질량이 큰 젊은 성단에 있는 O, B형 별의 각운동량

● 성환경[1], 허현오[1], 임범두[2], 박병곤[2]

세종대학교[1], 한국천문연구원[2]

1. 과학 목적 및 요약

질량이 큰 별의 형성과 진화는 고성능 관측기기의 발달에 힘입어 현대 항성천문학에서 매우 흥미로운 주제로 급부상하고 있다. 많은 이론적인 연구 및 모의실험이 수행되었지만, 아직까지도 질량이 큰 별의 형성 과정을 설명하기 위한 이론을 결정적으로 뒷받침하는 관측적인 연구 결과가 발표되고 있지 않다. 별의 생성 과정을 이해하기 위해서는 별 형성 직전에 있는 모성운의 특성을 이해하여야 한다. 질량이 큰 별을 만드는 모성운의 물리적인 특성은 생성된 별의 분광학적인 특성에 고스란히 반영되어 있을 것으로 예상할 수 있다. 질량이 큰 별의 형성을 이해하기 위해서는 무거운 별이 많이 생성되고 있는 starburst형 성단의 특성을 분광관측을 통해 연구하는 것이 유리하다. 따라서 본 연구는 우리은하 내에 있는 starburst형 성단에 있는 질량이 큰 별에 대한 고분산 분광관측으로 각 별의 시선

속도, 투영된 자전속도, 쌍성계 여부 및 쌍성계의 특성을 조사하여, 질량에 따른 각운동량 분포를 조사하고자 한다. 이 관측 자료를 바탕으로 이들 성단이 회전운동을 하는지, 또 질량에 따른 각운동량의 분포에서 불연속이 존재하는지, 쌍성계의 특성이 밀도가 낮은 일반적인 젊은 산개성단과 유사한지를 조사할 것이다.

현재 질량이 큰 별의 생성 과정에 대한 이론은 3가지(질량이 큰 구름핵의 단조수축, 성단의 중심에서 경쟁적 질량 강착, 밀도가 높은 원시성단에서 충돌과 병합)가 있다. 질량이 큰 별의 각운동량 분포, 쌍성계의 질량비, 장반경 등의 특성 분포는 질량이 큰 별의 생성이론 중에서 어느 이론이 자연계에서 가장 잘 작동하는지를 판정해줄 것이다. 또 유사한 수의 O, B형 별을 포함하고 있지만 별의 밀도가 매우 낮은 Cyg OB2 성협의 특성과 비교하여, starburst형 성단의 생성 환경을 알 수 있을 것이며, 이러한 차이를 주는 가장 큰 요인이 무엇인지를 알려줄 것이다. 이 결과는 별 생성이 활발한 starburst 은하, 충돌은하, 우리은하 형성 초기의 구상성단 형성 등에서의 별 탄생을 이해하는 토대가 될 것이다.

2. 연구 필요성, 배경 및 동향

1) 연구의 배경 및 필요성

항성천문학은 우주를 이해하는 가장 기본적인 토대를 제공하며, 별의 생성과 진화는 항성천문학을 지탱하는 두 축이다. 지난 수십 년 동안 관측 장비의 발달과 다파장 관측을 통해, 대부분의 별들이 성단의 형태로 태어난다는 것을 알았다. 또 태양 인근에서 흔하게 발견할 수 있는 질량이 작은 별의 경우, 생성 과정과 초기 진화 등에 대한 많은 이론적 연구가 있었으며, 관측을 통해 많은 정보를 축적하였다. 뿐만 아니라 컴퓨터 성능의 향상에 따라 수치실험을 통해 별의 생성과 진화를 재현하고, 각각의 진화 단계에 관계하는 물리적 과정을 이해하며, 또 관측 결과와 직접적으로 비교할 수 있는 단계에 도달하였다.

