

Αστρική αρχαιολογία

Μερικοί αστρονόμοι ασχολούνται με την έρευνα των πιο παλαιών αστέρων του σύμπαντος. Η ηλικία αυτών των αστεριών ξεπερνάει τα 13 δις έτη. Σχηματίστηκαν σε νεφελώματα με ελάχιστα <μέταλλα>, δηλαδή στοιχεία βαρύτερα του λιθίου. Προηγήθηκε μόλις μια γενιά αστεριών, τα πρώτα τεράστια (και βραχύβια) αστέρια του σύμπαντος.

Αμέσως μετά από αυτά τα τεράστια αστέρια σχηματίστηκαν αστέρια μικρότερης μάζας, που μερικά λάμπουν ακόμα και σήμερα. Για να αρχίσει η αστρογέννηση στο σύμπαν, έπρεπε να σχηματιστούν άτομα, δηλαδή τα ηλεκτρόνια να δεσμευτούν από τους πυρήνες(πρωτόνια). Αυτό έγινε όταν η θερμοκρασία του σύμπαντος έπεσε κάτω από τους 3000 βαθμούς Κέλβιν. Έτσι, αρχικά υπήρχαν τεράστια νέφη υδρογόνου(ο πυρήνας του αποτελείται από 1 μόνο πρωτόνιο), με λίγο ήλιο και ίχνη λιθίου. Αυτά τα 3 στοιχεία είναι τα μόνα που υπήρξαν από τις πρώτες στιγμές του σύμπαντος. Όλα τα υπόλοιπα στοιχεία δημιουργήθηκαν μέσα στα αστέρια.

Αυτά τα νέφη λοιπόν έπρεπε να ψυχθούν πολύ, κάτω από τους 200 βαθμούς Κέλβιν. Μόνο τότε μπορούσε να συμπυκνωθούν τοπικά περιοχές τους ώστε να αρχίσει η βαρύτητα να υπερισχύει της πίεσης του αερίου, με συνέπεια την τοπική κατάρρευση της ύλης και την δημιουργία πρωτοαστέρων. Σήμερα τα μοριακά νέφη υδρογόνου στο σύμπαν, με ίχνη από πολλά μέταλλα (στην αστρονομία ονομάζουμε μέταλλα τα στοιχεία που είναι βαρύτερα από το ήλιον), αλλά και αρκετό ήλιον στην σύστασή τους, έχουν θερμοκρασία 10 β. Κελβιν.

Τα πρώτα νέφη όμως δεν είχαν καθόλου μέταλλα, έτσι δεν μπορούσαν να αποβάλλουν εύκολα θερμοκρασία. Η δημιουργία μοριακού υδρογόνου βοήθησε την κατάσταση, και έτσι τα νέφη ψύχθηκαν στους 200 β. Κέλβιν. Αλλά σε αυτές τις συνθήκες κατέρρεαν μόνο τεράστιες περιοχές των νεφελωμάτων, που δημιούργησαν πολύ μεγάλα αστέρια. Δεν μπορούσαν να δημιουργηθούν αστέρια μικρότερης μάζας, σαν τον Ήλιο μας. Τα αστέρια αυτά, λόγω απουσίας μετάλλων, ανέπτυξαν πολύ μεγάλες θερμοκρασίες καίγοντας πάρα πολύ γρήγορα το υδρογόνο στον πυρήνα τους. Ενώ ο Ήλιος έχει 5700 β. Κέλβιν επιφανειακή θερμοκρασία, αυτά τα <τέρατα> των 100 ηλιακών μαζών είχαν 100000 β. Κέλβιν θερμοκρασία και έλαμπαν με εκατομμύρια φορές την λαμπρότητα του Ηλίου. Έτσι η διάρκεια της ζωής τους δεν ξεπερνούσε τα λίγα εκατομμύρια χρόνια.

Η ζωή τους τερματιζόταν με ισχυρότατες εκρήξεις σουπερνόβα λόγω κατάρρευσης του πυρήνα σιδήρου τους, σε μαύρη τρύπα. Μεγάλο μέρος των βαρύτερων στοιχείων που δημιούργησαν στο εσωτερικό τους έπεφτε μέσα στην μαύρη τρύπα. Αυτό σημαίνει ότι στα πολύ μεγάλα αστέρια χάθηκαν σχεδόν όλα τα εσωτερικά τους στρώματα (και τα πιο βαριά στοιχεία), αλλά από τα λίγο μικρότερης μάζας, αλλά πάλι μεγάλα αστέρια της επόμενης γενιάς (που και αυτά τερμάτισαν σύντομα την ζωή τους) διέφυγε αρκετό υλικό στο διάστημα και εμπλούτισε τα μεσοαστρικά νέφη υδρογόνου.

Έτσι αυτά τα <μολυσμένα> με μέταλλα νέφη μπόρεσαν να ψυχθούν τόσο ώστε να συμπυκνώνονται και να καταρρέουν πιο μικρές περιοχές τους, με

συνέπεια να γεννηθούν αστέρια ηλιακής ή και λιγότερης μάζας. Ιδίως ο άνθρακας και το οξυγόνο βοηθάνε πολύ στην αποβολή θερμοκρασίας ενός νεφελώματος. Σήμερα τα περισσότερα αστέρια που γεννιούνται, είναι μικρότερα του Ηλίου.

Αυτά λοιπόν τα αστέρια 2ης γενιάς, οι πρώτοι απόγονοι των μεγάλων αρχέγονων αστεριών, μας δίνουν λεπτομέρειες για το σύμπαν εκείνης της εποχής. Είναι πολύ φτωχά σε μέταλλα, με σχετικά πολύ άνθρακα και οξυγόνο, με μάζα μεταξύ 0,8-0,6 ηλιακές(τα μεγαλύτερα δεν ζούνε πλέον), μας διηγούνται την ιστορία των βαρύτερων στοιχείων, δηλαδή την εξέλιξη της ύλης στο σύμπαν.

Οι πληθυσμοί των αστεριών.

Πληθυσμός I είναι τα νεότερα, πλούσια σε μέταλλα αστέρια στους γαλαξίες, όπως είναι ο Ήλιος μας. Πληθυσμός II είναι τα αρχαία, φτωχά σε μέταλλα αστέρια στις άλω των γαλαξιών. Πληθυσμός III ήταν τα πρώτα τεράστια αστέρια χωρίς καθόλου μέταλλα (δεν υπάρχουν πια σήμερα).

Μετά την μεγάλη έκρηξη

Όταν το σύμπαν απέκτησε ηλικία 380000 ετών έγινε διαπερατό στο φως. Η θερμοκρασία του έπεσε στους 2700 β Κέλβιν, με αποτέλεσμα τα ηλεκτρόνια

να δεσμευτούν στους ατομικούς πυρήνες. Το φως από αυτήν την διεργασία αποτελεί την σημερινή κοσμική ακτινοβολία υποβάθρου στα μικροκύματα. Αυτό το φως ξεκίνησε ως ακτινοβολία γ από την εξαϋλωση της αντιύλης με την ύλη στις πρώτες στιγμές του σύμπαντος. Από τότε το σύμπαν μεγάλωσε κατά 1100 φορές(Z)και σήμερα αυτή η ακτινοβολία είναι στα μικροκύματα. Όμως από εκείνη την σημαντική φάση στην εξέλιξη του σύμπαντος χρειάστηκε να περάσουν εκατοντάδες εκατομμύρια χρόνια μέχρι την δημιουργία νεφελωμάτων και την κατάρρευση των περιοχών τους, που μας έδωσαν τελικά τα πρώτα αστέρια του σύμπαντος. Το σύμπαν έχει σήμερα μέση θερμοκρασία 2,7 β Κέλβιν.

Η εξέλιξη των γαλαξιών

Το σύμπαν αποτελείται από την σκοτεινή ενέργεια (72%), την σκοτεινή ύλη (23%) και την φωτεινή (βαρυονική) ύλη (5%), από την οποία αποτελούνται τα αστέρια και τα νεφελώματα.

Κάποιες περιοχές της σκοτεινής ύλης, λόγω βαρυτικής αλληλεπίδρασης, έγιναν πιο πυκνές δημιουργώντας τις σκοτεινές άλω. Κάθε τέτοια άλω φιλοξενεί έναν γαλαξία, νάνο στην αρχή, και την φωτεινή αστρική άλω του, δηλαδή αστέρια που είναι πιο αραιά κατανομημένα από ότι τα αστέρια στο εσωτερικό του γαλαξία. Αυτά αποτελούν το εξωτερικό στρώμα του γαλαξία. Οι σκοτεινές άλω κοντινών γαλαξιών αλληλεπίδρασαν βαρυτικά μεταξύ τους με την πάροδο του χρόνου, δημιουργώντας μεγάλους σχηματισμούς, τους

σημερινούς γαλαξίες. Η σκοτεινή άλω δεν μπορεί να αποβάλλει θερμότητα και να καταρρεύσει, άρα παραμένει γύρω από την (ορατή) βαρυονική ύλη του γαλαξία. Ακόμη και σήμερα παρατηρούμε συγκρούσεις γαλαξιών. Ο Γαλαξίας μας αιχμαλώτισε με την βαρύτητά του πολλούς νάνους γαλαξίες. Αυτοί διαμελίστηκαν, και τα αστέρια τους συνεχίζουν τη ζωή τους στην αστρική άλω του Γαλαξία μας.

Κάποιοι νάνοι γαλαξίες δεν είχαν αυτή την μοίρα και υπάρχουν ακόμα. Οι νάνοι γαλαξίες είχαν βραδύτερη χημική εξέλιξη λόγω περιορισμένων νεφών (ύλη για την δημιουργία αστεριών), άρα και χαμηλού ρυθμού αστρογέννησης. Έτσι τα αστέρια τους είναι σχετικά φτωχά σε μέταλλα, και η ηλικίες τους είναι παρόμοιες (μίας γενιάς). Η σημερινή εικόνα των νάνων γαλαξιών μας δείχνει το πως ήταν ο δικός μας Γαλαξίας την εποχή της δημιουργίας του (συγκεκριμένα οι σφαιροειδείς νάνοι γαλαξίες).

