O형 별을 공전하는 질량이 작은 동반성 및 행성의 탐사관측

● 성환경[1], 허현오[1], 임범두[2], 박병곤[2]

세종대학교[1], 한국천문연구원[2]

1. 과학 목적 및 요약

현재까지 1,800개 이상의 외계행성이 발견되었으나 질량이 큰 별 주위를 도는 외계행성은 발견하지 못하였다(행성이 발견된 가장 질량이 큰 별의 질량은 약 $4.5M_{\odot}$). 현재까지의 연구에 의하면 O형 별의 경우, 70% 이상이 동반성을 갖고 있다(Sana et al. 2012). 또 ESO/NTT의 적응광학계인 ADONIS를 사용한 고각분해능 영상관측을 통해 A, B형 별의 동반성을 찾는 연구가 수행된 바가 있으며(Kouwenhoven et al. 2005), 반점 간섭계를 이용한 안시쌍성의 탐사관측을 수행하기도 하였다(Mason et al. 2009). 그러나 질량이 큰 O형 별 주위를 도는 질량이 작은 근접 동반성(질량비가 0.1 이하인 근접 쌍성계) 또는 행성질량의 동반천체를 확인한 바는 없다. 질량이 작은 별의 근접 쌍성계의 경우에는 두 별의 질량이 유사한 쌍둥이형 근접 쌍성계가 많지만, 질량이 큰 O형 별의 경우 질량비는 편평한

분포를 보이며, 잘량비가 작은 동반성이 많이 존재할 수 있을 가능성을 보여준다.

그러나 질량비가 작은 O형 근접 쌍성계의 경우 관측이 매우 어렵다. 가장 큰 원인은 질량이 큰 별의 경우 정밀한 시선속도를 결정할 수 없었기 때문이다. 이러한 제약은 GMT의 고분산 분광기인 G-CLEF를 사용한 관측과 항성대기모형의 발전, 정밀한 시선속도의 측정방법 개발 등을 통해 돌파구를 찾은 수 있을 것으로 기대가 된다. O형 근접 쌍성계의 빈도와 특성에 대한 연구는 질량이 큰 별이 만들어지는 과정과 근접 쌍성계의 기원을 이해하는 바탕이 될 것이다.

2. 연구 필요성, 배경 및 동향

1) 연구의 배경 및 필요성

현재 질량이 큰 별의 생성 과정에 대한 이론은 3가지가 있다. Yorke & Sonnhalter(2002)가 제시한 단조수축 모형의 경우, 본격적인 별 생성 과정이 시작되기 이전에 만들어진, 충분히 질량이 큰 구름핵에서 중력 수축과 매우 큰 질량 강착을 통해서 질량이 큰 별이 만들어진다는 것이며, 두 번째 이론은 Bonnell et al.(1997)이 주장한 경쟁적 질량 강착과 폭주 성장(runaway growth)이다. 경쟁적 질량 강착은 질량이 큰 별과 작은 별이 함께 만들어지며, 중력 퍼텐셜이 가장 낮은 중심부에서 더 많은 질량 강착을 통해 질량이 큰 별이 만들어진다는 것이다. 두 모형 모두 원반을 통해 질량의 성장이 이루어진다는 유사성이 있지만, 본격적인 중력 수축 이전에 충분한 질량과 밀도구조를 갖는 구름핵이 존재하는가 아닌가의 차이가 있다. 관측으로 두 이론 중에서 보다 타당한 이론을 선택하는 것이 어렵지만, 많은 젊은 산개성단에서 질량분리현상을 보이므로, 경쟁적 질량 강착이 보다 타당해 보인다. 나머지 하나는 원시별 사이의 충돌과 병합에 의해 질량이 큰 별이 생성된다는 이론이다.