질량이 매우 큰 별은 별 자체의 형성과 진화뿐만 아니라 은하의 진화, 특히 화학적 진화에 지대한 영향을 준다. 질량이 매우 큰 별이 방출하는 다량의 자외선 광자와 항성풍은 별과 성단을 만든 모성운을 파괴할 뿐만 아니라, 주변에 있는 질량이 작은 별들의 원반에도 영향을 미치며, 성간물질에 난류를 공급하고, 성단

주위에 새로운 별의 생성을 촉발하기도 한다. 또 질량이 큰 별은 일생 동안 많은 양의 물질을 우주 공간으로 방출하며, 일생의 마지막 단계에서는 핵융합 반응으로 생성한 무거운 원소를 초신성 폭발을 통해 우주 공간에 방출하여 은하 내 성간물질의 특성을 바꾼다. 또 무거운 원소가 많아진 성간물질은 다음 세대 별의 화학조성에 영향을 준다. 이와 같이 질량이 큰 별의 경우 천문학에 미치는 중요성에도 불구하고 생성되는 과정과 주계열의 초기 단계조차도 밀도가 매우 높은 구름 속에 파묻혀 있기 때문에, 질량이 큰 별의 생성과 진화에 대해 여전히 모르는 부분이 많다(Zinnecker & Yorke 2007).

질량이 큰 별이 만들어지는 과정에 대한 이론은 3가지 정도가 있다. Yorke & Sonnhalter(2002)가 제시한 단조수축과 원반을 통한 물질 강착, Bonnell et al. (1997)의 경쟁적 질량 강착과 폭주 성장(runaway growth), 그리고 별의 충돌과 병합 등이다. 단조수축 모형의 경우, 별 생성 이전에 충분히 질량이 큰 구름핵이 만들어져 있어야 하며, 이 고립된 구름핵에서 질량이 큰 별이 만들어진다. 경쟁적 질량 강착은 질량이 큰 별과 작은 별이 함께 만들어지지만 중력 퍼텐셜이 가장 낮은 중심부에서 더 많은 물질의 강착을 통해 질량이 큰 별이 만들어진다는 것이다. 관측으로 두 이론 중에서 보다 타당한 이론을 선택하는 것이 어렵지만, 많은 젊은 산개성단에서 질량분리현상을 보이므로, 경쟁적 질량 강착이 보다 타당해 보인다. 그러나 이들 두 모형으로 만들 수 있는 별의 최대 질량은 먼지의 불투명도 문제와 원시별의 강한 복사압 등에 의해 $20\sim30M_{\odot}$로 제약이 된다. 관측에서 보이는 최대 질량인 $\geq100M_{\odot}$에 훨씬 미치지 못하므로, 이를 해소하기 위한 모형이 충돌과 병합에 의한 질량이 큰 별의 생성이다. 비록 원시별은 주계열성에 비해 충돌단면적이 훨씬 크지만, 충돌과 병합이 빈번히 일어나려면 원시성단의 밀도가 매우 높아야 한다.

어떤 이론이 자연계에서 보다 효율적으로 작동하는지를 조사하기 위해서는 별 생성 과정의 산물인 성단의 특성을 조사하여야 한다. 특히 질량이 큰 별의 생성이론의 타당성을 조사하기 위해서는 질량이 큰 별이 충분히 많은 성단의 특성을 조사하여야 통계적으로 의미 있는 결과가 될 것이다. 별의 생성 과정에 대한 타당성을 조사할 수 있는 관측적 특성으로는 초기질량함수(initial mass function, IMF)와 쌍성계의 특성(질량비 분포, 다중성계의 비율, 장반경 분포, 이심률 분포 등)이 있다. 분자구름의 각운동량의 일부분은 별의 각운동량으로 전이(재분배)가 될 것

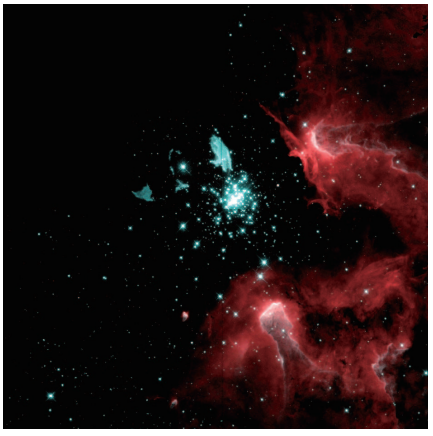

그림 1. NGC 3603의 HST 영상.

이며, 각운동량을 재분배하는 방법으로는 별의 자전 각운동량, 쌍성계의 형성을 통한 공전 각운동량, 또는 원반을 형성하여 행성 또는 별의 외곽물질로 전이하는 것이 있다. 질량이 큰 별의 생성 과정에서 어떤 각운동량 재분배 과정이 가장 효율적으로 작동하였는지는 별의 각운동 분포에서 그 흔적을 찾을 수 있다. 그러나 우리은하에 있는 대부분의 젊은 산개성단에는 질량이 큰 별의 수가 매우 적기 때문에 의미가 있는 결론을 얻기가 어렵다. 질량이 큰 별의 특성을 통계적으로 연구할 수 있는 성단이 starburst 성단 또는 젊고 질량이 큰 성단(young massive cluster-YMC)이다.