Μόλις το 5% των αστεριών ενός τυπικού γαλαξία βρίσκεται στην άλω του. Τα φάσματα αστερών στην άλω και αυτών σε νάνους γαλαξίες είναι όμοια σε περιεκτικότητα μετάλλων, κάτι που επιβεβαιώνει αυτήν την θεωρία. Τα αρχαία αστέρια που σήμερα παρατηρούμε στη άλω γεννήθηκαν σε νάνους γαλαξίες.

Σημαντική είναι και η μελέτη των αστρικών σημνών, των νεαρών ανοιχτών και των παλαιών σφαιρωτών. Η μεγάλη πυκνότητα των σφαιρωτών δεν μας βοηθάει στη εύρεση φτωχών σε μέταλλα αστερών, μιας και οι ηλιακοί άνεμοι ανακατεύουν την ύλη στην επιφάνειά τους με αυτή γειτονικών αστερών.

Όλα τα αστέρια στα σμήνη έχουν σχεδόν ίδια ηλικία, πολύ χρήσιμο για την μελέτη της εξέλιξης τους (ισόχρονες καμπύλες στο διάγραμμα H/ R).

Αστέρια στην άλω και σε νάνους γαλαξίες

Έτσι ψάχνουμε για τα αρχαία αστέρια στην άλω και σε νάνους γαλαξίες. Οι τελευταίοι, λόγω απόστασης, είναι όμως οριακά μέσα στις δυνατότητες των σημερινών τηλεσκοπίων για αξιόπιστα αστρικά φάσματα. Στην άλω τα αστέρια έχουν περίπου 10% της περιεκτικότητας μετάλλων που έχει ο Ήλιος.

Στον Γαλαξία μας τα αρχαία αυτά αστέρια που ψάχνουμε βρίσκονται πολύ κοντά στο γαλαξιακό κέντρο επειδή ήταν από τα πρώτα που <έχτισαν> τον Γαλαξία. Έτσι είναι σχεδόν αδύνατη η ανακάλυψή τους, σε μια τόσο πυκνή από αστέρια περιοχή (και πολλών διαφορετικών αστρικών πληθυσμών). Ένα άλλο πλεονέκτημα στην άλω είναι ότι η επιφάνεια ενός αστέρα δεν <μολύνεται> με μεσοαστρική ύλη, μιας και αυτή σπανίζει εκεί.

Τα φάσματα

Τα ηλεκτρόνια καταλαμβάνουν τις τροχιές με την χαμηλότερη ενέργεια γύρω από τον πυρήνα. Αυτές είναι και οι πιο κοντινές στον πυρήνα. Όταν ένα φωτόνιο συγκρουστεί με ένα ηλεκτρόνιο και έχει την ενέργεια που απαιτείται ώστε να <ανεβάσει> το ηλεκτρόνιο σε τροχιά μεγαλύτερης ενέργειας, απορροφάται από αυτό. Αυτή η απορρόφηση μας δίνει τη φασματική γραμμή

(απορρόφησης), που είναι χαρακτηριστική και με συγκεκριμένο μήκος κύματος για κάθε στοιχείο.

Επιλογή υποψήφιων αρχαίων αστέρων

Σε ακτίνα 100 έτη φωτός γύρω από τον Ήλιο τα πλούσια σε μέταλλα αστέρια είναι 1000 φορές περισσότερα από ό,τι σε ανάλογη περιοχή στην άλω. Άρα δεν μας βοηθάει η γειτονιά μας στο να επιλέγουμε αστέρια που είναι φτωχά σε μέταλλα.

Αρχικά διαλέγουμε αστέρια με αδύνατη φασματική γραμμή Calcium k. Αυτό το στοιχείο είναι ενδεικτικό για την περιεκτικότητα ενός αστεριού σε μέταλλα. Μετά παίρνουμε φάσμα από μεγάλα τηλεσκόπια. Θέλουμε τα αστέρια να έχουν ελάχιστη (φαινόμενη) λαμπρότητα 19 mag ώστε να έχουμε την επιθυμητή φασματική ανάλυση. Η θερμοκρασία (χρώμα) αλλά και η ραδιοχρονολόγηση του Φθορίου μας δίνουν την ηλικία τους και τη θέση τους στο διάγραμμα H/R. Μια τεχνική λεπτομέρεια είναι ότι προτιμούμε τις πολλές λήψεις μικρής έκθεσης από τις πολύωρες λήψεις, ώστε να μειώσουμε την καταστροφή των πίξελ της CCD από την κοσμική ακτινοβολία.

Το ρεκόρ ελάχιστης μεταλλικότητας κατέχει το αστέρι HE 1327-2326, με 250000 φορές μικρότερη περιεκτικότητα σιδήρου από τον Ήλιο μας. Όταν φαίνονται οι μικροσκοπικές γραμμές του σιδήρου στο φάσμα ενός τέτοιου αστέρα, δεν χρειάζεται να χρησιμοποιούμε ως κριτήριο το ασβέστιο.

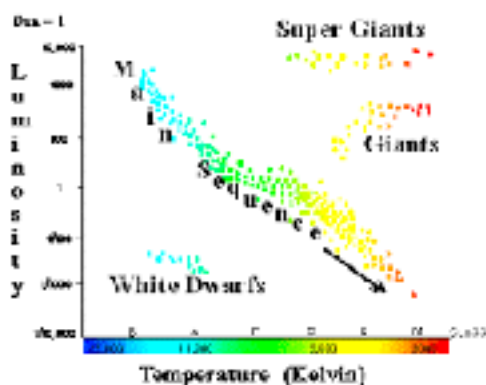
Στα πιο ψυχρά αστέρια οι φασματικές γραμμές είναι πιο έντονες. Έτσι προτιμούμε τους ερυθρούς γίγαντες, που είναι ψυχροί και πιο λαμπροί, αλλά σε φάση εξέλιξης πριν αρχίσει το υλικό από το εσωτερικό τους να <μολύνει> την επιφάνεια, λόγω έντονης συναγωγής. Οι φασματικές γραμμές του σιδήρου αποτελούν χονδρικά ενδεικτικό της περιεκτικότητας του άστρου σε μέταλλα. Μετράμε την αναλογικά σιδήρου/ υδρογόνου, αλλά και άλλες, π.χ. μαγνήσιο με σίδηρο.

Η γέννηση των αστεριών

Είμαστε σε θέση να παρατηρούμε την γέννηση αστεριών σε μοριακά νεφελώματα, όπως συμβαίνει στον Ωρίωνα. Ενώ οι αστρικοί άνεμοι γειτονικών αστεριών θερμαίνουν το νεφέλωμα στους 100 β Κέλβιν, οι πυκνές περιοχές στο εσωτερικό των νεφελωμάτων είναι αρκετά προστατευμένες ώστε να διατηρήσουν τη χαμηλή θερμοκρασία τους (10 β Κέλβιν). Έτσι μπορούν να καταρρεύσουν τόσο ώστε να αποκτήσουν την πυκνότητα που να επιτρέψει στην βαρύτητα να παίξει κυρίαρχο ρόλο. Με αυτόν τον τρόπο δημιουργούνται οι πρωταστέρες, οι οποίοι βρίσκονται μέσα στο νεφέλωμα, και δεν έχει αρχίσει ακόμα η θερμοπυρηνική σύντηξη στο εσωτερικό τους. Η πίεση των αερίων τους καθυστερεί, την λόγω βαρύτητας, κατάρρευση. Μαζεύουν όλο και περισσότερο υλικό από το

νεφέλωμα, με αποτέλεσμα να θερμαίνεται όλο και περισσότερο το εσωτερικό τους. Οι αστέρες αυτοί αποτελούν την κατηγορία T- Tauri (μέχρι 4 ηλιακές μάζες). Το υλικό που πέφτει σε αυτούς σχηματίζει έναν πρωτοπλανητικό δίσκο και 2 πίδακες στον άξονά του.

Με αυτή τη διαδικασία το αστέρι απελευθερώνεται όλο και περισσότερο από το αρχικό νεφέλωμα. Σε αυτή τη φάση το αστέρι έχει επιφάνεια 100 φορές όσο αυτή του Ηλίου, μεγάλη λαμπρότητα, γρήγορη περιστροφή και μεταβάλλει περιοδικά την λαμπρότητά του. Όταν η θερμοκρασία στο κέντρο του φτάσει τους 1 εκ. βαθμούς αρχίζει η καύση του δευτερίου σε ήλιον. Στους 10 εκ. βαθμούς πλέον καίγεται το υδρογόνο σε ήλιον. Τότε το αστέρι μπαίνει στην κύρια ακολουθία.



Η κύρια ακολουθία

Θερμοπυρηνική σύντηξη

Ένα αστέρι μοιάζει με μια τεράστια μπάλα από ιονισμένο αέριο, δηλαδή πλάσμα. Ισορροπεί χάρη σε 2 αντίθετες δυνάμεις, την πίεση και την βαρύτητα. Όμως η επιφάνειά του εκπέμπει πολύ ακτινοβολία, κάτι που θα έπρεπε να οδηγήσει στην απώλεια θερμοκρασίας και πίεσης, με αποτέλεσμα την κατάρρευσή του.

Η πηγή ενέργειας που διατηρεί το αστέρι σε ισορροπία είναι η Θερμοπυρηνική σύντηξη. 2 ατομικοί πυρήνες με θετικό ηλεκτρικό πρόσημο συγκρούονται και δημιουργούν 1 βαρύτερο πυρήνα. Επειδή πρέπει να ξεπεραστεί η άπωση μεταξύ των 2 πυρήνων χρειάζονται κανονικά 10 δις βαθμοί θερμοκρασία στον πυρήνα του αστεριού για την σύντηξη του υδρογόνου. Όμως το κβαντικό φαινόμενο της σήραγγας επιτρέπει την υπερπήδηση αυτού του ενεργειακού φράγματος από μερικά πρωτόνια σε χαμηλότερη θερμοκρασία (10 εκ. βαθμοί).