지난 10년 동안 젊은 산개성단에 있는 O형 별의 다중성계 여부에 대한 많은 연구가 진행이 되었다. 그 결과 O형 별의 경우 다중성계의 비율은 최소 70% 이상이며, 장반경 분포에서 주기가 약 150일 이하인 분광쌍성이 매우 많고, log $P(day)$~1.5에서 최빈값을 보인다(그림 1의 상단 및 Duchêne & Kraus(2013)의 그림 2 참조). 그러나 질량이 큰 별의 생성에 대한 어떤 모형도 주기가 매우 짧은

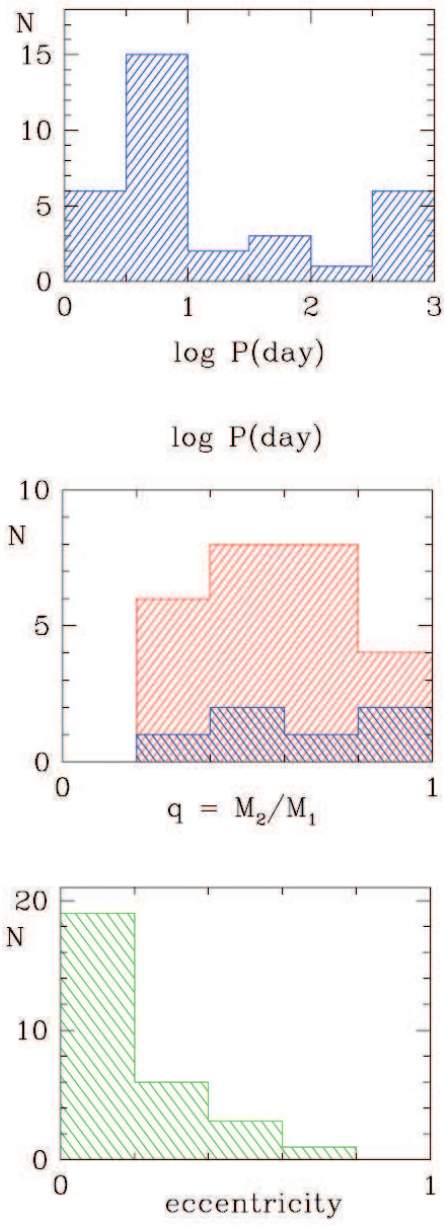

그림 1. 궤도요소가 잘 결정된 33개 O형 별(젊은 산개성단 NGC 6231, NGC 6611, IC 1805, IC 2944, Trumpler 16)의 공전주기(상단), 질량비(중간), 궤도 이심률의 분포(하단). 질량비 분포에서 빨간색 히스토그램은 공전주기가 150일 이하인 근접 쌍성계의 분포이며, 파란색 히스토그램은 주기가 긴 쌍성계의 질량비 분포를 나타낸다.

근접 쌍성계(질량이 $40M_{\odot}$인 별을 도는 공전주기가 150일인 동반성의 장반경은 $\sim 2AU$)의 형성을 설명하지 못할 뿐만 아니라, 수치 모의실험에서도 전혀 구현을 하지 못하고 있다. Krumholz et al.(2009)의 모형에서 시간이 25,000년일 때 원반의 직경은 약 600AU이며, 그 이후에 만들어지는 다중성계의 크기는 250AU 또는 그 이상이다. 원반 내에서의 역학적 마찰을 고려하더라도 1Myr 정도의 시간에 $\sim 2AU$의 근접 쌍성계를 만드는 현상을 설명하기 어렵다. 따라서 1차 정유체 평형상태에 있던 구름핵이 2차 수축을 하는 과정에서 쪼개져 근접 쌍성계를 만들 가능성이 더 높을 수도 있다. 이와 같은 근접 쌍성계의 특성들을 보다 정밀하게 결정할 수 있다면 질량이 큰 별이 만들어지는 과정을 잘 이해할 수 있을 것이다.

한편 과거에는 질량이 큰 별은 유사한 질량의 동반성을 갖는 경우가 많다고 생각하였으나, 최근의 관측 결과에서는 질량비의 분포가 거의 편평한 양상을 보인다. 즉, 질량비 분포를 $f(q) \propto q^k (q = M_2/M_1)$로 근사하는 경우 $k = -0.1 \pm 0.6$(Sana et al. 2012)이다. 그러나 질량비가 작은 경우에는 주성에 미치는 반성의 중력

