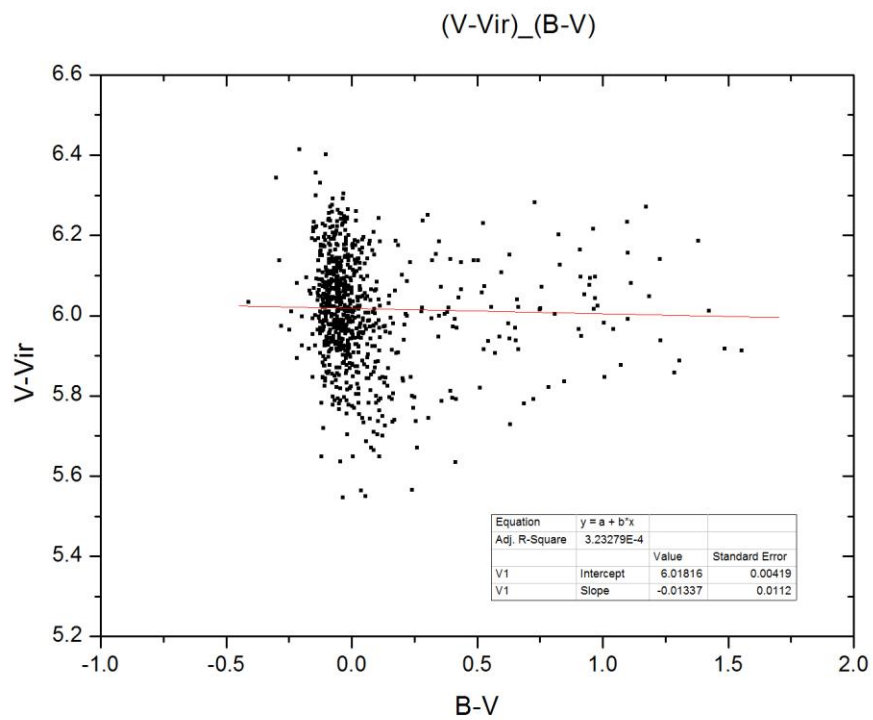
***Dccd***



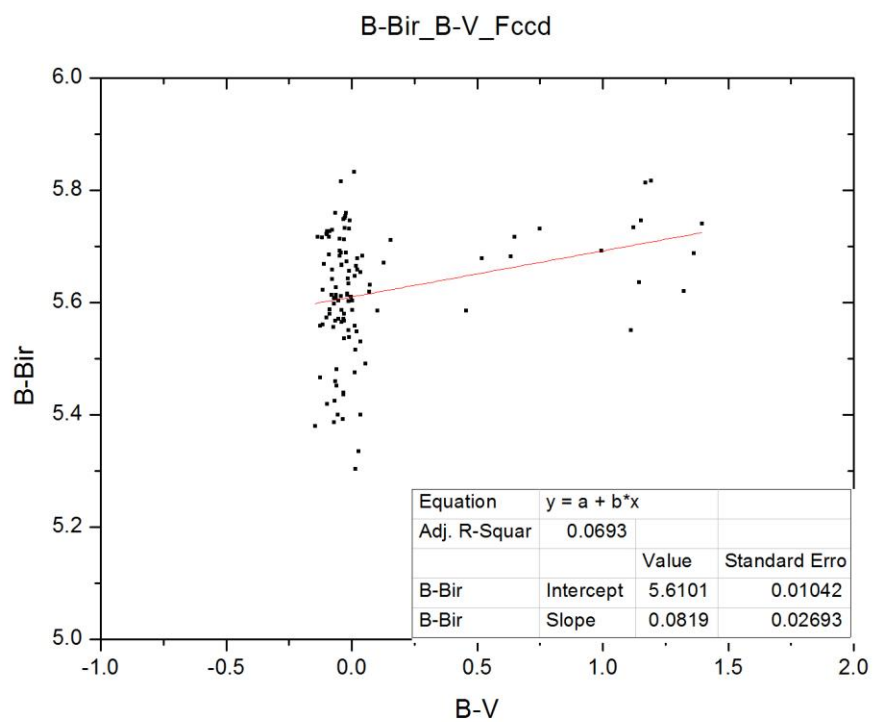


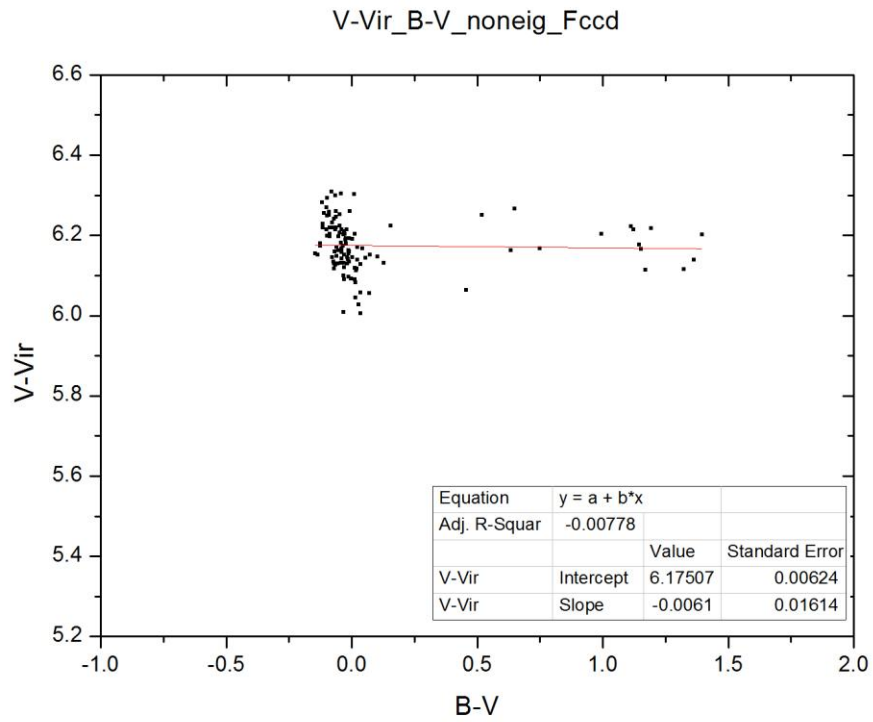
*Eccd*



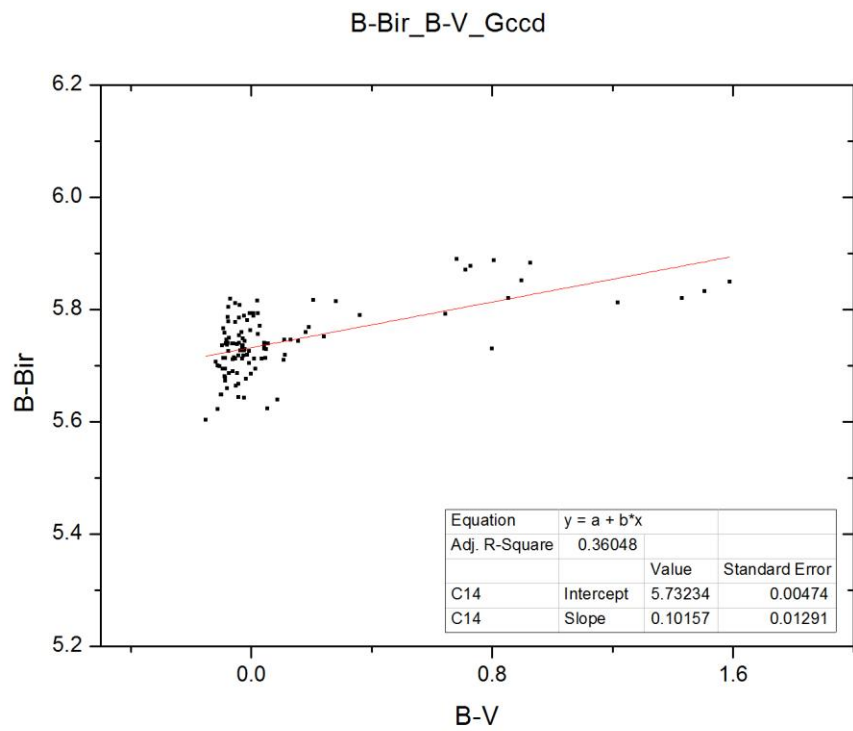


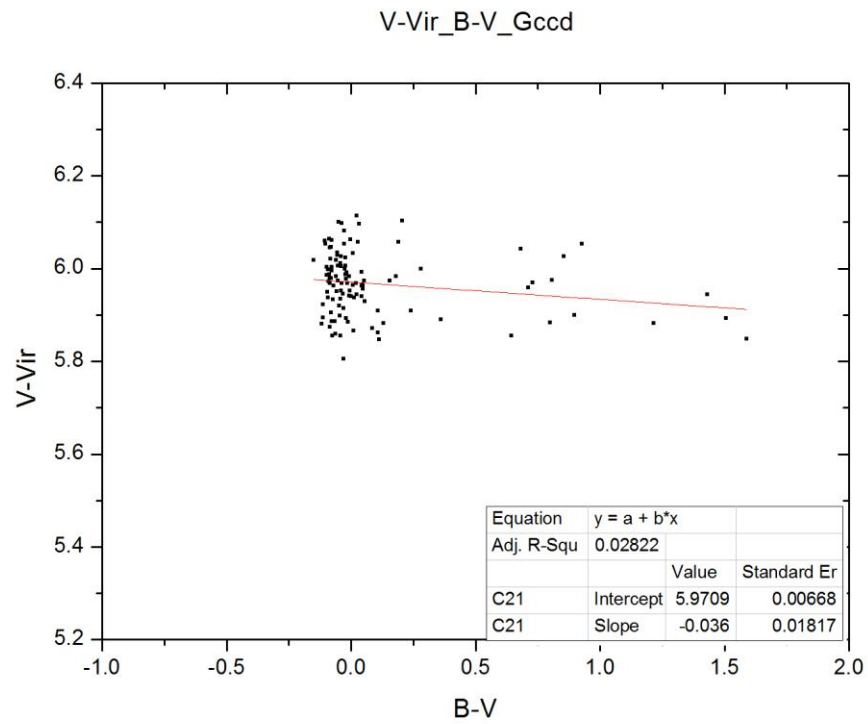
***Fccd***



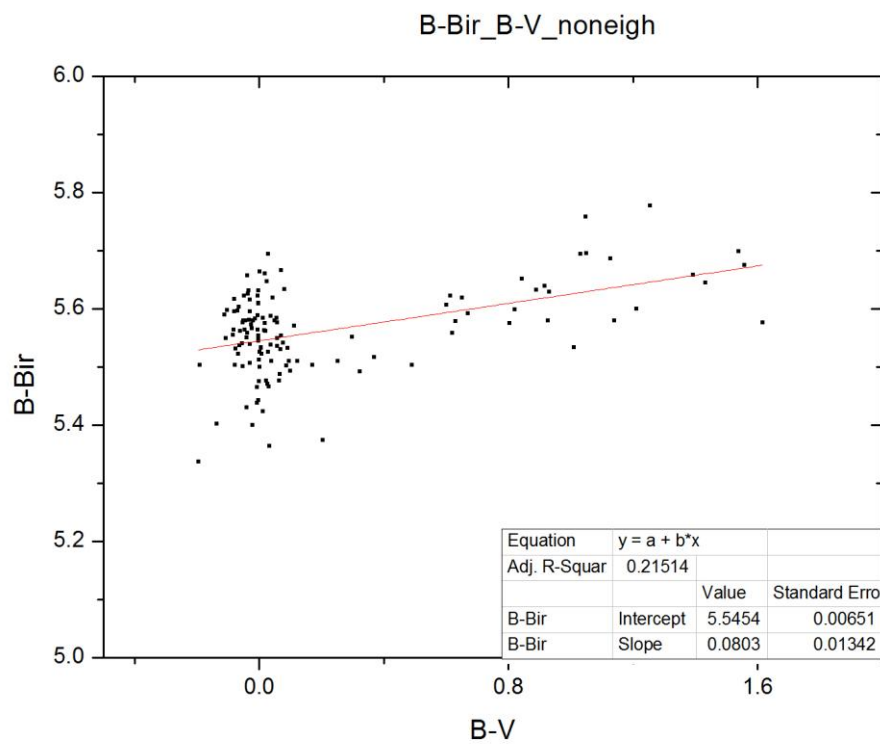


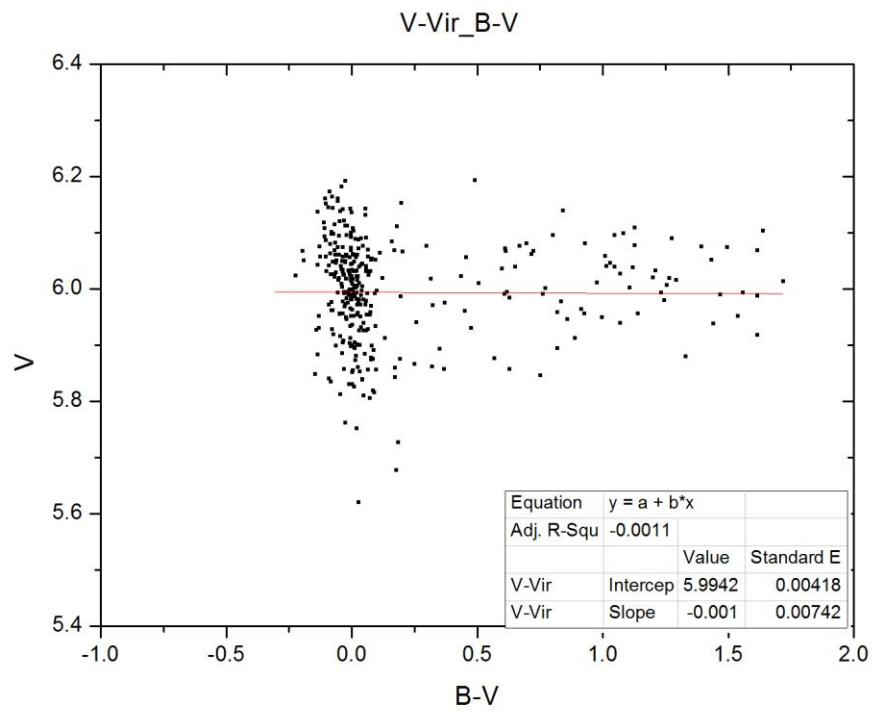
***Gccd***





*Hccd*





## ΒΙΒΛΙΟΓΡΑΦΙΑ

- [1] Bica E., Dutra C. M., 2000A&AS..146...57D.
- [2] Bica E., Bonatto C., Dutra C. M., Santos J. F. C., 2008, MNRAS, 389, 678B.
- [3] Bekki K. Beasley M. Forbes D, Couch W., 2004, ApJ, 602, 730B
- [4] Bonatto C., Bica E., 2010yCat, 74030996B
- [5] Bressan A., P. Marigo, L. Girardi, B. Salasnich, C. Dal Cero, S. Rubele, A.