Έτσι αρκετά πρωτόνια συντήκονται ώστε να κάνουν το αστέρι να λάμψει. Η ισχυρή πυρηνική δύναμη ενώνει τους 4 πυρήνες υδρογόνου (πρωτόνια) σε έναν ήλιου (2 πρωτόνια και 2 νετρόνια). Σε σχέση με τα 4 πρωτόνια <λείπει> 0,7% μάζας (έλλειμμα μάζας), ο νέος πυρήνας είναι δηλαδή λίγο πιο

ελαφρύνει από την συνολική μάζα των αρχικών σωματιδίων. Αυτή είναι και η πηγή ενέργειας του αστεριού. Ουσιαστικά δημιουργούνται νετρίνα που διαφεύγουν του αστεριού, μιας και σχεδόν δεν αλληλεπιδρούν με την ύλη, ακτίνες γ και 2 ποζιτρόνια, τα οποία συγκρούονται με 2 ηλεκτρόνια, και εξαυλώνονται σε ακτίνες γ . Η ακτινοβολία αυτή φτάνει μετά από εκατοντάδες εκατομμύρια έτη στην επιφάνεια του αστέρα με την μορφή ορατού φωτός.

Η θερμοπυρηνική σύντηξη στα αστέρια γίνεται με 2 διαδικασίες. Η μια είναι ο κύκλος πρωτονίου-πρωτονίου όπου 2 πρωτόνια ενώνονται σε 1 πυρήνα δευτερίου (1 πρωτόνιο και 1 νετρόνιο, συν 1 νετρίνο και 1 ποζιτρόνιο που διαφεύγουν από τον πυρήνα). Αυτό ονομάζεται διάσπαση β . Ένας πυρήνας δευτερίου ενώνεται με έναν υδρογόνο σε έναν ηλίου-3 (2 πρωτόνια, 1 νετρόνιο και ακτίνες γ). Τέλος, 2 πυρήνες ηλίου-3 μας δίνουν έναν πυρήνα ηλίου-4 και 2 πρωτόνια (πυρήνες υδρογόνου). Αυτά μένουν πάλι ελεύθερα, για να συντηχθούν αργότερα σε ήλιο.

Σε αντίθεση με αυτήν την διαδικασία, για τον κύκλο CNO (άνθρακα-άζωτο-οξυγόνο) χρειάζεται η ύπαρξη άνθρακα ως καταλύτη. Μετά από 6 βήματα απορρόφησης υδρογόνου και διάσπασης β ((C12)-(N13)-(C13)-(N14)-(O15)-(N15)-(C12)), στην τελευταία φάση ελευθερώνεται ένας πυρήνας ηλίου (σωματίδιο α).

Ο κύκλος πρωτονίου-πρωτονίου κυριαρχεί σε μικρά αστέρια και με αργό ρυθμό, ενώ ο κύκλος άνθρακα-αζώτου-οξυγόνου κυρίως σε μεγάλα αστέρια με ταχύ ρυθμό. Αυτό συμβαίνει γιατί όσο μεγαλύτερη η θερμοκρασία του πυρήνα τόσο πιο έντονος είναι ο ρυθμός σύντηξης, αντίθετα με τον σχετικά σταθερό ρυθμό του κύκλου πρωτονίου-πρωτονίου.

Η ενέργεια που δημιουργείται φτάνει στην επιφάνεια μέσω ακτινοβολίας. Πρόκειται όμως για αργή διαδικασία λόγω του πλάσματος, που δεν είναι εύκολα διαπερατό στην ακτινοβολία, και της συναγωγής, δηλαδή ανόδου θερμού υλικού στην επιφάνεια και καθόδου ψυχρότερου προς το κέντρο. Όταν ένα αστέρι αρχίζει να καίει το υδρογόνο του, μπαίνει στην κύρια ακολουθία, όπου θα παραμείνει για το 90% της ζωής του.

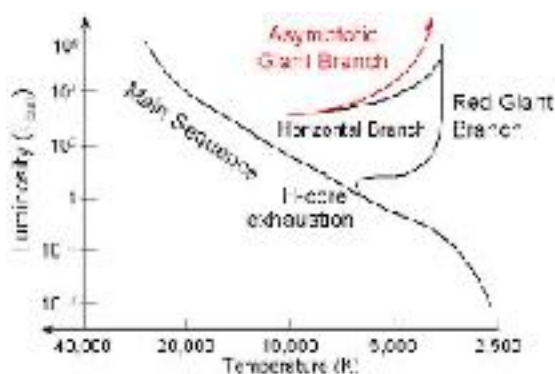
Η εξέλιξη των μικρής μάζας αστεριών

Αστέρια με μάζα μικρότερη των 8 ηλιακών έχουν την εξής εξέλιξη. Μετά την καύση του υδρογόνου ο πυρήνας έχει γεμίσει με ήλιον. Αυτός αρχίζει να συρρικνώνεται, ενώ η καύση του υδρογόνου γύρω από αυτόν γίνεται πιο εντατική. Έτσι φουσκώνει το αστέρι, τα εξωτερικά του στρώματα ψύχονται και κοκκινίζουν. Το αστέρι φεύγει από την κύρια ακολουθία και μπαίνει στον κλάδο των κόκκινων γιγάντων. Στα μισά του κλάδου για πρώτη φορά βαρύτερα υλικά μεταφέρονται από το εσωτερικό του αστέρα στην επιφάνεια, λόγω ισχυρής συναγωγής. Πρόκειται για αναλογικά λιγότερο άνθρακα και περισσότερο άζωτο, καθώς και λίγο ήλιον, (το τελευταίο αποτελεί προϊόν του, έστω και πολύ περιορισμένου, κύκλου CNO).

Στο μεταξύ στον πυρήνα η θερμοκρασία έχει φτάσει τους 100 εκ βαθμούς,

επιτρέποντας την καύση του ηλίου σε άνθρακα και οξυγόνο. Γύρω από αυτόν εξακολουθεί να καίγεται υδρογόνο σε ήλιο. Στα μικρά αστέρια τότε συμβαίνει η διαδικασία helium flash (γρήγορη καύση ηλίου λόγω εκφυλισμού της ύλης). Η νέα αυτή πηγή ενέργειας του πυρήνα τον θερμαίνει απότομα, αλλάζοντας την θέση του αστεριού στο H/R. Ενώ η καύση του υδρογόνου διάρκεσε 10 δις έτη (για ένα αστέρι ηλιακής μάζας), η διάρκεια της καύσης του στοιχείου ήλιου είναι μόλις 100 εκ. έτη. Αυτό συμβαίνει επειδή η καύση του ήλιου έχει μόνο 10% της απόδοσης που έχει η καύση υδρογόνου, με συνέπεια το αστέρι να αναγκάζεται να κάψει περισσότερη ύλη για να αντιμετωπίσει την βαρυτική πίεση. Κατά τη διαδικασία του helium flash το άστρο συρρικνώνεται, με αποτέλεσμα η επιφανειακή του θερμοκρασία να αυξάνεται. Τώρα το αστέρι είναι στον οριζόντιο κλάδο (τα μεγάλα αστέρια καίνε πιο ομαλά το ήλιο και δεν ανεβαίνουν στον οριζόντιο κλάδο).

Όσο βρίσκεται εκεί θα παρουσιάζει έντονους παλμούς, θα είναι δηλαδή ένας μεταβλητός τύπου Κηφείδη. Μετά την καύση όλου του ήλιου στον πυρήνα, έχουμε από έξω προς τα μέσα την εξής διαμόρφωση του αστέρα: το στρώμα καύσης υδρογόνου, το στρώμα καύσης ηλίου και τον πυρήνα άνθρακα-οξυγόνου. Το αστέρι βρίσκεται πια στον ασυμπτωτικό κλάδο.



Το στρώμα καύσης ηλίου γίνεται όλο και λεπτότερο, με συνέπεια να είναι πιο επιρρεπές σε θερμικές αλλαγές. Μικρή αύξηση της θερμοκρασίας του πυρήνα οδηγεί σε ανεξέλεγκτη αύξηση της θερμοκρασίας αυτού του στρώματος. Επηρεάζεται και το στρώμα καύσης υδρογόνου, κάνοντας το αστέρι να πάλλεται κάθε λίγες χιλιάδες έτη. Το ανακάτεμα των 2 στρωμάτων έχει ως αποτέλεσμα άνθρακα και οξυγόνο να ανεβαίνουν στα εξωτερικά στρώματα. Όταν και το άζωτο αρχίζει να ανεβαίνει, αλληλοεπιδρά με το ήλιο με αποτέλεσμα την δημιουργία χλωρίου, οξυγόνου και νέον. Στα μεγάλα αστέρια το νέον (Ne) δημιουργεί μαγνήσιο (Mg). Αυτή η μεταστοιχείωση συμβαίνει με την αργή απορρόφηση νετρονίων (S process, Slow). Για τα αστέρια μικρής μάζας η εξέλιξή τους τερματίζει εκεί. Δεν έχουν αρκετή μάζα ώστε να αναπτύξουν την θερμοκρασία στον πυρήνα που θα επιτρέψει να αρχίσει η καύση του άνθρακα. Απομένουν οι συντήξεις στο στρώμα ηλίου και σε αυτό του υδρογόνου. Όσο αυτά τα στρώματα μετακινούνται προς την επιφάνεια, το αστέρι πάλλεται πιο έντονα. Αρχίζει να διώχνει τα εξωτερικά του στρώματα φτιάχνοντας ένα κέλυφος, το πλανητικό νεφέλωμα, και ο

καυτός πυρήνας του άστρου είναι πια ένας λευκός νάνος χωρίς πυρηνική σύντηξη. Η θερμοκρασία του είναι 100000 β, με μάζα μισή ως 1 ηλιακή, και η πορεία του στο H/R είναι από το ανώτερο άκρο στον ασυμπυκνωτικό κλάδο δεξιά επάνω(λαμπρός και ψυχρός) κάθετα προς τα αριστερά κάτω (αμυδρός και θερμός). Ο λευκός νάνος χρειάζεται άλλα 7 δις έτη να ψυχθεί τελειώς. Αντίθετα, το πλανητικό νεφέλωμα θα διαλυθεί από τον δυνατό αστρικό άνεμο του λευκού νάνου σε λιγότερο από 100000 έτη. Άρα σήμερα δεν έχει ακόμα ψυχθεί κανένας λευκός νάνος στη θερμοκρασία του σύμπαντος. Η πυκνότητά του είναι 1 δις κιλά ανά τετραγωνικό μέτρο (εκφυλισμένη ύλη).