일반적으로 YMC는 질량이 $\sim 16M_{\odot}$보다 큰 O형 별의 수가 30개 이상인 항성계를 의미한다. 우리은하에는 약 12개 정도의 YMC가 알려져 있다. 이들 성단의 질량은 $10^4 M_{\odot}$보다 크거나 비슷하며, 대부분 구형의 형태를 갖는다(그림 1 참조). 이들 YMC의 질량은 구상성단과 산개성단의 중간 정도이며, 나이의 관점에서는 산개성단의 특성을 갖지만, 형태는 구상성단과 유사하다. YMC의 가장 대표적인 천체는 대마젤란은하의 거대 전리수소영역인 30 Dor의 중심에 있는 R136 성단으로, 우리은하에 있는 YMC들보다 약 10배 정도 질량이 크다. 또 별이 폭발적으로 태어나는 M82와 같은 은하나 충돌은하에는 더욱 질량이 큰 젊은 성단들이 존재한다(Portegies Zwart et al. 2010).

그림 2에서 볼 수 있듯이 남반구 하늘에는 크기는 작고 별의 밀집도가 매우 높은 YMC가 있으며, 이들의 직경은 약 5~6pc 정도이다. 북반구 하늘에는 밀집도가 높은 YMC는 없지만 O형 별이 50개 이상이 존재하는 Cyg OB2 성협(직경 30~50pc)이 있다. O형 별이 많은 성단이나 성협이 생성되는 환경을 연구하면, 별이 폭발적으로 태어나는 starburst 은하, 충돌은하의 별 탄생 조건을 이해할 수 있을 것이다. 뿐만 아니라 밀집도가 매우 높은 YMC들은 우주 나이 정도의 시간 동안에도 성단의 형태를 유지하고 있을 것으로 예상되므로, 우리은하 형성 초기

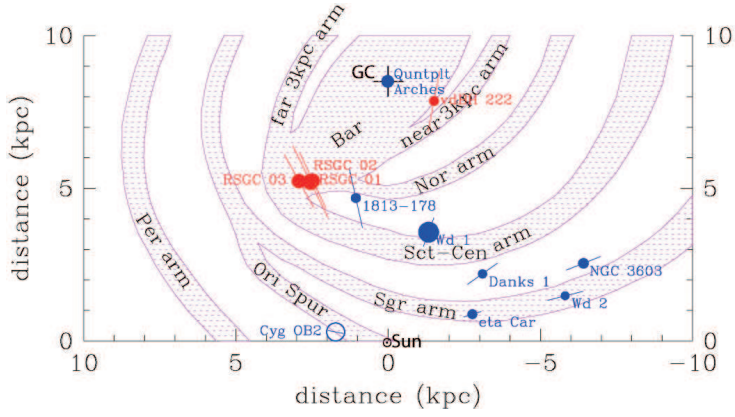

그림 2. 우리은하 내 YMC의 분포. 청색은 적색 초거성이 없는 젊은 YMC를 나타내며, 적색은 적색 초거성이 많이 발견되는 나이가 10^7년 이상인 YMC이다. Cyg OB2는 크기가 매우 크고, 밀집도가 낮은 성협이다. 표식의 크기는 YMC의 질량에 비례한다. Car 주변에 있는 몇 개의 젊은 성단(Tr 14, Tr 16, Cr 232) 전체를 하나로 표시한 것이다. 배경은 우리은하의 나선팔 구조이다.

에 태어난 구상성단의 생성 조건을 이해하는 바탕이 될 것이다.