영향이 매우 작기 때문에, 현재의 속도 측정의 정밀도($\Delta v \approx 20 km\ s^{-1}$)로는 검출이 불가능하다. 따라서 그림 1의 질량비 분포에서 $q < 0.2$인 쌍성계가 없음을 이해할 수 있다. 그러나 현재의 관측한계를 극복할 수 있으면, 질량비가 작은 쌍성계를 많이 발견할 수 있을 것이며, 더 나아가 질량이 큰 별 주위를 공전하는 행성도 발견할 가능성이 있다.[1]

2) 현재의 한계와 GMT의 필요성

다중성계 여부를 관측하는 방법으로는 시선속도 측정, 고유운동 측정, 간섭계 관측, 반점 간섭계 관측 (Speckle interferometry), 근적외선 적응광학, 일반 영상관측, 그리고 Gaia 측성관측을 생각할 수 있다. 주성의 질량이 $40M_{\odot}$인 별이 2.5kpc(Perseus 나선팔 또는 Sagittarius 나선팔까지의 거리)에 있다고 가정하였을 때 여러 가지 방법으로 측정할 수 있는 쌍성계의 질량비와 장반경의 관계를 구해보면 그림 2와 같다.

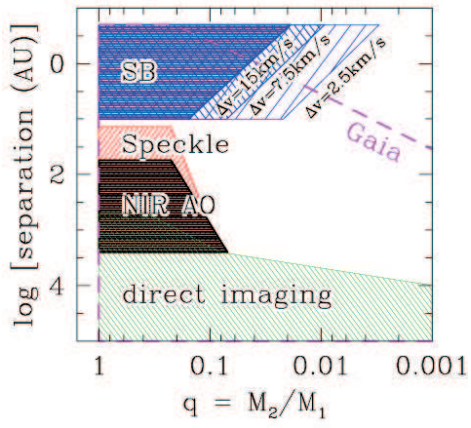

그림 2. 질량이 $40M_{\odot}$인 별이 2.5kpc의 거리에 있을 때 관측 방법에 따른 검출 한계.

분광관측의 경우 광량이 충분하다면 전적으로 분광분해능에 의해 결정이 되며, 분광분해능이 20,000, 40,000, 120,000으로 분해할 수 있는 속도의 폭은 각각 15, 7.5, 2.5$km\ s^{-1}$이다. 그림 2에서 청색으로 표시한 부분은 Sana et al.(2012)에서 주어진 주성의 속도 식으로부터 주어진 속도 변동 폭을 줄 수 있는 쌍성의 질량비와 장반경을 나타낸 것이다(궤도경사각은 35도, 궤도 이심률은 0.3을 가정함). 그러나 궤도경사각이 90도에 가까워질수록 변동 폭이 증가하여 검출 한계는 좋아지지만, 궤도 이심률이 증가할수록 속도의 폭이 작아져 검출 한계는 나빠지

1 O형 별의 경우 수명이 매우 짧고, 질량이 작은 별의 경우 전주계열 수명이 길기 때문에 질량이 작은 동반성의 경우 전주계열 상태로 존재할 가능성이 높다. 그러나 적외선 초과를 보이는 전주계열(고전적 T Tau형 변광성) 단계는 기간이 짧고, 또 질량이 큰 주성의 광도가 매우 크기 때문에 적외선 초과를 보이지 않을 가능성이 높다. 한편 질량이 큰 별이 생성되는 과정에서 만들어지는 원반의 수명은 약 1Myr 정도 또는 그 이하로 추정이 되는데, 이 시간 동안 원반에서 행성이 만들어질 수 있는가 하는 문제도 있다. 참고로 질량이 작은 별의 경우 원반의 수명은 약 5Myr 정도이다(Sung et al. 2009).