Η εξέλιξη των αστέρων μεγάλης μάζας

Τα αστέρια 20 ηλιακών μαζών καίνε το υδρογόνο τους μόλις σε λίγα εκ. έτη. Φτάνουν και αυτά στον κλάδο των γιγάντων με στρώματα καύσης και αναπτύσσουν θερμοκρασία πάνω από 1 δις βαθμούς στον πυρήνα, με αποτέλεσμα να συντηχθεί ο άνθρακας. Με την διαδικασία της σύντηξης και της απορρόφησης σωματιδίων α δημιουργούνται τα στοιχεία νέον, νάτριο, μαγνήσιο και μετά φωσφόρος, θείο, αργό, ασβέστιο, τιτάνιο, χρώμιο. Σε αυτή την θερμοκρασία απελευθερώνονται τεράστια ποσά νετρίνων, που ασκούν πίεση στα εξωτερικά στρώματα. Έτσι ο πυρήνας συνεχίζει να συρρικνώνεται και οι καύσεις επιταχύνονται. Μόλις 100 χρόνια χρειάζεται ο άνθρακας για να συντηχθεί σε πυρίτιο. Η καύση του στους 3 δις βαθμούς είναι και το τελευταίο στάδιο θερμοπυρηνικής σύντηξης. Μέσα σε 1 μέρα έχει ολοκληρωθεί η καύση του πυριτίου σε πάνω από 1 ηλιακή μάζα σίδηρο. Ο πυρήνας σιδήρου- νικελίου δεν συντήκεται άλλο, αφού κάτι τέτοιο δεσμεύει αντί να απελευθερώνει ενέργεια. Τότε ο πυρήνας σιδήρου εκφυλίζεται.

Το άστρο μοιάζει με ένα τεράστιο κρεμμύδι, όπου σε κάθε στρώμα γίνεται και καύση άλλου στοιχείου. Είναι ακόμα στον κλάδο των γιγάντων. Ακολουθεί μια έκρηξη σουπερνόβα II. Ο πυρήνας νικελίου-σιδήρου καταρρέει υπό το βάρος του. Τα ηλεκτρόνια πιέζονται στον πυρήνα, όπου τα πρωτόνια μέσω διάσπασης β μετατρέπονται σε νετρόνια.

Αν ο πυρήνας είχε κατά την κατάρρευση 1,4 -3 ηλιακές μάζες, θα δημιουργηθεί ένα αστέρι νετρονίων. Αυτό έχει διάμετρο μόλις 10-20 χιλιόμετρα (ο ήλιος έχει 1,4 εκ χιλ. διάμετρο) και περιστρέφεται πολλές φορές το δευτερόλεπτο. Ένα κυβικό εκατοστόμετρο, όσο ένας κύβος ζάχαρης βάρους 2 γραμμάρια, θα ζύγιζε εκεί 10 τρις τόνους! Επίσης, οι αστέρες νετρονίων έχουν τα πιο ισχυρά μαγνητικά πεδία του σύμπαντος. Αν ο πυρήνας είναι μεγαλύτερος, τότε η πίεση των νετρονίων δεν μπορεί να αντισταθμίσει την βαρύτητα και δημιουργείται μια μαύρη τρύπα. Ένας πυρήνας 3-5 ηλιακών μαζών συγκεντρώνεται σε χώρο ίσο με μια κεφαλή καρφίτσας! Ο χωρόχρονος γύρω από τη μαύρη τρύπα καμπυλώνεται πολύ έντονα.

Σουπερνόβα Ia

Όταν σε διπλά αστέρια το ένα έχει μετατραπεί σε λευκό νάνο, συσσωρεύει υλικό από την επιφάνεια του συνοδού του. Όταν η μάζα του ξεπεράσει τις 1,4 ηλιακές μάζες, αρχίζει να καταρρέει. Η πίεσή του ανεβαίνει, ενώ για κβαντομηχανικούς λόγους (εκφυλισμένη ύλη του λευκού νάνου) η θερμοκρασία του μένει ανεξάρτητα σταθερή. Αυτό έχει ως συνέπεια την σύντηξη του πυρήνα άνθρακα. Έτσι ανεβαίνει η θερμοκρασία χωρίς να αυξήσει την πίεση (ανεξάρτητα μεγέθη λόγω εκφυλισμένης ύλης). Αν η ύλη δεν ήταν εκφυλισμένη η αύξηση της πίεσης θα είχε ως συνέπεια την διαστολή του λευκού νάνου και την ελάττωση της θερμοκρασίας του. Όμως αυτό δεν συμβαίνει και η καύση γίνεται ανεξέλεγκτη σε σίδηρο και νικέλιο, με συνέπεια ο λευκός νάνος να εκραγεί. Απελευθερώνει όλο το υλικό του στη μεσοαστρική ύλη, χωρίς να αφήσει υπόλειμμα, και γίνεται ο κύριος προμηθευτής σιδήρου του σύμπαντος. Ενώ αντίθετα στην κατάρρευση μεγάλου αστέρα, το σίδηρο δεσμεύεται (καταρρέει) στον αστέρα νετρονίων ή στην μαύρη τρύπα.

Σουπερνόβα II

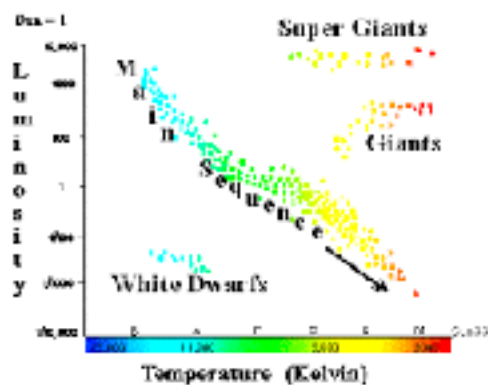
Σε ένα μεγάλης μάζας αστέρι που μέσω θερμοδυναμικών συντήξεων έχει αποκτήσει πυρήνα σιδήρου-νικελίου έχουμε το φαινόμενο photodistintegration, δηλαδή λόγω τεράστιας θερμοκρασίας τα φωτόνια διασπούν τους πυρήνες σιδήρου σε νετρόνια και πρωτόνια. Αυτό, αντίθετα με την σύντηξη, δεσμεύει ενέργεια, με συνέπεια την απώλεια πίεσης που οδηγεί στην κατάρρευση (δεν αντισταθμίζεται η βαρύτητα από την πίεση). Πιο αναλυτικά, στο τέλος των συντήξεων ο πυρήνας ισορροπεί βαρυτικά λόγω της πίεσης των ηλεκτρονίων. Τα πρωτόνια από την παραπάνω διαδικασία συλλαμβάνουν τα ηλεκτρόνια και σχηματίζουν νετρόνια και νετρίνα. Αυτό οδηγεί στην απώλεια πίεσης που αναφέραμε (χάνεται η πίεση των ηλεκτρονίων), με αποτέλεσμα την ταχύτατη (70000 χιλιόμετρα το δευτερόλεπτο) κατάρρευση του πυρήνα. Με τέτοια ταχύτητα όλη η Γη θα μάζευε σε μια μπάλα με 50 χιλιόμετρα διάμετρο σε μόλις 1 δευτερόλεπτο. Το υλικό από τα αμέσως εξωτερικά στρώματα ακολουθεί με μικρότερη ταχύτητα. Προσκρούει στον πυρήνα και πλέον κινείται προς τα έξω. Έτσι συγκρούεται με υλικό από τα πιο εξωτερικά αστρικά στρώματα. Εκεί, πάλι λόγω του φαινομένου που αναφέραμε, δημιουργούνται νετρόνια, τα οποία σε διάστημα δευτερολέπτων δημιουργούν τα στοιχεία βαρύτερα του σιδήρου με την ταχεία απορρόφηση νετρονίων (r-rapid Progress). Αυτή η διαδικασία αποσβένει την ενέργεια και φέρνει το ωστικό αυτό κύμα σε ηρεμία. Όμως ο τεράστιος αριθμός των νετρίνων που έχει παραχθεί διαλύει τελικά τα εξωτερικά στρώματα του αστέρα.

Η λαμπρότητα των σουπερνόβα

Τα νετρίνα που μας έρχονται από τις εκρήξεις σουπερνόβα, προηγούνται των φωτονίων, που μπορούν να διαφύγουν ελεύθερα μόνο μετά από 15 δις χιλιόμετρα απόσταση από τον αστρικό πυρήνα, όπου πλέον το υλικό είναι αρκετά αραιό. 10 σουπερνόβα λάμπει όσο όλος ο γαλαξίας. Η λάμψη οφείλεται στην διάσπαση του ραδιενεργού νικελίου 56, με ημιζωή 6 μέρες, σε κοβάλτιο 56 με ημιζωή 78 μέρες, και μετά σε (σταθερό) σίδηρο. Οι τύπου Ia λάμπουν λίγες μέρες ενώ οι τύπου II μερικές εβδομάδες, λόγω εξέλιξης του ωστικού κύματος. Οι τύπου Ia δεν έχουν υδρογόνο στο φάσμα τους.

Οι Ia χρησιμεύουν σαν κεριά λαμπρότητας, αφού περίπου είναι όλες ίδιες λαμπρότητας (απόλυτη λαμπρότητα -19,2) και έτσι μας βοηθάνε στην μέτρηση αποστάσεων.