지금까지 본 연구집단은 4m급 망원경으로 가시광 영상관측이 가능한 YMC의 초기질량함수를 연구하였거나, 연구를 수행하고 있다(NGC 3603-Sung & Bessell 2004; Westerlund 1-Lim et al. 2013; Westerlund 2-Hur et al. 2014; η Carina 영역—Hur et al. 2012). 그림 3은 본 연구집단이 수행한 다양한 젊은 산개성단의 초기질량함수이다. 지금까지 초기질량함수의 보편성과 다양성에 대해 많은 논쟁이 있었고, 아직도 명확한 결론에 도달하지는 않았지만, 그림 3(오른쪽)은 초기질량함수의 기울기가 성단의 표면밀도에 의존함을 보여주는 결과이다. 즉, 밀도가 높은 지역(만일 모성의 밀도와 이 성운에서 태어난 성단의 밀도가 비례한다고 가정하면)에서 질량이 큰 별이 보다 많은 비율로 태어남을 보여준다. 그림 3(왼쪽)에서 볼 수 있는 특징은 일부 초기질량함수[1]가 큰 성단에서 질량이 10~30$M_\odot$ 부분에서 세부구조가 있는 것으로 볼 수 있다. 이 구조에 대해 타당한 해석은 없지만, 충돌과 병합을 통한 질량이 큰 별의 형성이론과 관련이 있을 수도 있다는 추정을 할 수 있다.

1 초기질량함수 ξ는 $dN/d\log m/dA$로 정의하므로(여기에서 dA는 투영된 표면적), 주어진 질량구간에 있는 별의 표면밀도를 나타낸다.

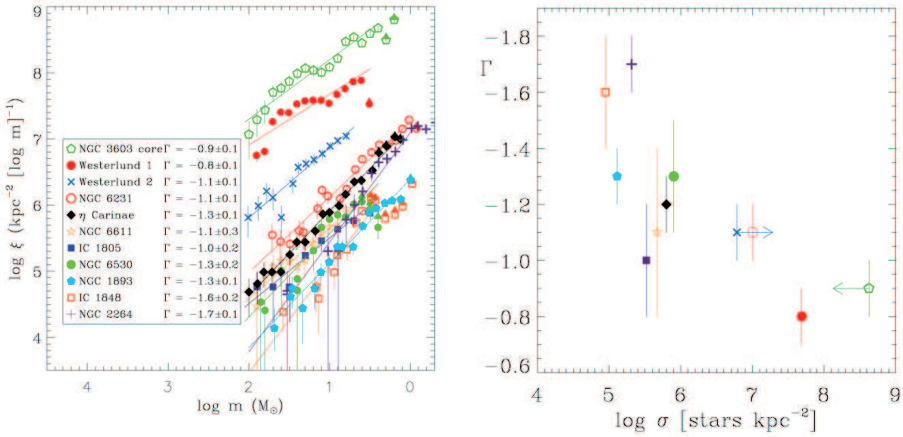

그림 3. (왼쪽) 본 연구 집단이 수행한 여러 젊은 산개성단의 초기질량함수. (오른쪽) 초기질량함수의 기울기와 질량이 $5M_{\odot}$ 이상인 별의 표면밀도의 관계(그림출처: Lim 2014).

질량이 큰 별의 생성을 설명하는 이론의 타당성을 검증하기 위한 다른 방법은 무거운 별의 다중성계에 대한 특성을 체계적으로 조사를 하는 것이다. 또한 YMC에 있는 많은 수의 O, B형 별의 각운동량(YMC의 회전 각운동량, 별의 자전 각운동량, 다중성계의 공전 각운동량 등)을 함께 조사하여 밀집도가 높은 YMC와 Cyg OB2와 같은 성협이 각운동량에서 어떠한 차이를 보이는지를 비교할 수 있다. 이러한 연구로부터 전혀 다른 특성을 가지는 항성계가 만들어지는 환경적인 조건을 알아낼 수 있을 것이다.

2) GMT의 필요성

본 연구에서는 YMC에 있는 O에서 B3V까지 별을 G-CLEF를 이용한 고분산 분광관측을 수차례에 걸쳐 수행하여 양질의 스펙트럼을 얻고, 이를 바탕으로 각 별의 시선속도와 자전속도, 쌍성계 여부를 얻고자 한다. 우선 관측의 가능성을 검토하기 위해 비슷한 성능을 갖는 고분산 분광기인 VLT/UVES를 바탕으로 한계등급을 검토하고, 필요한 노출시간을 계산해보았다. 거울이 4개인 GMT(이하 GMT-4M으로 표시)의 집광력은 직경이 8.1m인 VLT보다 1.6등급 정도 더 어두운 별을 관측할 수 있을 것이다. VLT/UVES의 한계등급[2]은 $U=18$, $V=19.5$등급을 제시하고 있다. 따라서 동일한 노출시간에 신호대잡음비를 얻는다면 한계등급은 $U=19.6$, $V=21.1$등급이 될 것이다.