게 된다. 그리고 GMT에 반점 간섭계 카메라로 가시광에서 회절 한계의 상을 얻는 경우 측정할 수 있는 쌍성계의 질량비와 장반경의 범위를 빨간색 빗금으로 표시하였다. 여기에서 회절 한계(~5.5*mas*)의 영상으로 분해할 수 있는 등급차이의 한계를 3등급(Mason et al. 2009), 각거리가 1″일 때 등급차이를 5등급으로 가정하였다. 근적외선 적응광학계를 사용하는 경우 약 0.″02의 분해능을 얻을 수 있고, 분해할 수 있는 한계등급차이를 3등급으로 가정하였다. 그리고 1″ 떨어진 반성의 경우 등급차이를 7등급으로 가정하였다. 영상관측을 하는 경우에는 등급차이가 작으면 대체로 시상의 1/3 정도까지 분해가 가능할 것이다. 그러나 가장 중요한 결과는 Gaia 측성위성의 관측에서 생산될 것이다. 밝은 청색별의 경우 측성한계는 약 14μas이며, 2.5kpc의 거리에서는 0.035AU에 해당한다. 따라서 쌍성계의 장반경이 0.2AU인 경우 쌍성계의 질량비가 0.2 이상이 되어야 검출이 가능하지만, 분광관측과 달리 장반경이 클수록 검출할 수 있는 쌍성계의 질량비는 더욱 작아지게 된다. 즉, Gaia 측성관측 결과가 기대하는 정밀도에 도달하는 경우에는 질량이 작은 반성의 검출에 획기적인 결과를 줄 수 있다. 그러나 본 연구의 주 관측 대상인 매우 근접한 쌍성계의 경우에는 여전히 고분산 분광관측이 질량이 작은 동반성 존재의 검출에 가장 좋은 방법임을 알 수 있다.

현재 VLT의 고분산 분광기인 UVES의 분광분해능은 최대 80,000(청색 영역)과 110,000(적색 영역)이며, 따라서 원론적으로는 그림 2의 분광관측에서 검출할 수 있는 한계에 도달할 수 있다. 이러한 가능성에도 불구하고 현실적으로는 질량비가 0.2 이하인 경우, 질량비를 제대로 결정하지 못한다. 첫 번째 이유로는 질량이 큰 별의 경우 질량에 따른 광도의 변화가 매우 심하여, 반성에서 기인한 흡수선을 찾고 또 이 흡수선의 속도변화를 검출하는 것이 어렵다. 뿐만 아니라 질량이 큰 별은 대체로 자전속도가 매우 크고, 자전에 의한 선폭의 증가 때문에 정밀한 시선속도 측정이 어렵다. 또 동일 전리상태에 있는 분광선조차도 분광선마다 시선속도가 다르게 측정이 된다. 분광분해능이 70,000~80,000인 경우 속도 측정의 정밀도는 약 4$km\ s^{-1}$이지만, 분광선들 사이의 속도 차이는 10~20$km\ s^{-1}$이다(예: Sana et al. 2006의 표 A1 그림 3 또는 Sana et al. 2009의 [표 3]).

그림 3은 젊은 산개성단 NGC 6231에 있는 SB2 분광쌍성 HD 152219의 주성인 O9III의 시선속도 평균에 대한 각 분광선의 시선속도의 관계를 나타낸 것이다. 대부분이 O형 별의 분광분류에 사용되는 분광선들임에도 불구하고, 각 분

광선으로 측정한 시선속도가 체계적인 차이를 보인다. HeI 흡수선의 경우에는 '뒤집힌 S'자 형태를 보이는 반면, HeII와 SiIV, OIII는 'S'자 형태를 보인다. 이러한 체계적인 차이는 각 분광선들이 주로 만들어지는 광구의 층이 다르다는 것을 의미한다. 대부분의 연구에서는 여러 분광선으로 측정한 시선속도의 평균을 사용하지만(각각의 분광선으로 측정한 시선속도를 구체적으로 제시하지 않고 평균값만 제시하고 있다.), 그림에서와 같은 체계적인 차이가 있기 때문에 이를 보정하지 않고 사용하면 측정한 분광선에 따라 체계적으로, 또는 제멋대로(random하게) 분산을 증가시킬 것이며, 이는 곧 주성과 반성의 질량비 결정에 오차로 작용하게 될 것이다. 그러나 개개 분광선의 속도가 모두 출판된 자료를 비교하여 보면, 분광선 사이의 관계가 단순하지 않으며, 별마다 차이가 존재하는 것으로 보인다. 따라서 정밀한 시선속도를 얻고, 이를 바탕으로 쌍성계의 정밀한 질량비와 궤도요소를 얻기 위해서는 어떤 분광선이 광구을 대변하는 분광선인지를 먼저 결정을 해야 할 것이다. 이를 결정하기 위해서는 O형 별의 대기구조를 보다 심도 있게 연구해야 할 것이다.