Το διάγραμμα H/R

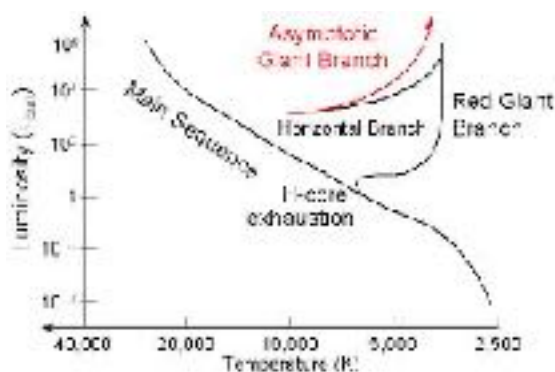


Πολλές φορές αναφέραμε την κύρια ακολουθία και τους κλάδους του H/R. Σε αυτό το διάγραμμα κατατάσσουμε τα αστέρια ανάλογα με το χρώμα(επιφανειακή θερμοκρασία) και την λαμπρότητά τους. Τα πιο θερμά αστέρια είναι αριστερά ενώ τα λιγότερο θερμά δεξιά. Ψηλά είναι τα λαμπρά και κάτω τα αμυδρά (λιγότερο λαμπρά) .

Η λαμπρότητα εκφράζει την επιφανειακή βαρυτική επιτάχυνση (μέγεθος της επιφανείας προς μάζα) του αστέρα. Η κύρια ακολουθία (από δεξιά κάτω προς τα αριστερά πάνω) φιλοξενεί τα αστέρια κατά την διάρκεια της σύντηξης του υδρογόνου σε ήλιον στον αστρικό πυρήνα. Σε αυτή την φάση ένα αστέρι αποκτάει σταθερή θερμοκρασία και λαμπρότητα. Το πόσο ψηλά στην κύρια ακολουθία θα είναι εξαρτάται από την μάζα του. Όμως σε αυτή την φάση ένα αστέρι μπορεί να βρίσκεται μόνο σε αυτήν την ακολουθία, άρα υπάρχει σχέση μεταξύ μάζας και λαμπρότητας. Βάση αυτής κατατάσσουμε τα αστέρια στις κατηγορίες O, B, A, F, G, K, M. Το 90% της ζωής του το αστέρι φιλοξενείται εκεί, άρα είναι και ανάλογο το ποσοστό των αστερων που παρατηρούμε στην κύρια ακολουθία. Σε αυτή τη διάρκεια εξελίσσεται πολύ λίγο, μένει σχετικά ακίνητο στο διάγραμμα.

Το σημείο όπου ένα αστέρι εγκαταλείπει την κύρια ακολουθία λέγεται σημείο Turn off (εκτροπής). Τότε το αστέρι μπαίνει στον κλάδο των γιγάντων. Εξελίσσεται διαγώνια προς τα δεξιά και πάνω, δηλαδή προς το πιο ψυχρό, αλλά αντίθετα με την κύρια ακολουθία, και προς το πιο λαμπρό. Εκεί θα περάσει το μεγαλύτερο διάστημα της υπόλοιπης ζωής του. Πλέον ο πυρήνας του έχει γεμίσει με ήλιον, ενώ καίει υδρογόνο γύρω από αυτόν. Θα ονομάζεται πια κόκκινος γίγαντας, με πορτοκαλί χρώμα στην πραγματικότητα.

Υπάρχουν και άλλοι 2 κλάδοι, ο οριζόντιος των γιγάντων και ο ασυμπτωτικός. Μετά τον κλάδο των γιγάντων το αστέρι περνάει σύντομα από τον οριζόντιο, όπου, όπως μαρτυράει το όνομά του, δεν μεταβάλλει την λαμπρότητά του αλλά μόνο αυξάνει την θερμοκρασία του. Πλέον καίει το ήλιον στον πυρήνα του και υδρογόνο στο αμέσως εξωτερικό στρώμα. Στον ασυμπτωτικό κλάδο τερματίζει (ένα μικρής ή μεσαίας μάζας αστέρι) την θερμοπυρηνική σύντηξη.



Ενδιαφέρον παρουσιάζουν τα διαγράμματα των σημνών, όπου όλα τα άστρα έχουν περίπου την ίδια ηλικία και διαφέρουν από τη μάζα τους.

Στην μελέτη των αρχαίων αστέρων χρησιμοποιούμε μια παραλλαγή του διαγράμματος. Αντί για τη λαμπρότητα, συγκρίνουμε την επιφανειακή βαρυτική επιτάχυνση, με την θερμοκρασία. Αυτό μας δίνει τις ισόχρονες, δηλαδή καμπύλες με την εξέλιξη αστέρων διαφορετικές μάζας, αλλά ίδιας ηλικίας.

Επικεντρωνόμαστε στα αστέρια με ηλικία 12 δις έτη και χαμηλή μεταλλικότητα (0,1-0,001 της ηλιακής περιεκτικότητας σε σίδηρο). Το σημείο εκτροπής, ανάλογα την μεταλλικότητα, είναι στους 6000-6700 β Κέλβιν. Τα πιο φτωχά σε μέταλλα άστρα, όπως είναι τα αρχαία, είναι θερμότερα, άρα πιο μπλε. Στον κλάδο των γιγάντων αυτή η διαφορά εξασθενεί. Λόγω ηλικίας και θέσης στο διάγραμμα συμπεραίνουμε ότι αυτά τα αστέρια είναι 0,8-0,6 ηλιακών μαζών. Αν με αυτήν την μάζα είχαν την μεταλλικότητα του Ηλίου μας, το σημείο εκτροπής τους θα ήταν στους 4000 βαθμούς περίπου. Θέλουμε να επιλέγουμε ερυθρούς γίγαντες στο αρχικό τους στάδιο(πριν το υλικό από το εσωτερικό τους αναδευτεί στην επιφάνεια), λόγω χαμηλότερης θερμοκρασίας τους. Μας δίνουν πιο ευκρινή φάσματα.

Μας ενδιαφέρει μέσω των αστέρων να γνωρίσουμε την σύσταση του αρχικού

νεφελώματος, άρα θέλουμε το άστρο που μελετάμε να είναι <αμόλυντο>, και από τις εσωτερικές του διεργασίες, αλλά και από την μεσοαστρική ύλη. Ευτυχώς παρατηρούμε τα αστέρια στην άλω, να κινούνται αρκετά γρήγορα ώστε να μην μπορέσουν να επηρεαστούν από τα λίγα νέφη αερίων που θα συναντήσουν. Και φυσικά πρέπει να μην έχουν απορροφήσει υλικό από κάποιον συνοδό αστέρα.

Απορρόφηση νετρονίων

Είδαμε λοιπόν ότι στα αστέρια η σύντηξη τερματίζεται στον σίδηρο. Υπάρχει όμως μια άλλη διαδικασία, η απορρόφηση νετρονίων, που μας δίνει τα βαρύτερα του σιδήρου στοιχεία. Όταν ένας πυρήνας σιδήρου αιχμαλωτίζει νετρόνια, έχουμε ένα πολύ πλούσιο σε νετρόνια και ασταθές ισότοπο του σιδήρου. Αυτό θα χάσει πάλι νετρόνια, δημιουργώντας σταθερότερα ισότοπα. Αν κάποιο νετρόνιο μετατραπεί σε πρωτόνιο μέσω διάσπασης β, θα δημιουργηθεί ένας πυρήνας κοβαλτίου, που είναι βαρύτερο στοιχείο από το σίδηρο. Άρα οι πυρήνες σιδήρου πρέπει να βομβαρδιστούν με πολλά νετρόνια, ώστε να χτίσουν τα βαρύτερα στοιχεία.

Αυτή η διαδικασία τελειώνει στο βισμούθιο 83, με τελευταίο πραγματικά σταθερό στοιχείο τον μόλυβδο 82, με 125-127 νετρόνια. Η διαδικασία αυτή χωρίζεται σε αργή και ταχεία.

Αργή απορρόφηση (s-progress)

Στα πλανητικά νεφελώματα γύρω από λευκούς νάνους (απομεινάρια αστέρων μικρής μάζας, ως 8 ηλιακές) βρίσκουμε τα στοιχεία νέον, γερμάνιο, σελήνιο, βρώμιο, ξένο και ρουβίδιο. Αυτά τα στοιχεία δημιουργήθηκαν σε ερυθρούς γίγαντες, κατά τη αργή απορρόφηση. Όταν ο ερυθρός γίγαντας είναι πλέον στον ασυμπτωτικό κλάδο, του απομεινεί μόλις το 1% της συνολικής ζωής του. Η ατμόσφαιρά του είναι πολύ εκτεταμένη, που σημαίνει ότι μόνο μέσω της συναγωγής μπορεί να μεταφερθεί ενέργεια σε αυτήν από το εσωτερικό του. Με εκατοντάδες φορές την ηλιακή διάμετρο πάλλεται συνεχώς, συνάγοντας στοιχεία αργής απορρόφησης στην επιφάνειά του. Μοιάζει με τεράστια μπετονιέρα. Μέσω των αστρικών ανέμων του σκορπά αυτά τα στοιχεία στα μεσοαστρικά νεφελώματα.

Κάτω από αυτή τη γιγάντια ατμόσφαιρα υπάρχει το στρώμα σύντηξης υδρογόνου και πιο κάτω, αυτό της σύντηξης του ηλίου. Ανάμεσα σε αυτά σε ένα παλλόμενο στρώμα γίνεται η αργή απορρόφηση νετρονίων. Η πηγή νετρονίων είναι ισότοπα άνθρακα και νέον, που αιχμαλωτίζουν σωματίδια α (πυρήνες ηλίου). Σε κάθε τέτοια πράξη απελευθερώνεται 1 νετρόνιο. Έτσι έχουμε μια σχετικά αραιή, αλλά διαρκής πυκνότητα νετρονίων, περίπου 100 εκατ. νετρόνια το τετραγωνικό εκατοστό. Για εκατοντάδες χιλιάδες χρόνια πυρήνες σιδήρου απορροφούν νετρόνια.

Ένα νετρόνιο μετατρέπεται σε πρωτόνιο με την απορρόφηση ενός φωτονίου. Με αυτόν τον τρόπο δημιουργούνται τα μισά από τα βαρύτερα του σιδήρου στοιχεία. Πολλά γίνονται και με τις 2 διαδικασίες, αλλά μερικά, όπως το στρόντιο, το μολυβδαίνιο και το παλλάδιο δημιουργούνται αποκλειστικά στην αργή απορρόφηση. Οι ποσότητες είναι ελάχιστες, 1 εκατομμύριο φορές λιγότερες από τα στοιχεία της οικογένειας του σιδήρου. Αν το αρχικό αστέρι είναι φτωχό σε μέταλλα, μένουν πολλά ελεύθερα νετρόνια, και η διαδικασία φτάνει μέχρι τον μόλυβδο. Αν είναι πλούσιο σε μέταλλα, τότε οι σχετικά πολλοί πυρήνες σιδήρου εξαντλούν γρήγορα τα νετρόνια και η διαδικασία σταματάει σε κάποιο ελαφρύτερο στοιχείο.