표 1은 본 연구집단의 관측 대상 천체를 GMT-4M의 G-CLEF로 관측하는 경우 얻을 수 있는 신호대잡음비이다. 대기투과량이 1.1, 시상 0.″8, 직경 1″인 광섬유를 가정하였다. 대체로 $8M_{\odot}$의 질량을 갖는 B3V까지 관측을 한다고 생각을 하면, 가장 성간소광이 적은 Westerlund 2와 NGC 3603은 전 질량의 범위를 관측할 수 있을 것이며, Danks 1의 경우 O형 별은 대부분 관측을 할 수 있을 것이다. 그러나 성간소광을 매우 심하게 받은 Westerlund 1, 은하 중심에 있는 Arches와 Quintuplet는 G-CLEF로 관측이 불가능하다. 이러한 한계를 만드는 가장 큰 요인은 거리가 아니라 성간소광이다. 따라서 성간소광의 영향을 적게 받는 장파장대(λ≈8000-9000Å)의 관측, 또는 유사한 속도 분해능을 얻을 수 있는 근적외선의 GMTNIRS로 수행하여야 할 것이다.

표 1. GMT-4M의 G-CLEF로 1시간 노출을 주었을 때의 추정이 되는 신호대잡음비.

성단	거리 (kpc)	성간소광 (A_V)	$60M_{\odot}$ ($M_{V,ZAMS}$ = -5.2)				$8M_{\odot}$ ($M_{V,ZAMS}$ = -1.6)			
			등급 (V,	B)	S/N_B	S/N_V	등급 (V,	B)	S/N_B	S/N_V
Westerlund 1	3.8	13.4	21.1	25.0	-	-	24.7	28.6	-	-
Westerlund 2	6.0	5.1	13.8	15.0	120	230	17.4	18.9	47	40
NGC 3603	6.9	6.3	15.3	16.6	56	110	18.9	20.2	7.7	6.2
Danks 1	~3.5	~9.9	17.4	21.0	3.8	40	21.0	24.6	0.2	3.8
Arches	8.5	~40	~49	~63	-	-	~53	~67	-	-
Quintuplet	8.5	~40	~49	~63	-	-	~53	~67	-	-
η Carina	2.9	2.2	9.3	9.6	1500	1800	12.9	13.2	290	340

3) 국내외 연구 동향

별이 생성되는 과정에는 다양한 요인이 관계한다. 성간구름의 온도와 밀도, 중원소함량(먼지의 형태로 성간구름의 진화에 많은 기여를 함), 성간구름 내 난류, 각

2 UVES에서 제시하는 한계등급은 시상이 0″7 인 날 0.″7인 슬릿을 사용하여 1.5시간 노출을 주어 신호대잡음비가 10인 경우 U=18.0, V=19.5이다. 그러나 노출시간 계산기를 사용하면 신호대잡음비는 6 정도밖에 나오지 않는다.

운동량, 자기장 등의 물리량이 그 구름에서 별 생성이 가능한지를 결정할 수 있다. 별의 생성은 성간구름 자체의 중력 불안정으로 유발될 수 있을 뿐만 아니라 외부요인(초신성 폭발에 의한 충격파, 성간구름 사이의 충돌, 성간구름 주변에 존재하는 젊은 성단이나 질량이 큰 별이 제공하는 광압 등)에 의해 촉발될 수도 있다. 별의 생성 과정이 진행되는 동안에는 중력 수축과 구름핵의 계층적 쪼개짐, 각운동량 보존에 따른 원반의 형성과 원반을 통한 질량 강착, 제트나 항성풍을 통한 물질분출, 강착에 의해 위치에너지가 복사 및 열에너지로의 변환, 복사에너지가 강착하는 물질에 미치는 효과 등이 존재한다. 컴퓨터 성능의 향상에 힘입어 실제와 매우 근접한 모형성단을 만들고 수치실험의 결과와 관측을 비교하는 연구를 많이 수행하고 있다. 비록 SPH code에 웅덩이 입자(sink particle), 복사되먹임, 난류와 자기장까지 고려하는 단계에 도달하였지만, 현재의 컴퓨터 성능으로도 총 질량이 1000~5000$M_\odot$인 성단을 모사하지 못하고 있다. 현재 수행되는 별 생성 모의실험의 크기는 질량이 500~1000$M_\odot$ 정도인 모성운에서 약 200여 개의 별과 갈색왜성을 생성하여 특성을 조사하거나(Bate 2012, 2014; Myers et al. 2014), 질량이 ~100$M_\odot$ 정도인 구름핵의 중력붕괴를 통해 질량이 큰 별의 쌍성 또는 다중성계를 만드는 정도(Krumholz et al. 2009)에 지나지 않는다.