- [6] Nanni, 2012, arXiv1208, 4498B
- [7] Carrera R. Gallart C., Aparicio A., Costa E., Méndez R., Noël N., 2008, AJ, 136.1039C.
- [8] Chiosi E., Vallenari A., Held E. V., Rizzi, L., Moretti A., 2006, Cat, 34520179C
- [9] Glatt K., Grebel E. K., Koch A., 2005, AN, 326, 651G
- [10] Glatt K.; Grebel Eva K., 2008, AJ, 136, 1703, G
- [11] Crowl H. H., Sarajedini A., Piatti A. E., Geister D., Bica E., Claria J.J., Santos J. F. C., 2001, AJ, 122, 220C
- [12] Da Costa G. S., Hatzidimitriou D., 1998, AJ, 115:1934-1945, M.
- [13] Gonzalez W. D. et al, 1999, JGR, 104.7051K
- [14] Grebel E. K., Richtler T., de Boer K. S., 1992, A&A, 254L, 5G
- [15] Harris J., Zaritsky D. 2004, AJ, 1201, 531H
- [16] Hatzidimitriou D., Cannon R. D., 1993, LNP, 416, 17H
- [17] Haschke, R., et al, 2011, AJ, 141, 158
- [18] Hill V., Spite M., 1999, geod. conf, 469H
- [19] Kayser A., Grebel E. K., Harbeck D. R., Cole A. A., Koch A., Gallagher J. S.,
- [20] Da Costa G. S., 2006, arXiv, astro-ph/0607047.
- [21] Kapakos E. & Hatzidimitriou D. 2012 MNRAS
- [22] Kapakos E. & Hatzidimitriou D., Soszynski I. ASP, 424, 2010.
- [23] Lah P., Kiss L. L., Bedding T. R., 2005, MNRAS, 359L, 42L
- [24] Mathewson Cleary, Murray, 1974, ApJ, 190, 291M
- [25] Mathewson D. S., Ford V. L., Visvanathan N., 1988, ApJ, 336, 617M
- [26] Noël N., Aparicio A. Gallart C., Hidalgo S., Costa E. Méndez R., 2009, ApJ, 705.1260N.
- [27] Parisi M. C., Grocholski A. J., Geisler D., Sarajedini A., Clariá J. J., 2009, AJ, 138, 517P
- [28] Rafelski M, Zaritsky D., 2004, AJ, 129, 2701-2713.
- [29] Rich M., Shara M., Fall M., Zurek D., 2000AJ, 119, 197R
- [30] Subramanian & Subramaniam 2012, ApJ, 744, 128S
- [31] Venn K. A., 1999, AGAb, 15, 85P

## Ιστοσελίδες

- [32] <http://obs.carnegiescience.edu/Magellan/>
- [33] <http://dc.zah.uni-heidelberg.de/mcextinct/q/cone/form>
- [34] <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

## Βιβλία

- [35] “An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs”, W. Romaishin, University of Oklahoma, October 2006.

- [36] “Encyclopedia Astronomy and Astrophysics”, Houndmills, Basingstoke, Hampshire, Nature Publishing Group 2001.