Ο σίδηρος υπάρχει στα αστέρια από το αρχικό νεφέλωμα, άρα από προηγούμενα άστρα. Έτσι γνωρίζουμε ότι στα πρώτα άστρα αυτή η διαδικασία δεν μπορούσε να συμβεί, αφού δεν υπήρχε σίδηρος στη σύστασή τους (τα νέφη τότε δεν είχαν καθόλου βαρύτερα στοιχεία).

Γρήγορη απορρόφηση νετρονίων(r-progress)

Σε αστέρια με 8 και πάνω ηλιακές μάζες, που τελειώνουν τη ζωή τους σε μια έκρηξη σουπερνόβα, σε μόλις 2-3 δευτερόλεπτα δημιουργούνται όλα τα στοιχεία της γρήγορης απορρόφησης. Πυρήνες άνθρακα ή σιδήρου βομβαρδίζονται με απίστευτο αριθμό νετρονίων. Η συχνότητα του βομβαρδισμού είναι 10^{22} νετρόνια το δευτερόλεπτο ανά τετραγωνικό εκατοστό. Η διαδικασίες γίνονται ταχύτατα, και πολλά από τα στοιχεία αυτά, τα πλέον βαρύτερα, είναι ραδιενεργά (ασταθή), όπως το φθόριο και το ουράνιο. Αυτή η διαδικασία συνέβη και στα πρώτα τεράστια αστέρια του σύμπαντος.

Επίσης παρατηρούμε περίπου τις ίδιες αναλογίες αυτών των στοιχείων σε διάφορα αστέρια, άρα αυτή η διαδικασία δίνει πάντα σχεδόν ίδιες αναλογίες στοιχείων. Ένα ακόμη συμπέρασμα είναι ότι η παραγωγή αυτών των στοιχείων δεν εξαρτάται από την παραγωγή των ελαφρύτερων, ως το σίδηρο, στοιχείων. Έτσι, στα αρχαία αστέρια παρατηρούμε την αναλογία από αυτά τα στοιχεία αμέσως μετά τα πρώτα τεράστια αστέρια.

Χημική εξέλιξη του σύμπαντος

Άρα έχουμε

- 1) τα στοιχεία που δημιουργήθηκαν κατά τη μεγάλη έκρηξη, υδρογόνο και ήλιον, με ελάχιστο βηρύλλιο. Αποτελούν την συντριπτική πλειοψηφία των ατόμων του σύμπαντος.
- 2) Τα στοιχεία μέχρι το σίδηρο, αποτέλεσμα θερμοπυρηνικών συντήξεων μέσα στα αστέρια.
- 3) Τα στοιχεία αργής απορρόφησης νετρονίων από τους ερυθρούς γίγαντες.
- 4) Τα στοιχεία γρήγορης απορρόφησης νετρονίων από τις εκρήξεις σουπερνόβα τύπου II.

Τα φτωχά σε μέταλλα αστέρια μας δίνουν την εικόνα της αναλογίας των στοιχείων στο πρώιμο σύμπαν και τα πλούσια σε μέταλλα στο νεότερο.

Η μεταλλικότητα (αναλογία σιδήρου με υδρογόνο) αποτελεί μέτρο για την χρονική απόσταση των άστρων από την μεγάλη έκρηξη.

Τα στοιχεία

Το ήλιον δεν ανιχνεύεται παρά μόνο σε φάσματα αστέρων με θερμοκρασία άνω των 7000 β Κέλβιν, άρα όχι στα αρχαία αστέρια. Η αναλογία του είναι περίπου το 25% της μάζας της ορατής ύλης.

Το λίθιο εντοπίζεται στα αρχαία μικρότερα, πιο ψυχρά αστέρια, αλλά επειδή στο εσωτερικό των αστέρων μετατρέπεται εύκολα σε άλλα στοιχεία μέσω αιχμαλώτισης ενός πρωτονίου, σπανίζει στο σύμπαν.

Ο άνθρακας, το άζωτο και το οξυγόνο εμπλουτίζουν το σύμπαν μέσω της σύντηξης, αλλά και των εκρήξεων σουπερνόβα. Ο άνθρακας δημιουργείται στην σύντηξη με τη διαδικασία 3α (3 πυρήνες του στοιχείου ήλιου), και το οξυγόνο με τη περαιτέρω πρόσληψη σωματιδίου α. Το άζωτο δημιουργείται στον κύκλο άνθρακα-οξυγόνου. Στα μεγάλα πρώτα αστέρια δημιουργήθηκαν μεγάλες ποσότητες αυτών των στοιχείων. Στα αρχαία αστέρια παρατηρούμε ίση ποσότητα άνθρακα με σίδηρο. Στα πιο φτωχά σε μέταλλα αστέρια έχουμε περισσότερο άνθρακα.

Στοιχεία α

Το μαγνήσιο, το ασβέστιο, το πυρίτιο και το τιτάνιο έχουν πυρήνα πολλαπλάσιο του πυρήνα του στοιχείου ήλιου. Δίνουν χοντρές φασματικές γραμμές και διακρίνονται εύκολα σε όλα τα αστέρια.

Δημιουργούνται κατά τη σύντηξη σε μεγάλα αστέρια. Όταν άρχισαν να γίνονται εκρήξεις σουπερνόβα τύπου Ia, δηλαδή αφού δημιουργήθηκαν λευκοί νάνοι (1 δις έτη μετά την μεγάλη έκρηξη) άλλαξε η αναλογία τους με τον σίδηρο. Σε αυτές τις εκρήξεις απελευθερώνεται πολύς σίδηρος και καθόλου στοιχεία-α. Άρα στα αρχαία αστέρια υπάρχει σχετικά μεγάλη αναλογία στοιχείων-α.

Η ομάδα του σιδήρου

Τα στοιχεία βανάδιο, χρώμιο, μαγγάνιο, σίδηρος, κοβάλτιο, νικέλιο και χαλκός δημιουργούνται κατά το τελευταίο στάδιο σύντηξης στα μεγάλα αστέρια και κατά τα σουπερνόβα. Στα αρχαία αστέρια είναι αυξημένα τα (σχετικά με τον σίδηρο) ποσοστά του κοβαλτίου από ότι στα νεότερα. Άρα τότε είχαμε πιο έντονη παραγωγή του. Το χρώμιο και το μαγγάνιο δείχνουν το αντίθετο, ενώ το νικέλιο και το σκάνδιο μένουν σταθερά.

Στοιχεία απορρόφησης νετρονίων

Είναι σπάνια (1 εκ. φορές μικρότερη αναλογία από το σίδηρο). Υπάρχουν αστέρια που είναι συνοδοί ερυθρών γιγάντων ή βρίσκονται κοντά σε εκρήξεις σουπερνόβα, με αποτέλεσμα να εμπλουτιστούν σε αυτά τα στοιχεία. Στην αναζήτηση όμοιων με τη Γη εξωπλανητών προτιμούμε τέτοια εμπλουτισμένα αστέρια, λόγω του ότι πολλά από αυτά τα στοιχεία είναι βασικά για τη ζωή.

Ραδιοχρονολόγηση αστέρων

Με αυτήν την μέθοδο μπορούμε να μάθουμε με ακρίβεια την ηλικία κάποιων αστέρων. Στα αστέρια με έντονη παρουσία στοιχείων από ταχεία απορρόφηση νετρονίων και με χαμηλή μεταλλικότητα μετράμε την ποσότητα του φθορίου, που είναι ραδιενεργό με χρόνο ημιζωής τα 14 δις έτη. Σε άλλα μετράμε το ουράνιο, με χρόνο ημιζωής 4,7 δις έτη. Αυτά τα 2 στοιχεία έχουν αρκετά μεγάλο χρόνο ημιζωής, ώστε μετά από 13 δις έτη περίπου, που είναι η ηλικία των αρχαίων αστεριών, να μην έχουν διασπαστεί σε μόλυβδο. Λόγω της χαμηλής μεταλλικότητας αυτών των αστέρων συμπεραίνουμε ότι προέρχονται από νεφέλωμα που εμπλουτίστηκε από μία και μόνο έκρηξη σουπερνόβα.

Αυτή η μέθοδος μας δείχνει πόσο φθόριο ή ουράνιο έχει σήμερα το άστρο, αλλά για να γνωρίζουμε πόση ήταν η αρχική ποσότητα καταφεύγουμε σε θεωρητικά μοντέλα παραγωγής αυτών των στοιχείων σε σουπερνόβα. Είναι πιο εύκολο να υπολογίσουμε την ποσότητά τους σε σχέση με άλλα σταθερά στοιχεία ταχείας απορρόφησης, όπως το ευρώπιο, το ιρίδιο, το όσμιο. Κάθε σχέση αναλογίας ενός τέτοιου στοιχείου με ένα ραδιενεργό ονομάζεται κόσμο-χρονόμετρο.

Χρησιμοποιούμε και την αναλογία ουρανίου-φθορίου. Όσα περισσότερα στοιχεία έχουμε τόσο πιο μεγάλη ακρίβεια υπάρχει στην χρονολόγηση. Αν το μοντέλο προβλέπει μια αρχική αναλογία ουρανίου-φθορίου 1 προς 2, μετά από 4 δις έτη αυτή θα έχει γίνει 1 προς 8.

Βέβαια η αρχική ηλικία είναι αυτή της έκρηξης σουπερνόβα, αλλά θεωρούμε ότι στο πρώιμο σύμπαν η αστρογέννεση μετά την διαταραχή ενός νεφελώματος από έκρηξη σουπερνόβα ήταν άμεση.

Το ευρώπιο είναι ένα στοιχείο που παράγεται μόνο με την ταχεία απορρόφηση.