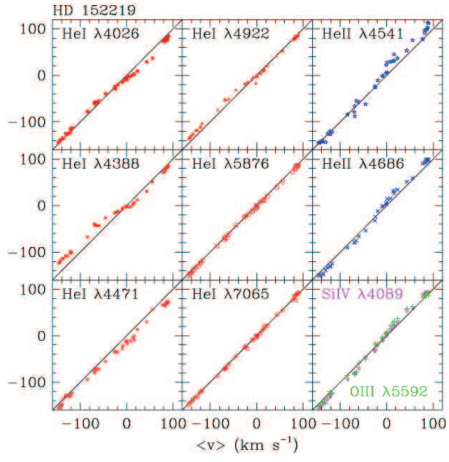

그림 3. NGC 6231에 있는 분광쌍성 HD 152219 주성(O9.5III)의 시선속도(자료출처: Sana et al. 2006).

본 연구에서는 Sgr 나선팔과 국부 나선팔(=Orion Spur)에 있는 젊은 산개성단 내의 O형 별을 GMT/G-CLEF를 이용하여 수차례에 걸쳐 고분산 분광관측을 수행할 것이다. 각각의 분광선으로 얻은 시선속도 사이에 어떤 상관관계가 있는지를 조사하고, 어떤 분광선이 그 별의 광구를 대변하는 분광선인지를 결정할 것이다. 이러한 연구를 위해서는 신호대잡음비가 매우 좋은 분광자료가 반드시 필요하다. 또 관측 대상인 젊은 산개성단의 경우 NGC 6231처럼 성간소광도 적고, 가깝기 때문에 별들이 매우 밝은 경우도 있지만 대부분은 성간소광을 심하게 받아서 노출시간이 짧지 않다. 우선 관측의 가능성을 검토하기 위해 비슷한 성능을 갖는 고분산 분광기인 VLT/UVES를 바탕으로 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. GMT-4M으로 1시간 노출(VLT UVES로 15500초 노출)을 주는 경우 성간소광을 심하게 받은 M17-341(O5V, V=14.13, B-V=2.15)을 대기 투과량 1.1, 시상 0.″8일 때 0.″5 광섬유 사용하여 관측한다면 신호대잡음비가 약 50밖에 되지 않는다. 따라서 GMT-4M의 G-CLEF로 관측하는 경우에도 노출시간이 짧지 않은 경우가 많이 있다.

3) 국내외 연구 동향

질량이 큰 별의 다중성계는 질량 큰 별이 생성되는 과정을 검증할 수 있는 매우 중요한 천체이다. 이에 대한 연구를 체계적으로 정리한 논문이 Zinnecker & Yorke(2007)이며, 또 다중성계의 연구 결과들을 정리·분석한 논문은 Duchêne & Kraus(2013)이다. 질량이 큰 별의 대부분은 젊은 산개성단과 OB 성협에 있으며, 나머지 ~20%는 낱별로 존재를 하지만 이들의 대부분도 'runaway' 별이다. runaway 별은 성단이나 성협에서 초신성 폭발 또는 역학적 상호작용의 결과로 방출된 별이므로, 질량이 큰 별이 만들어지는 과정에 대한 중요한 정보는 대부분 상실하였을 것이다. 따라서 산개성단이나 OB 성협에 있는 O형 별의 다중성계 특성을 연구하는 것이 질량이 큰 별의 생성 과정에 대한 귀중한 정보를 제공할 수 있다.

최근에는 개개 젊은 산개성단이나 OB 성협의 대한 다중성계 연구가 많이 발표가 되었다. 특히 Sana, Gosset, Rauw 등으로 구성된 벨기에 연구자들은 지난 10년에 걸쳐 O형 별 5~20개 정도가 존재하는 약 10개의 젊은 산개성단에 있는 O형 별을 일관된 방법으로 관측 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 사용하였으며 시전속도 측정의 정밀도는 10~15km/s 정도이다. 이 경우 질량비가 작은 쌍성계나 장주기 쌍성계의 검출에는 한계가 있다. 그리고 이들은 여러 분광선들로 얻은 시선속도의 평균을 사용하였기 때문에, 다중성계의 물리량을 결정하는 데 한계가 있을 수밖에 없다. 또 밀집도가 매우 높은 젊은 성단인 NGC 3603, Westerlund 2, Tr 14의 경우에는 많은 O형 별이 있음에도 불구하고 체계적인 다중성계의 조사는 아직

이루어지지 않았다.