질량이 큰 별의 경우 단단하게 결합된 log ~$P(day)$ ~1(a~0.3AU)인 근접쌍성계가 많이 존재한다(Duchêne & Kraus 2013; Sana et al. 2012). 현재 성단의 수치모의실험에서 사용하고 있는 웅덩이 입자의 강착반경은 0.5AU(Bate 2012) 정도이며, 질량이 큰 별의 생성실험에서는 더 큰 웅덩이 입자의 강착반지름을 사용하고 있다. GMT를 사용할 무렵에는 근접쌍성계의 형성이론도 방대한 수치실험을 통해 쌍성계의 물리적 특성의 분포 등이 제대로 정립이 될 것이다.

Wolff et al.(2006)은 젊은 산개성단에 있는 O형 별의 자전속도를 바탕으로 별의 각운동량을 계산하여 한계 자전속도를 갖는 별의 각운동량과 비교하였다. 이 연구 결과 각운동량 분포에서 불연속적인 부분을 발견하지 못하였으며, 별의 충돌에 의한 병합의 과정으로 질량이 큰 별의 생성되는 모형의 타당성에 의문을 제기하고 있다. 그러나 그들이 사용한 질량이 큰 별의 표본은 IC 1805, NGC 6611, Cyg OB2 성협에 있는 O형 별들로, 이들 성단의 밀집도는 밀집도가 높은 YMC에 비해 매우 낮기 때문에 실제로 위의 과정이 작동되지 않았을 것으로 생각된다. 위의 과정이 실제로 작동되었는지를 판별하기 위해서는 Westerlund 1, NGC

3603, Westerlund 2와 같은 YMC에 있는 질량이 큰 별의 자전 각운동량의 분포를 조사해야 할 것이다.

O형 별을 5~10개 정도 포함한 약 10개의 젊은 산개성단에 있는 쌍성계를 일관된 방법으로 연구를 수행하였고, 이 결과를 바탕으로 질량이 큰 별의 진화에서 쌍성계의 효과가 지대함을 보였다(Sana et al. 2012). Kiminki et al.(2007, 2008, 2009, 2012)와 Kobulnicky et al.(2012, 2014)은 대규모 분광관측을 통해 Cyg OB2 성협에 있는 O 및 조기 B형 별의 쌍성계 특성을 조사하고 있다. 이들의 연구에서는 다양한 분광분해능의 분광기를 사용하였으나 시전속도 측정의 정밀도는 10~15km/s 정도이다. 이 경우 질량비가 큰 쌍성계나 장주기 쌍성계의 검출에는 한계가 있다. 또 이들은 개개 별의 자전속도에 대한 연구는 수행하지 않았다.

3. 연구의 내용 및 방법

1) 연구 대상

본 연구의 대상은 표 1에 있는 YMC들 중에서 매우 밀집도가 높고, 주변 별들로부터 잘 고립이 되어 있으며, 비교적 성간소광의 영향이 적어 GMT-4M으로 ~8$M_\odot$ 이상의 별들을 대부분 관측을 할 수 있는 NGC 3603과 Westerlund 2이다. NGC 3603에는 질량이 ~8$M_\odot$ 이상을 갖는 별이 약 130개 있으며, Westerlund 2에는 약 120개가 있다.

2) 사용 GMT 기기 및 관측 전략

YMC에 있는 별들의 고분산 분광관측을 통해 자전속도와 시선속도, 다중성계 여부를 조사하며, 별의 질량에 따른 다중성계의 비율을 조사하고, 자전 및 공전 각운동량의 분포, 성단 전체에 걸친 회전운동의 존재 여부를 조사할 것이다. 따라서 본 연구 과제에 사용될 기기는 GMT의 제1세대 관측기기인 G-CLEF이다.