Έτσι είναι ιδιαίτερα σημαντικός ο εντοπισμός της φασματικής του γραμμής, κάτι που έχουμε καταφέρει σε 350 αρχαία αστέρια. Σε αστέρια κανονικής αναλογίας στοιχείων δεν εμφανίζεται καθόλου.

Έτσι συμπεραίνουμε ότι το 5% των φτωχών σε μέταλλα αστέρια είναι αστέρια

πλούσια σε στοιχεία ταχείας απορρόφησης. Στα περισσότερα από αυτά υπολογίστηκε η ηλικία τους με την σχέση ευρώπιο-φθόριο. Σε αυτά τα αστέρια όμως δεν ανιχνεύτηκε ουράνιο. Για να βρούμε το ουράνιο με την ισχυρή φασματική γραμμή του χρειάζεται

- 1) Το αστέρι να έχει μεγάλη αναλογία στοιχείων ταχείας απορρόφησης σε σχέση με τον σίδηρο.
 - 2) Να είναι πολύ λαμπρό, ώστε να διαβάζεται η φασματική γραμμή του ουρανίου.
 - 3) Να είναι πολύ φτωχό σε μέταλλα, ώστε οι γραμμές άλλων στοιχείων (σίδηρος, τιτάνιο) να μην επικαλύπτουν αυτή του ουρανίου.
 - 4) Να είναι ψυχρό, στους 4500-5000 β Κέλβιν, δηλαδή στον κλάδο των ερυθρών γιγάντων.
 - 5) Να είναι φτωχό σε άνθρακα, ώστε αυτός να μην καλύπτει την φασματική γραμμή του ουρανίου.
- Έτσι είναι σπάνιες οι περιπτώσεις που μπορούμε να χρησιμοποιήσουμε το ουράνιο, ενώ το φθόριο έχει ισχυρότερη φασματική γραμμή. Ακόμα πιο δύσκολα αναγνώσιμη είναι η γραμμή του μόλυβδου. Τα αρχαία αστέρια είναι τελικά ηλικίας 12-13,2 δις ετών. Στο αστέρι HE1523-0901 έχουμε 7 κόσμο-χρονόμετρα που μας δίνουν ηλικία 13,2 δις έτη. Όπως είπαμε, για να έχουμε αστέρια αυτής της ηλικίας, αυτά θα πρέπει να είναι μικρότερα από 0,8 ηλιακές μάζες.

Ομαδοποίηση των φτωχών σε μέταλλα αστέρων

Για την κατάταξη των αστέρων με χαμηλή μεταλλικότητα χρησιμοποιούμε μοντέλα κατανομής στοιχείων. Ενώ τα περισσότερα αστέρια έχουν ένα χαρακτηριστικό μοντέλο για αστέρια της άλω, το 10% τους δείχνουν ασυνήθιστα μοντέλα.

Αυτές οι εξαιρέσεις μας διδάσκουν πολλά για τη ζωή και τις εκρήξεις σουπερνόβα των πρώτων αστεριών. Έτσι μπορούμε να βάλουμε σε όρια την μάζα τους και στην ενέργεια της έκρηξης σουπερνόβα. Κάθε ομάδα έχει την δικιά της ιστορία εμπλουτισμού των νεφελωμάτων με μέταλλα, και της χημικής της εξέλιξης.

Κανονικά φτωχά σε μέταλλα αστέρια

Η ομάδα αυτή περιλαμβάνει το 90% αυτών των αστέρων. Η κατανομή των στοιχείων τους μοιάζει με αυτή του Ηλίου. Η διάφορα είναι ότι η απόλυτη μεταλλικότητα είναι πολύ χαμηλότερη του Ηλίου. Επίσης υπάρχει εμπλουτισμός σε στοιχεία α (μαγνήσιο, τιτάνιο, ασβέστιο) σε σχέση με το σίδηρο ($\alpha/\text{Fe}=0,4$). Αυτή είναι και η διαφορά των αστεριών της άλω με αυτά της γαλαξιακής σπείρας.

Αστέρια πλούσια σε άνθρακα

Άνθρακα μπορούμε να μετρήσουμε σε όλα τα φτωχά σε μέταλλα αστέρια. Ο άνθρακας δημιουργείται κατά την καύση του ήλιου ανεξάρτητα από τα άλλα στοιχεία, με εξαίρεση το άζωτο και το οξυγόνο. Στο φάσμα των αστέρων εντοπίζουμε και τα μόρια (CH), (NH), (OH). Οι φασματικές γραμμές των μορίων δεν παρουσιάζονται μεμονωμένες, αλλά πολλές είναι

επικαλυπτόμενες. Το 20% των αστέρων με χαμηλή μεταλλικότητα $(Fe)/(H) < -2$ έχουν 10πλάσιο άνθρακα από σίδηρο $((C)/(Fe) > 1)$. Αυτό είναι πολύ μεγαλύτερο ποσοστό από ότι στα συνήθη αρχαία αστέρια της άλω. Τα περισσότερα έχουν $(C)/(Fe) = 0,5$ έως 1. Όσο πιο φτωχά σε μέταλλα είναι τα αστέρια, τόσο αυξάνεται η περιεκτικότητα σε άνθρακα. Ένα άστρο μπορεί να αποκτήσει τόσο άνθρακα με 2 τρόπους. Ή να ήταν πλούσιο σε άνθρακα το νεφέλωμα, ή να απορροφήσει τον άνθρακα από συνοδό αστέρα κατά την μεταφορά μάζας από αυτόν. Εάν είναι μόνο η αναλογία του άνθρακα τόσο αυξημένη, επικρατεί το πρώτο σενάριο. Στο πρώιμο σύμπαν πρέπει να δημιουργήθηκε μεγάλη ποσότητα άνθρακα στα πρώτα αστέρια, πληθυσμού III. Αυτό βοήθησε στην ψύξη των νεφελωμάτων ώστε να έχουμε έντονη αστρογέννηση, και αστέρια μικρότερης μάζας. Δεν έχει εξηγηθεί η προέλευση του επιπλέον άνθρακα σε αστέρια με $(Fe)/(H) < -3$.

Πλούσια σε αναλογία $\alpha/(Fe)$

Μερικά αστέρια έχουν πολύ μαγνήσιο και πυρίτιο, που υπερβαίνει κατά πολύ την αναλογία των αστεριών της άλω $\alpha/(Fe) = 0.4$. Συνήθως έχουν και πολύ άνθρακα. Αυτό μας βοηθάει να κατανοήσουμε καλύτερα την δημιουργία του άνθρακα και των στοιχείων α .

Πλούσια σε στοιχεία απορρόφησης νετρονίων

Μια σειρά από φτωχά σε μέταλλα αστέρια με $(Fe)/(H) < -2$ δείχνουν πολύ αυξημένα ποσοστά σε στοιχεία από ταχέα ή αργή απορρόφηση νετρονίων. Και αυτά έχουν αυξημένο άνθρακα.

Πλούσια σε μόλυβδο.

Στα φτωχά σε μέταλλα αστέρια η αργή διαδικασία απορρόφησης συνεχίζεται μέχρι τον μόλυβδο. Έτσι αυτό το τελικό προϊόν έχει 100 φορές την αναλογία του σιδήρου στο αστέρι. Αυτά τα αστέρια πρέπει να είναι σε διπλό σύστημα, όπου ο μόλυβδος να παράγεται στον πιο μεγάλο από τους 2 αστέρες, και μετά να μεταφέρεται στην ατμόσφαιρα του μικρότερου. Γνωρίζουμε μόνο λίγα αστέρια από κάθε παραπάνω ομάδα. Μας βοήθησε στην κατανόηση της προέλευσης των στοιχείων στα άστρα.

Τα φτωχότερα σε σίδηρο αστέρια

Τα αστέρια με την μικρότερη μεταλλικότητα έχουν μεγάλες διαφοροποιήσεις στις αναλογίες των μετάλλων τους. Υπάρχει διαφορά της μεταλλικότητας και του ποσοστού σιδήρου.

Ο HE 0107-5240 είναι ένας κόκκινος γίγαντας με $(Fe)/(H) = -5,2$ που έχει 150000 φορές πιο λίγη από την αναλογία του σιδήρου στον Ήλιο. Ο HE 1327-2326 μόλις εγκατάλειψε την κύρια ακολουθία και είναι κοντά στο σημείο εκτροπής. Έχει $(Fe)/(H) = -5,4$ δηλαδή 250000 πιο λίγο σίδηρο από

τον Ήλιο. Στην ατμόσφαιρά του υπάρχει 1 άτομο σιδήρου για 10 δις άτομα υδρογόνου. Λογικά θα έπρεπε αυτά να είναι τα 2 αστέρια με την χαμηλότερη μεταλλικότητα. Όμως τα υπόλοιπα στοιχεία τους δεν ακολουθούν τον σίδηρο σε περιεκτικότητα. Αυτά τα 2 αστέρια έχουν τη μεγαλύτερη αναλογία άνθρακα – οξυγόνου-αζώτου με τον σίδηρο, και σχετικά μεγάλη αναλογία νατρίου, μαγνησίου, ασβεστίου και τιτανίου με τον σίδηρο. Είναι πιο πλούσια σε μέταλλα από ότι δείχνει η περιεκτικότητά τους σε σίδηρο.

Αυτό συμβαίνει σε αστέρια με $(Fe)/(H) < -5$. Στο HE 0107-5240 έχουμε 2500 φορές περισσότερο άνθρακα, 5600 φορές περισσότερο άζωτο και 630 φορές περισσότερο οξυγόνο από σίδηρο. Έχει να κάνει με την παραγωγή CNO στα πρώτα αστέρια. Για τα άλλα στοιχεία, το λίθιο δεν είναι πια μετρήσιμο σε ερυθρούς γίγαντες, επειδή κατά το φούσκωμα του αστέρα καταστρέφεται στα βαθύτερα στρώματα. Λείπει όμως και στο HE 1327-2326, κάτι που μείνει ανεξήγητο. Γενικά όμως το λίθιο εξαλείφεται στα αστέρια. Αντίθετα το αστέρι αυτό έχει 15 φορές περισσότερο στρόντιο από σίδηρο, μάλλον από κάποια ιδιαίτερη μορφή σουπερνόβα στο πρώιμο σύμπαν. Το HE 0107-5240 δεν δείχνει γραμμή στρόντιου.