질량이 작은 별의 경우 중력불안정으로 구름의 쪼개짐이 처음 시작되는 시기와 1차 정유체 평형핵 상태에서 수소분자의 해리가 일어난 직후의 2차 수축을 하는 과정에서 구름핵의 쪼개짐이 한 번 더 발생할 수 있으므로, 근접 쌍성계와 거리가 먼 쌍성계의 형성을 자연스럽게 설명을 할 수 있다(Bonnell & Bate 1994). 그러나 질량이 큰 별의 경우에는 어떤 과정으로 근접 쌍성계가 형성이 될 수 있는지에 대한 설득력이 있는 이론은 없다.

3. 연구의 내용 및 방법

1) 연구 대상

본 연구의 대상은 남반구 하늘에서 관측이 가능한 모든 O형 별이다. 그러나 질량이 작은 동반성의 생성 과정이 환경적 요인에 어떻게 영향을 받는지를 연구하기 위해서는 주어진 성단에서 O형 별의 수가 어느 정도가 되어야 하며, 비교적 다양한 나이와 다양한 밀도의 젊은 산개성단을 선택하여야 한다. 표 1에는 O형 별의 수가 4개 이상인 남반구 젊은 산개성단의 목록으로, 성단의 나이와 O형 별의 수, 가장 조기형 별의 분광형을 함께 제시하였다. Cr 232는 독립된 하나의 젊은 산개성단인지 아니면 η Car 주변의 거대 별 생성 영역의 한 부분으로 Tr 16의 헤일로인지가 명확하지 않다. 표 1에 제시한 성단들보다 훨씬 밀도가 높고, O형 별의 수도 많은 Westerlund 1은 성간소광을 너무 심하게 받아 시선속도를 정밀하게 측정하기 어렵기 때문에 제외하였다.

한편 반점 간섭계나 적응광학을 이용한 관측에서 O형 별이 1~2개 정도가 있는 산개성단의 O형 별은 다중성계의 비율이 높은 경향을 보인다는 보고도 있으나 이들이 다중성계의 구성원인지, 아니면 역학적 연관성은 없고 단순히 동일 시선방향에 있는 질량이 작은 성단별인지를 확인하지 못하였다. 본 연구에서는 이들도 관측 대상에 포함하여, 5~10회 정도 관측을 수행할 예정이다.

표 1. 연구 대상 젊은 산개성단

성단 이름		나이(Myr)	O형 별의 수	조기형 별의 분광형
NGC 2244		4.0	4	O5V(f)
NGC 2467		3.0	4	O4V
Westerlund 2		1.5	>18	WN6ha
Cr 228		3.5	21	O4III
η Car	Tr 14	1.5	11	O2If*/WN6
	Cr 232	6.5	2	O4III
	Tr 16	2.5	16	O2.5If*/WN6
Tr 15		6.5	3+2?	O9.5Ib-II
Feinstein1		4.5	4	O5V
NGC 3603		1.5	>21	WN6ha
IC 2944		7.5	11+3	O5
NGC 6231		6.5	14+4	O8
Havlen-Moffat 1		<5?	8	WN8,O4If
NGC 6530		2.5	4	O4V
NGC 6611		3.0	11+3	O3.5f
NGC 6618		2.0	7	O3V

2) 사용 GMT 기기 및 관측 전략

GMT의 1세대 관측 장비인 G-CLEF를 사용하여 여러 O형 별의 고분산 분광 관측을 수행하고 시선속도를 정밀하게 측정할 것이다. 이로부터 다중성계 여부뿐만 아니라 궤도요소도 정밀하게 결정할 것이다. 또한 질량이 작은 동반성 및 행성질량을 갖는 동반천체의 존재 유무를 확인할 수 있으며 이 자료를 바탕으로 질량이 큰 별이 생성되는 과정에 대한 제한조건을 얻고자 한다. 이를 위해서는 관측 대상 천체들을 짧은 시간 간격(하룻밤 동안 2~3차례 관측)과 긴 시간 간격의 주기적인 관측을 수행할 것이다.