이 성단들은 밀집도가 높기 때문에 성단의 중심부에 있는 별들의 경우 주변 별들과의 역학적 상호작용으로 인해 거리가 먼 동반성은 대부분 와해되었을 것이다. 따라서 주로 근접 쌍성계를 찾게 될 것으로 예상된다. 성단의 외곽에 있는 질량이 큰 별의 경우에는 구성원 여부의 판정과 성단을 둘러싼 헤일로의 존재,

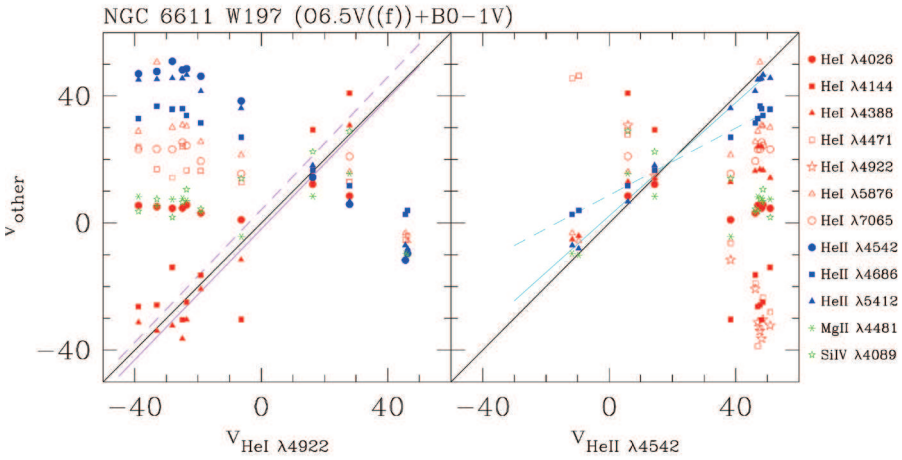

그림 4. 분광쌍성인 NGC 6611 W197에서 관측되는 다양한 흡수선 사이의 시선속도 비교. 왼쪽은 질량이 작은 반성의 시선속도로 HeI λ4922Å에 대한 다른 선들의 시선속도로, HeI λ4144Å과 λ4388Å은 유사한 속도 변화를 보이지만 다른 HeI 또는 MgII, SIIV와는 어떤 경향성도 보이지 않는다. 온도가 높은 주성의 시선속도를 나타내는 HeII 선들은 동일한 경향을 보이지만 기울기가 1에서 벗어난다(관측 자료 출처: Sana et al. 2009).

별 탄생의 역사, 성단의 역학적 진화 등에 중요한 결과를 줄 수 있지만, 성단 전면과 배경으로 펼쳐진 별을 구분할 수 없는 한계 때문에, 다양한 시간 간격을 두고 가능한 한 여러 차례 관측을 수행하여야 할 것이다. 본 연구 주제의 과학적 의미를 확인하기 위해서 질량이 큰 O형 별부터 우선적으로 관측을 수행하고, 연구의 목적에 부합하는 결과를 얻는다면 2단계로 보다 정밀한 결과를 줄 수 있는 B형 별로 확대할 것이다.

그러나 O형 별의 경우 강한 항성풍과 진화한 별의 경우 확장된 대기, 매우 빠른 자전속도 등으로 정밀 시선속도를 얻는 것이 쉽지 않다. 그림 4에서 볼 수 있듯이 어떤 원소의 분광선이 그 별의 시선속도를 나타내는지를 판단하는 것이 쉽지 않다. 본격적인 연구를 시작하기 전에 다양한 분광자료와 항성대기 모형의 분석을 통해 주어진 온도를 대표하는 광구 흡수선을 조사할 것이다. 또 별의 자전속도로부터 자전 각운동량을 얻기 위해서는 별의 회전능률(moment of inertia)을 알아야 하며, 이는 항성내부구조 모형에서 제시하는 값(Meynet & Maeder 2006; Meynet et al. 2007)을 사용할 것이다.

4. 연구 결과의 기대 성과

본 연구에서는 질량이 크고, 밀집도가 매우 높은 젊은 성단 NGC 3603과 Westerlund 2에 있는 질량이 ~$8M_{\odot}$ 이상인 별의 고분산 분광관측을 통해, 각 별의 시선속도와 투영된 자전속도, 쌍성계 여부 등을 조사하고, 쌍성계인 경우 쌍성계의 궤도에 관련된 정보도 도출할 것이다. 이를 바탕으로 이들 YMC에서 내부 회전이 있는지, 별의 각운동량 분포가 질량의 함수이며, 별의 충돌과 병합에 의해 질량이 큰 별이 만들어졌다는 이론과 부합하는 분포를 하는지 등에 대한 결론을 얻고자 한다.