Σε αστέρια με $(Fe)/(H) = 4,8 - 4,5$ παρατηρούμε πιο κανονική κατανομή στοιχείων. Αυτό μας δείχνει ότι το πρώιμο σύμπαν ήταν χημικά ανομοιογενές με μεγάλες τοπικές διαφοροποιήσεις περιεκτικότητας στοιχείων. Ίσως ένα μόνο αστέρι πληθυσμού III να διαμόρφωνε την σύσταση κάθε νεφελώματος. Αποτελεί μυστήριο η παραγωγή μεγάλης ποσότητας άνθρακα σε σχέση με το σίδηρο. Μάλλον τα μεγάλα τότε αστέρια να αιχμαλώτισαν το σίδηρο στις μαύρες τρύπες τους (υπάρχουν σχετικά μοντέλα αστρικής εξέλιξης για τεράστια, με μάζα πάνω από 250 ηλιακές, αστέρια). Μπορεί να περιστρέφονταν ταχύτατα, με αποτέλεσμα την μεγάλη απώλεια σε άνθρακα από την ατμόσφαιρά τους. Βέβαια πολύ σίδηρο απελευθερώθηκε αργότερα με σουπερνόβα τύπου Ia.

Η εύρεση των φτωχότερων σε μέταλλα αστέρια

Όσο πιο φτωχό σε μέταλλα είναι ένα αστέρι, τόσο πιο ισχνές είναι οι φασματικές του γραμμές. Έτσι πρέπει να απομονώσουμε τον θόρυβο στο φάσμα.

Πρέπει να εξαιρέσουμε και τα πολύ θερμά αστέρια, μιας και δεν ταιριάζουν στο προφίλ των φτωχών σε μέταλλα, και ας δείχνει το φάσμα τους κάτι τέτοιο (πολύ θερμό αστέρι σημαίνει μεγάλο, άρα όχι τόσο παλιό).

Αυτά που δεν εμφανίζουν τη γραμμή του ασβεστίου στα 3933,6 Å είναι οι καλύτεροι υποψήφιοι. Αλλά το φάσμα κάθε αστέρα είναι μοναδικό, σαν δακτυλικό αποτύπωμα.

Όταν έχουμε έναν υποψήφιο, εξετάζουμε ξανά το φάσμα του. Μετά ελπίζουμε να πάρουμε πιο λεπτομερές φάσμα με ένα από τα μεγάλα τηλεσκόπια, όπου είναι πολύ δύσκολο να εξασφαλίσουμε χρόνο παρατήρησης. Εκεί διαπιστώνουμε την ισχνή γραμμή του ασβεστίου και βλέπουμε τα υπόλοιπα μέταλλα να έχουν τις αναλογίες κάποιου σχετικού

μοντέλου. Στην ανακάλυψη του φτωχότερου σε μέταλλα μέχρι σήμερα άστρου HE 1327-2326 υπερεκτιμήθηκε το ασβέστιο, λόγω ενίσχυσης της γραμμής του από την μεσοαστρική ύλη. Η αναλογία του $(Fe)/(H)=-5,4$ αποτελεί το ρεκόρ μέχρι σήμερα.

Σημείωση 1

Αρχαίος γαλαξίας αποκαλύπτει έναν χαμένο κρίκο της αστρικής δημιουργίας.

Αστρονόμοι ανακοίνωσαν πως σε έναν γαλαξία πολύ μεγάλης ηλικίας ανακάλυψαν σώματα από την εξαφανισμένη «γενιά» των τεράστιων αστερών που φώτισαν για πρώτη φορά το σύμπαν. Πριν χαθούν για πάντα, αυτοί οι αστέρες ξεκίνησαν επίσης τη δημιουργία των χημικών στοιχείων που ήταν απαραίτητα για τη δημιουργία των πλανητών και της ζωής. Αν και τα νεότερα άστρα όπως ο Ήλιος μας περιέχουν ποσότητες και από βαριά χημικά στοιχεία, γνωστά ως μέταλλα, στην απαρχή του σύμπαντος η διαθέσιμη αστρική «πρώτη ύλη» ήταν μόνο **υδρογόνο, ήλιο και ίχνη λιθίου**. Οι υπολογισμοί δείχνουν επίσης ότι αυτά τα άστρα των πρώτων γενιών ήταν εκατοντάδες ή και χιλιάδες φορές μεγαλύτερα από τον Ήλιο μας και πως «πέθαναν» πολύ γρήγορα, μόλις 200 εκατομμύρια χρόνια μετά τη Μεγάλη Έκρηξη. Τα άστρα εντοπίστηκαν στον γαλαξία CR7, που επίσης βρέθηκε πρόσφατα και ο οποίος δημιουργήθηκε όταν το σύμπαν είχε ηλικία μόλις 800 εκατομμυρίων ετών.

Το φως από τον γαλαξία χρειάστηκε 12,9 εκατομμύρια χρόνια για να φθάσει στη Γη.

Για την έρευνά τους, οι επιστήμονες χρησιμοποίησαν το Πολύ Μεγάλο Τηλεσκόπιο στη Χιλή, το Παρατηρητήριο Κεκ στη Χαβάη, αλλά και άλλα επίγεια τηλεσκόπια, ώστε να «σαρώσουν» το διάστημα και να εντοπίσουν γαλαξίες με νέφη σχεδόν αποκλειστικά από υδρογόνο, δηλαδή τη σύσταση που είχε το «νεαρό» σύμπαν. Οι σύγχρονοι αστέρες όπως ο Ήλιος μας, οι οποίοι έχουν μεγάλες ποσότητες στοιχείων βαρύτερων από το ήλιο, ανήκουν στον **Πληθυσμό I**. Συνήθως βρίσκονται στις σπείρες των γαλαξιών, όπως στην περίπτωση του Γαλαξία μας. Στην πορεία βρέθηκαν άστρα με μεγαλύτερη ηλικία και με λιγότερα μέταλλα, τα οποία συγκαταλέγονται στον **Πληθυσμό II**. Με τη διατύπωση της θεωρίας της Μεγάλης Έκρηξης, οι αστρονόμοι συνειδητοποίησαν ότι οι πρώτοι αστέρες που σχηματίστηκαν δεν θα πρέπει να έχουν καθόλου μέταλλα, κατατάσσοντάς τους **στον Πληθυσμό III**. Πιθανότατα στον CR7 υπάρχουν και άστρα από τους **Πληθυσμούς II και III**. Ενώ το διαστρικό νέφος δεν περιέχει καθόλου μέταλλα, με βάση τα φασματοσκοπικά δεδομένα, η ακτινοβολία του υπόλοιπου γαλαξία υποδεικνύει ότι το μεγαλύτερο ποσοστό της μάζας του αποτελείται από πιο εξελιγμένους αστέρες. Το γεγονός αυτό αφήνει ανοικτό το ενδεχόμενο τα άστρα Πληθυσμού III να σχηματίστηκαν από τα

απομεινάρια «αρχέγονου» υλικού του γαλαξία. Η μόνη εναλλακτική εξήγηση είναι ένα εντυπωσιακό και θεωρητικό σενάριο, αφού οι αστρονόμοι δεν γνωρίζουν αν όντως συνέβη ποτέ: **ένα αρχέγονο νέφος να παρέκαμψε το στάδιο της αστρικής εξέλιξης και να μετατράπηκε απευθείας σε μαύρη τρύπα.** Παρόλο που δεν είναι δυνατόν να απορριφθεί αυτή η εκδοχή, οι επιστήμονες δεν γνωρίζουν μέσα από ποια ακριβώς βήματα θα μπορούσε να έχει υλοποιηθεί.

Σημείωση 2

Η πρώτη ανακάλυψη λιθίου σε αστέρι (Νοβα)

Ο άνεμος του Nova Centauri 2013, με ταχύτητα 2 εκ. χιλιόμετρα την ώρα, περιέχει ίχνη λιθίου. Η ποσότητα του λιθίου είναι ελάχιστη, ικανή όμως να εξηγήσει την προέλευση (από τις δισεκατομμύρια νόβα που έγιναν στο σύμπαν μέχρι σήμερα) της αναλογίας του στοιχείου στο σύμπαν. Η ανακάλυψη αυτή ήταν ένας χαμένος κρίκος για την χημική εξέλιξη του σύμπαντος.

Σημείωση 3

Η μέχρι τώρα καλύτερη απόδειξη ανίχνευσης αστέρων πληθυσμού III.

Πρόκειται για τα μεγάλης μάζας και ελάχιστης μεταλλικότητας πρώτα αστέρια του σύμπαντος. Στον πολύ μακρινό γαλαξία CR7, έναν γαλαξία με $z=7$, ο με διαφορά πιο λαμπρός τόσο μακρινός γαλαξίας, βρήκαμε ισχυρή εκπομπή ηλίου, αλλά όχι βαρύτερα στοιχεία. Έτσι πιστεύουμε ότι πρόκειται για σμήνος με αστέρια πληθυσμού III.

Αστρική αρχαιολογία	1
Οι πληθυσμοί των αστεριών.	2
Η εξέλιξη των γαλαξιών	2
Αστέρια στην άλω και σε νάνους γαλαξίες	3
Επιλογή υποψήφιων αρχαίων αστέρων	4
Η γέννηση των αστεριών	4
Η εξέλιξη των μικρής μάζας αστεριών	6
Η εξέλιξη των αστέρων μεγάλης μάζας	8
Σουπερνόβα Ia	9
Σουπερνόβα II	9
Απορρόφηση νετρονίων	12
Χημική εξέλιξη του σύμπαντος	13
Στοιχεία απορρόφησης νετρονίων	15
Ραδιοχρονολόγηση αστέρων	15
Ομαδοποίηση των φτωχών σε μέταλλα αστέρων	16
Αστέρια πλούσια σε άνθρακα	16
Πλούσια σε μόλυβδο.	17
Σημείωση 1	19
Σημείωση 2	20
Σημείωση 3	20