질량이 작은 동반성을 검출하기 위해서는 정밀한 시선속도 측정이 기본 조건이다. 그러나 시선속도 측정의 한계로 인해 질량비가 작은 동반성은 거의 검출을

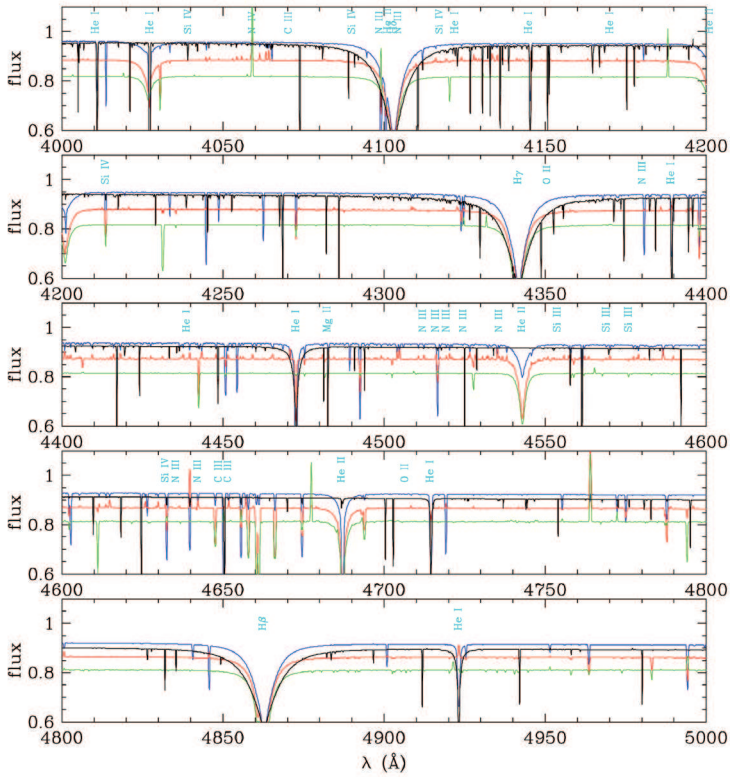

그림 4. O형 별의 NLTE 대기모형인 TLUSTY 모형. 파장별 플럭스를 흑체복사로 규격화하였다. 검정, 파랑, 빨강, 녹색은 각각 유효온도가 25k K(B형 별의 모형), 35k K, 45k K, 55k K인 별의 대기모형이다.

하지 못하였다. 현재의 한계를 넘기 위해서는 보다 정밀한 시선속도의 측정이 필요하며, 상당 부분은 현재 관측 장비의 한계에 기인한 것이 아니다. 그림 3에서 볼 수 있듯이 분광선들 사이의 체계적인(또는 체계적이지 않은) 시선속도의 차이가 존재한다. 이는 O형 별의 대기가 여러 층으로 이루어져 있으며, 각 분광선이 주로 만들어지는 대기층의 속도를 대변하는 것으로 여겨진다. 따라서 각 대기층마다 자전 또는 대류 등의 대기운동에 의해 속도가 약간씩 다를 것이다. 그리고 이러한 양상은 적어도 출판된 자료를 바탕으로 보면 별마다 다른 경향을 보인다. 그러므로 O형 별의 대기구조에 대한 체계적인 연구가 선행되어야 할 것이다. 이러한 연구를 위해 남반구 하늘에서 관측이 가능한 대부분의 O형 별을 5~10회 관측을 하여 분광선들 사이의 속도관계를 조사할 것이다. 이를 통해 별의 온도와

진화 상태에 따른 시선속도 측정의 기준 분광선을 선정하고, 이를 기준으로 다른 분광선의 속도 자료를 규격화함으로써, 시선속도의 정밀도를 향상시킬 수 있을 것이다. 이를 통해 쌍성계의 물리량을 상당히 향상시킬 수 있을 것이다.