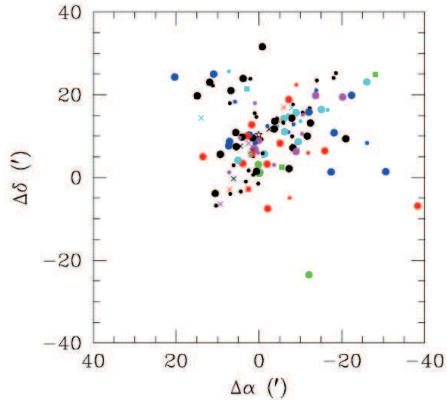

그림 5. Cyg OB2 성협에 있는 O, B형 별의 시선속도 분포. 큰 점은 쌍성계, 작은 점은 홑별, 별표는 삼중성, X는 안시쌍성 또는 식쌍성을 나타내며, 시선속도가 측정되지 않은 별은 녹색으로, 청색, 하늘색, 검정, 보라, 빨강은 시선속도 분포에서 하위 15%, 30%, 70%, 85%의 사이구간에 포함되는 별을 나타낸다.

또 이들 YMC에 있는 쌍성계의 물리량 분포특성이 밀집도가 낮고 총질량이 작은 젊은 산개성단에 있는 별의 분포와 유사한지 등을 연구할 것이다.

본 연구를 준비하는 사전 연구로 NGC 3603이나 Westerlund 2와 크기와 밀집도 면에서 크게 대비가 되는 북반구의 Cyg OB2 성협에 있는 질량이 큰 별의 시선속도(그림 5 참조), 자전속도, 쌍성계 여부 등을 조사하고자 한다.

5. 인용문헌

Bate, M. R. 2012, MNRAS, 419, 3115

Bate, M. R. 2014, MNRAS, 442, 285

Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., Pringle, J. E. 1997, MNRAS, 285, 201

Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, ARAA, 51, 269

Hur, H., Sung, H., & Bessell, M. S. 2012, AJ, 143, 41

Hur, H., Park, B.-G., Sung, H., Lim, B., Chun, M.-Y., Bessell, M. S., & Sohn, S. T. 2014, MNRAS, submitted

Kiminki, D. C., Kobulnicky, H., Ewing, I., et al. 2012, ApJ, 747, 41

Kiminki, D. C., Kobulnicky, H., Gilbert, I., Bird, S., & Chunev, G. 2009, AJ, 137, 4608
Kiminki, D. C., Kobulnicky, H., Kinemuchi, K., et al. 2007, ApJ, 664, 1102
Kiminki, D. C., McSwain, M. V., & Kobulnicky, H. 2008, ApJ, 679, 1478
Kobulnicky, H., Kiminki, D. C., Lundquist, M. J., et al. 2014, ApJ, in press (arXiv:1406.6655)
Kobulnicky, H., Smullen, R. A., Kiminki, D. C., et al. 2012, ApJ, 756, 50
Krumholz, M. R., Klein, R. I., McKee, C. F., Offner, S. S. R., & Cunningham, A. J. 2009, Science, 323, 754
Lim, B. 2014, PhD thesis, Sejong Univ.
Lim, B., Chun, M.-Y., Sung, H., Park, B.-G., Lee, J.-J., Sohn, S. T., Hur, H., & Bessell, M. S. 2013, AJ, 145, 46
Meynet, G., & Maeder, A. 2006, ASPC, 355, 27
Meynet, G., Ekström, S., Maeder, A., & Barblan, F. 2007, ASPC, 361, 325
Myers, A. T., Klein, R. I., Krumholz, M. R., & McKee, C. F. 2014, MNRAS, 439, 3420
Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & Gieles, M. 2010, ARAA, 48, 431
Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., et al. 2012, Science, 337, 444
Sana, H., Gosset, E., & Evans, C. J. 2009, MNRAS, 400, 1479
Sung, H., & Bessell, M. S. 2004, AJ, 127, 1014
Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., Lanz, L., & Venn, K. 2006, AJ, 132, 749
Yorke, H. W., & Sonnhalter, C. 2002, ApJ, 569, 846
Zinnecker, H., & Yorke, H. W. 2007, ARAA, 48, 481