위의 방법으로 질량비가 0.1 또는 그 이하인 쌍성계까지 물리량을 정밀하게 결정할 수 있을 것으로 예상이 되지만, 여전히 행성질량의 동반성 여부는 알아낼 수도 없을 것이다. 따라서 행성질량까지, 즉 질량비가 극단적인 경우까지 물리량을 조사하기 위해서는 시선속도 측정의 정밀도를 10배 이상 향상시킬 필요가 있다. 이 목표에 도달하기 위해서는 질량이 작은 별 주위를 공전하고 있는 외계행성의 검출에 사용하는 방법을 적용하여야 할 것으로 생각이 된다. 이는 분광선과 비교선의 상호관계를 이용하는 방법이며, 이 기법을 적용하기 위해서는 1) 광구에서 형성되는 분광선의 선정과 대기 내에서 광구의 대기운동을 정밀하게 파악을 해야 할 것이다. 2) 광구에서 형성이 되는 분광선이 충분히 많아야 한다. 그림 4는 O형 별에 해당하는 유효온도 25k K부터 55k K까지 열적 비평형상태(Non-local thermo- dynamic equilibrium) 대기모형인 TLUSTY 모형의 플럭스 분포를 흑체복사로 규격화한 것이다. O형 별의 분광분류에 사용되는 분광선을 포함한 많은 분광선이 4,000Å~5,000Å의 범위에 몰려 있으며, 이들 분광선 중에서 시선속도 측정의 기준이 될 분광선을 선택할 것이다.

4. 연구 결과의 기대 성과

본 연구에서는 여러 젊은 산개성단에 있는 O형 별의 고분산 분광관측을 수행하여 질량이 작은 동반성 또는 행성질량의 동반천체까지 검출하고자 한다. 이 목표를 달성하기 위해서는 현재의 관측한계를 극복하여야 한다. 그 한 가지 방법으로 각 분광선 사이의 상호관계를 조사하고, 이를 통해 광구를 대변하는 분광선을 선정함으로써, 시선속도 측정의 정밀도를 한 단계 상승시킬 수 있을 것으로 기대한다. 이 기법을 사용하면 질량이 작은 동반성뿐만 아니라 행성질량의 동반천체의 검출이 가능할 것이다. 이 결과는 O형 별의 대기구조를 연구하는 데 중요한 기여를 할 것이다.

다양한 환경에서 태어난 O형 별의 다중성계 빈도와 물리량은 질량이 큰 별이

어떤 과정으로 생성되는지에 대한 귀중한 정보를 제공할 것이다. 특히 근접쌍성계가 어떤 과정으로 태어나는지에 대한 구체적인 제한을 얻을 수 있다. 즉, 질량 강착 원반에서 만들어진 동반성이 역학적 마찰에 의해 근접 쌍성계가 만들어진다면, 젊은 성단에 있는 근접 쌍성계일수록 공전주기와 이심률이 클 것이며, 별들 사이의 역학적 상호작용으로 근접 쌍성계가 만들어진다면 밀집도가 높은 성단일수록 근접 쌍성계의 빈도가 높을 것이다.

5. 인용문헌

Bonnell, I. A., & Bate, M. R. 1994, MNRAS, 271, 999

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

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

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

Kouwenhoven, M. B., Brown, A. G. A., Zinnecker, H., Kaper, L., & Portegies Zwart, S. F.. 2005, A&A, 430, 137

Krumholz, M. R., Klein, R. I., McKee, C. F., Offner, S. S. R., & Cunningham, A. J. 2009, Science, 323, 754

Mason, B. D., Hartkopf, W. H., Gies, D. R., Henry, T., & Helsel, J. W. 2009, AJ, 137, 3358

Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., et al. 2012, Science, 337, 444

Sana, H., Gosset, E., & Rauw, G. 2006, MNRAS, 371, 67

Sana, H., Gosset, E., & Evans, C. J. 2009, MNRAS, 400, 1479

Sung, H., Stauffer, J. R., & Bessell, M. S. 2009, AJ, 138, 1116

Yorke, H. W., & Sonnhalter, C. 2002, ApJ, 569, 846

Zinnecker, H., & Yorke, H. W. 2007, ARAA, 48, 481